

Eduardo Balbinot

**Os satélites da Via Láctea no contexto
cosmológico**

Porto Alegre

Brasil

2014

Eduardo Balbinot

Os satélites da Via Láctea no contexto cosmológico

Tese de doutorado realizada sob orientação do Professor Dr. Basílio Santiago e apresentada ao Programa de pós-graduação em Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do título de Doutor em Ciências na área de Astrofísica.

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL

INSTITUTO DE FÍSICA

Orientador: Basílio Santiago

Porto Alegre

Brasil

2014

Agradecimentos

A vida acadêmica muitas vezes é uma tarefa solitária e frustrante. Felizmente sempre estive cercado de grandes pessoas para compartilhar alguns desses momentos. Seja no café da tarde, conversas *off topic* no corredor, na cerveja no fim do dia ou no jantar em família. Para minha sorte, todas estas pessoas e seus pequenos atos fizeram de mim quem eu sou. A estas pessoas gostaria de demonstrar minha mais profunda gratidão.

Aos meus pais, Ana e Walter, por sempre permitirem a conversa aberta sobre assuntos diversos e controversos, nunca tolhendo os sonhos dos seus filhos, por mais financeiramente suicidas que fossem.

Aos meus irmãos: Guilherme, por me mostrar a internet e ensinar que a vida só vale a pena com uma boa dose de bom humor; Gustavo, que me mostrou que uma linha reta nem sempre é o melhor caminho; e Luís, por duvidar que eu conseguiria instalar o Linux quando eu era apenas uma criança e me ensinar a fazer cerveja.

Ao Aaron, eterno amigo de todas as horas. E ao Vico, que teve sua vida encurtada por uma fatalidade deste país brutal, mas que com seu jeito simples e inocente mostrou o que é ser uma pessoa verdadeira.

Ao Basílio pelos inúmeros ensinamentos, paciência e por ser um exemplo de ética a ser seguido por todos.

Ao pessoal da astronomia. Renato pela paciência com meu mau humor e Gustavo por sempre ter uma resposta, mesmo que muito complicada. E aos demais colegas, pelas conversas e ensinamentos.

Aos guris da geologia e companheiros da Hora Feliz: Fontana, Jalowitzki e Jepeto. Pois na interdisciplinabilidade reside o futuro. Um dia sai o Jarau.

Aos funcionários dessa Universidade.

Aos amigos da Escola do Vaticano. Lá aprendi que existem outras formas de ser cientista sem esquecer de se divertir. Obrigado pela experiência mais incrível que tive durante minha formação.

E é claro, à Marília por compartilhar seus momentos de loucura comigo.

Espero que gostem.

*Given enough time, hydrogen starts to wonder where it came from,
and where it is going.*

– Edward R. Harrison

Resumo

O objetivo desta tese é analisar aspectos do sistema de satélites da Via Láctea de relevância cosmológica. Dentre estes aspectos destacam-se dois: o censo de satélites da Galáxia – onde constata-se que a quantidade destes objetos é muito inferior ao predito por modelos cosmológicos do tipo Matéria Escura Fria – e a frequência anômala de satélites luminosos, como a Pequena e Grande Nuvem de Magalhães (SMC e LMC respectivamente). Além disso, a determinação dos parâmetros estruturais da LMC pode impor vínculos a sua formação, histórico orbital e sobre a massa de nossa Galáxia.

Neste trabalho é desenvolvida uma técnica de busca por satélites da Via Láctea. Esta técnica foi otimizada para utilizar dados da nova geração de grandes *surveys* de maneira eficiente. Este código, o FINDSAT, foi validado em uma amostra de galáxias anãs conhecidas e se mostrou eficiente em detectar as galáxias anãs mais tênues de que se tem registro. A aplicação desse código a uma região do *Sloan Digital Sky Survey* (SDSS) ainda não explorada nesse sentido revelou uma série de candidatos a novos satélites. Foram selecionados os candidatos mais promissores para observação de *follow-up*. Estas observações revelaram que um destes candidatos é de fato um novo satélite da Via Láctea. Este novo objeto é muito provavelmente um aglomerado globular do halo em estágio avançado de dissolução, porém, seu tamanho e magnitude integrada colocam-no em um domínio limítrofe entre aglomerado e galáxia anã. Através da cuidadosa análise dos demais candidatos, constatou-se que nenhum outro é de fato um novo satélite da Galáxia.

Além disso, foi realizado o estudo do perfil de densidade e geometria da LMC. Este estudo utilizou dados de verificação científica do *Dark Energy Survey* (DES). Constata-se que o perfil de densidades para estrelas jovens (< 3 Gyr) possui um raio de escala cerca de 50% menor que o da população velha (> 3 Gyr), favorecendo o cenário de formação tipo *outside-in*. O estudo da extensão da componente estelar da LMC revela um raio de maré de cerca de 18 kpc, permitindo o cálculo da massa dinâmica total da LMC. O valor de massa obtido favorece a hipótese onde as Nuvens de Magalhães estariam por sua primeira passagem pelo perigaláctico. Além disso, a distância heliocêntrica e espessura do disco da LMC foram determinadas utilizando estrelas do *Red Clump* (RC). Notou-se que regiões no extremo norte da LMC estão sistematicamente mais próximas de nós do que o esperado, este efeito evidencia o *warp* no disco dessa galáxia. Observou-se que a espessura do disco aumenta na periferia da LMC, caracterizando o fenômeno de *flare*. O aumento na espessura juntamente com a maior extensão da população velha da LMC é interpretado como a presença de dois compo-

mentes discoideais. Esta é a primeira evidência desse tipo baseada apenas em métodos de contagem de estrelas.

Palavras-chaves: galáxias: anãs, Nuvens de Magalhães, aglomerados globulares, Grupo Local

Abstract

The goal of this thesis is to analyse cosmologically relevant aspects of the Milky Way (MW) satellite system. Among these we may highlight two: the census of MW satellites – where the observed number of these objects is much less than what is expected by Cold Dark Matter (CDM) models – and the anomalous frequency of luminous satellites, such as the Small and Large Magellanic Clouds (SMC and LMC respectively). Besides the cosmological importance of the Clouds, the determination of its structural parameters may help to constraint models for their formation, orbital history, and ultimately the mass assembly in our Galaxy.

In this work a technique to search new MW satellites is developed. This technique was optimized to run efficiently on large datasets, such as the ones being generated by the new generation of surveys. The code, FINDSAT was validated in a sample of well known MW satellites and has proven to be well succeeded even for the most faint of these objects. The application of this code to an unexplored region of the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) revealed a large amount of new dwarf galaxy candidates, some of which were selected for follow-up observation. These observations led to the discovery of a new MW satellite. This new object is most likely a globular cluster in an extreme stage of dissolution. However, its integrated magnitude and size makes it difficult to discern it from a dwarf galaxy. By a careful analysis of the remaining candidates, it was shown that no other new satellite was in the sample.

The density profile and geometry of the LMC was also analysed. This study used the recent science verification data from the Dark Energy Survey (DES). It was found that the density profile for young stars (< 3 Gyr) has a scale radius 50% smaller when compared to the one obtained for older stars (> 3 Gyr). This result favours the outside-in galaxy formation scenario. The total extension of the LMC stellar component was measured, allowing the estimate of a truncation radius of about 18 kpc. Assuming that this truncation has tidal origins the dynamical mass of the LMC is inferred. The mass value found favours the case for the first perigalactic passage of the Clouds. Besides that, the heliocentric distance and thickness of the LMC disk was determined using Red Clump (RC) stars. Evidence for *warp* was found in the North edge of the LMC, in the sense that the disk is systematically more distance than expected. While the thickness of the disk increases towards the outer parts of the LMC, which is a phenomena known as *flare*. This effect joined with the fact that the older LMC stellar population is more extended, favours the presence of two disk components in this galaxy. This is the first evidence of this kind based only on star counts.

Key-words: galaxies dwarf, Magellanic Clouds, globular clusters, Local Group

Lista de ilustrações

- Figura 1 – Figura mostrando a distribuição de satélites no plano r_h vs M_V . Os círculos vermelhos mostram as galáxias anãs da Via Láctea e o quadrados azuis as de M31 (McConnachie, 2012). Aglomerados globulares da Galáxia também são mostrados (círculos pretos). As estrelas púrpuras mostram a posição das Nuvens de Magalhães neste diagrama. A estrela verde mostra a posição de Balbinot 1 (Balbinot et al., 2013) neste plano. Mais detalhes sobre este objeto são dados ao longo deste trabalho. Outros objetos notáveis tem seu nome apontado na figura. 24
- Figura 2 – Projeção de Aitoff em coordenadas galácticas (Mellinger, 2009). A estrutura da Corrente de Magalhães é mostrada em tons de vermelho que representam a emissão na linha de 21cm do Hidrogênio. Imagem retirada de Nidever et al. (2010). 25
- Figura 3 – Exemplo de filtros utilizados pelo FINDSAT. Cada painel mostra o filtro para um valor de módulo de distância, indicado no canto superior esquerdo. O programa seleciona apenas estrelas na região sombreada. A população estelar representada por esse filtro tem um domínio de idades entre 8 e 14Gyr e metalicidade entre 0.001 e 0.006. 33
- Figura 4 – No painel superior é mostrado o mapa de significância oriundo do FINDSAT. No painel inferior o mapa de densidades sem nenhum tipo de filtro aplicado é apresentado. Ambos mapas mostram uma região com $\sim 4 \times 4$ graus ao redor da galáxia anã Ursa Major I. . . . 37
- Figura 5 – Mapa de densidades construído utilizando as galáxias do BOSS. Em escala de cor é mostrado o número de objetos. 39
- Figura 6 – O mesmo que em Figura 5, porém construído usando apenas estrelas. 40
- Figura 7 – Distribuição das detecções do FINDSAT no plano $S_{\text{star}} - S_{\text{gal}}$ em escala logarítmica. Os \times mostram detecções sem contrapartida em nenhum dos catálogos de comparação. Os triângulos negros são satélites da Via Láctea conhecidos, os + são aglomerados de galáxias de Abell e os círculos preenchidos são objetos do catálogo NGC. As linhas pontilhadas delimitam a região onde há maior chance de uma detecção ser um novo satélite. Os \times circunscrito são detecções selecionadas como possíveis satélites. 41

Figura 8	– Exemplo de diagrama de inspeção usado na classificação dos candidatos do FINDSAT. No painel da esquerda um diagrama de Hess construído utilizando estrelas distantes por até $1'$ do centro do candidato. No painel superior direito é mostrada a distribuição de estrelas após o filtro em cor e magnitude do FINDSAT. No painel inferior direito é mostrado o mapa Σ_{star} na região próxima ao candidato.	42
Figura 9	– Imagem em cores falsas (invertidas) do candidato 5. A imagem possui $\sim 2 \times 2'$ e foi obtida através do SkyServer do SDSS. Esta imagem é construída automaticamente pelo <i>pipeline</i> de redução do SDSS através da combinação das imagens nas bandas <i>g</i> , <i>r</i> , e <i>i</i> .	43
Figura 10	– Painel da esquerda: CMD para fontes detectadas com o SExtractor com cores $1.2 < g-r < 2.0$. Os triângulos mostram o valor médio em cor a cada intervalo de 0.5 mag. As barras de erro mostram o desvio padrão em cor nestes mesmos intervalos. Painel da direita: idem, porém para fontes detectadas utilizando o DAOPHOT	48
Figura 11	– Desvio padrão em cor $g-r$ em função da magnitude g . Os intervalos de magnitude são os mesmos da Figura 10. Os círculos mostram a medida usando fontes do DAOPHOT e os triângulos do SExtractor. A linha tracejada foi adicionada para mais claramente discernir o comportamento dos dois conjuntos de pontos.	49
Figura 12	– Imagem do CFHT em cores falsas (invertidas) centrada no candidato 5. A imagem possui $\sim 3' \times 3'$.	52
Figura 13	– 13.1: Mapa de densidades convoluído para o campo centrado nas coordenadas do candidato 1. 13.2: CMD ($g-r$) vs. g para todas as estrelas (esquerda) e galáxias (direita) no campo da MegaCam. 13.3: CMD da região <i>on cluster</i> (esquerda), <i>off cluster</i> (centro) e diagrama de Hess descontaminado (direita) para o subcandidato (a). Os CMDs mostram as incertezas em cor e magnitude. 13.4: idem, porém para o subcandidato (b).	59
Figura 14	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C2.	60
Figura 15	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C3.	62
Figura 16	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C4.	63
Figura 17	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C5.	64
Figura 18	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C6.	65
Figura 19	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C8.	66
Figura 20	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C11.	67
Figura 21	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C17.	68
Figura 22	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C27.	69
Figura 23	– O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C30.	70

Figura 24 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C31.	71
Figura 25 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C36.	72
Figura 26 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C38.	73
Figura 27 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C40.	74
Figura 28 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C41.	75
Figura 29 – CMD para a placa 1895 do SEGUE (<i>esquerda</i>) e para a placa simulada com o ADDSTAR (<i>centro</i>). Nos painéis da direita são mostrados os CMDs para estrelas simuladas que pertencem ao disco fino (a), disco espesso (b) e halo (c).	108
Figura 30 – Painel da esquerda: os contornos mostram a densidade de estrelas anãs do SEGUE no espaço $\log g$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. A escala de cinza mostra a expectativa para a distribuição destas estrelas segundo o ADDSTAR. Painel da direita: idem, porém para o plano $\log g$ vs. T_{eff}	108
Figura 31 – Mapa de densidades em projeção de Mollweide. Em escala de cor é mostrado o logaritmo do número de estrelas. A linha sólida mostra o plano do disco galáctico e as linhas tracejadas planos paralelos ao disco, mas com $ b = 10$	110
Figura 32 – Órbitas de 9 estrelas retiradas aleatoriamente do catálogo do SEGUE. AS órbitas são projetadas sobre o plano X-Y.	114
Figura 33 – Diagrama cor-cor ($g-r$) vs ($r-i$) para um <i>tile</i> do DES. São mostrados apenas objetos classificados como estrelas (pontos pretos). Os triângulos vermelhos mostram os objetos classificados como <i>outliers</i> . Para estes objetos as barras de erro também são mostradas. . . .	115

Lista de tabelas

Tabela 1	– Lista de catálogos usado no <i>match</i> posicional de fontes descobertas pelo FindSat. É mostrado o nome e número de objetos de cada catálogo, além da distância mínima para o <i>match</i> posicional. ^a Sulentic & Tifft (1999); ^b Abell (1958); ^c Harris (1996); ^d McConnachie (2012).	35
Tabela 2	– Resumo das propriedades das galáxias usadas para validação do FINDSAT.	38
Tabela 3	– Lista de candidatos escolhidos após inspeção visual das imagens e CMDs. Os candidatos marcados com um * foram selecionados para <i>follow-up</i> fotométrico.	57
Tabela 4	– Principais parâmetros utilizado para o <i>pipeline</i> de redução com o DAOPHOT.	58
Tabela 5	– Principais parâmetros e incertezas derivados para Balbinot 1.	58
Tabela 6	– Componentes Galácticos e seus parâmetros no TRILEGAL.	106
Tabela 7	– Lista de magnitudes limites utilizadas na simulação do BCC.	109

Lista de abreviaturas e siglas

Λ CDM	<i>Λ Cold Dark Matter</i>
2MASS	<i>2 micron All Sky Survey</i>
AGB	<i>Asymptotic Giant Branch</i>
BPG	<i>Brazilian Participation Group</i>
CMD	<i>Colour-Magnitude Diagram</i>
CTIO	<i>Cerro Tololo Inter-American Observatory</i>
DES	<i>Dark Energy Survey</i>
IMF	<i>Initial Mass Function</i>
LF	<i>Luminosity Function</i>
LMC	<i>Large Magellanic Cloud</i>
MSTO	<i>Main Sequence Turn-off</i>
RC	<i>Red Clump</i>
SDSS	<i>Sloan Digital Sky Survey</i>
SFH	<i>Star Formation History</i>
SFR	<i>Star Formation Rate</i>
SMC	<i>Small Magellanic Cloud</i>
UFD	<i>Ultra Faint Dwarf</i>

Sumário

1	INTRODUÇÃO	21
1.1	A Grande Nuvem de Magalhães	25
1.2	Os grandes surveys	28
1.3	Estrutura da tese	29
2	BUSCA POR SATÉLITES DA VIA LÁCTEA	31
2.1	Método	31
2.2	Validação do código	35
2.2.1	Amostra conhecida	36
2.3	Busca sobre os dados do SDSS-III	38
2.3.1	Lista de candidatos	40
2.4	Follow-up fotométrico	43
2.4.1	Fotometria	45
2.5	Resultados	47
2.6	Discussão	55
3	A GRANDE NUVEM DE MAGALHÃES	77
3.1	Artigo	79
4	CONCLUSÃO	97
	APÊNDICES	101
	APÊNDICE A – FERRAMENTAS DE SIMULAÇÃO E APLICAÇÕES	103
A.1	AddStar	103
A.1.1	Simulações do SEGUE	107
A.1.2	<i>Blind Cosmology Challenge</i>	107
A.2	genCMD	110
A.2.1	Uniformização dos modelos	111
A.2.2	O código	112
	APÊNDICE B – OUTRAS CONTRIBUIÇÕES AO DES E SDSS	113
B.1	Tile Organizer	113
B.2	Integrador orbital	113
B.3	QA - Procura por outliers no espaço cor-cor	114

ANEXOS **117**

ANEXO A – ARTIGO **119**

Referências **125**

1 Introdução

Pelo paradigma mais aceito atualmente, as estruturas na distribuição de matéria do Universo em escalas galácticas ou maiores formam-se pelo colapso gravitacional de não-homogeneidades primordiais com contraste de densidade da ordem de 10^{-4} inicialmente. Num universo dominado por matéria escura fria, o processo é hierárquico do tipo *bottom-up*, ou seja, estruturas menores colapsam primeiro e depois se agregam para formar as grandes estruturas que vemos (White & Rees, 1978; Davis et al., 1985). Simulações de N-corpos com crescente resolução em escalas galácticas vêm revelando que uma galáxia como a nossa se formou pela fusão e acreção de fragmentos menores, também dominados por matéria escura, tendo este processo sido mais intenso nos primeiros bilhões de anos de sua formação (Klypin et al., 1999; Moore et al., 1999; Stewart et al., 2008). Tal é também o caso do modelo Λ CDM, em que o Universo é dominado pela chamada energia escura (Stewart et al., 2008; Springel et al., 2005). As simulações de N-corpos que descrevem este processo identificam que as escalas de tamanho e massa características desses fragmentos são comparáveis às de galáxias anãs. A possível identificação destas últimas como tijolos de formação de galáxias maiores é reforçada pelas evidências de que os exemplares remanescentes do sistema de satélites da Galáxia são ricos em matéria escura (Suntzeff et al., 1993; Walker et al., 2007; Battaglia et al., 2011). O censo de satélites de nossa Galáxia, contudo, corresponde a uma fração pequena do sistema que se esperaria existir ainda hoje de acordo com as simulações de N-corpos (Moore et al., 1999; Tollerud et al., 2008). Este é o que se convencionou chamar de *problema das satélites faltantes*. Esse problema é claramente visível ao comparar a função de luminosidade (LF) observada com aquela esperada das simulações cosmológicas.

As discrepâncias entre as predições cosmológicas não estão restritas às galáxias satélites tênues. Através de simulações cosmológicas é constatado que a probabilidade de uma galáxia como a Via Láctea possuir um par de satélites com a massa da Pequena Nuvem de Magalhães (SMC) é menor que 5% (ou 11%, considerando as incertezas nas massas da SMC e da Via Láctea) (Busha et al., 2011). Do ponto de vista observacional, Liu et al. (2011) mostrou que a probabilidade de uma galáxia com luminosidade similar a da Via Láctea possuir duas galáxias satélites como a SMC é menor que 3.5%. Essa probabilidade é drasticamente reduzida quando é imposto que esse par esteja em interação próxima. Esse resultado faz com que a Galáxia seja um exemplar relativamente raro no cenário cosmológico.

Uma das alternativas para a discrepância numérica entre os halos subgalácticos ricos em matéria escura previstos pelas simulações e o censo de satélites da Galáxia é

que este último esteja fortemente incompleto. De fato, levantamentos fotométricos de grande cobertura angular, como o Sloan Digital Sky Survey (SDSS) e o Two-Micron All Sky Survey (2MASS), revelaram uma população nova de satélites não previamente identificadas nos levantamentos fotográficos das décadas de 1950 à 1990. Ao todo, cerca de 30 novos membros do sistema foram identificados [Koposov et al. (2008) e referências lá encontradas]. Foram também identificados várias correntes estelares no halo, as quais são remanescentes do processo de acreção de galáxias menores pela nossa [Belokurov et al. (2006) e referências lá encontradas].

Apesar das descobertas recentes, atualmente ainda não é possível conciliar as previsões cosmológicas com as observações no Grupo Local, de modo que uma correção aos modelos é necessária. Esta correção pode ir no sentido de corrigir a teoria por trás da cosmologia ou tentar explicar as divergências da teoria através de mecanismos físicos desconsiderados no processo de formação de galáxias no centro dos halos e sub-halos de matéria escura. Entre estes mecanismos estão incluídos o tratamento adequado do gás em acreção utilizando códigos de hidrodinâmica. Além disso, deve-se considerar o efeito que o *feedback* de gás da formação estelar tem sobre a própria formação estelar.

Mecanismos de *feedback* por *supernovae* e interrupção da acreção de gás foram propostos para introduzir uma massa inferior para os sub-halos de matéria escura formarem galáxias observadas hoje, e assim explicar o *problema das satélites faltantes* (Macciò et al., 2010). No entanto, a introdução desses mecanismos em simulações cosmológicas, na escala do Grupo Local, é bastante incerta. Por exemplo, é necessário assumir uma "receita" para a interrupção da acreção de gás pelo sub-halo devido a fotoionização no universo primordial, algo muito pouco conhecido. Além disso, é preciso assumir uma frequência crítica de eventos de *supernovae* capaz de interromper a formação estelar nesses sub-halos.

A existência de um mecanismo capaz de interromper a formação estelar na maior parte dos sub-halos de matéria escura acarreta na existência de inúmeros sub-halos puramente "escuros", ou seja, sem estrelas ou gás visível. Esse tipo de objeto é de difícil detecção, mas alguns métodos foram sugeridos na literatura. ? sugerem que as subestruturas nas caudas de maré de aglomerados globulares são geradas pela colisão com sub-halos de matéria escura. ? mostrou que o número de *gaps* nas caudas de maré de Palomar 5 é consistente com o número de sub-halos previsto nos modelos CDM. Outra forma de detectar estes sub-halos escuros é através da medida da emissão de raios γ provenientes da aniquilação das partículas de matéria escura. Este método falhou em encontrar correlação entre a posição das galáxias anãs conhecidas e fontes de raios γ (Berlin & Hooper, 2013), no entanto foi capaz de impor limites na secção de choque da matéria escura. Uma terceira técnica foi proposta por Erickcek & Law

(2011). Nessa técnica é medido o micro-lenteamento gravitacional devido à presença de um sub-halo de matéria escura entre o observador e estrelas/galáxias de fundo. A precisão astrométrica para a medição desses efeitos será alcançada pela missão GAIA (Jordan, 2008), lançada em dezembro de 2013.

Além do problema do satélite faltante, observa-se que o sistema de satélites da Galáxia possui uma distribuição espacialmente atípica. Descobertas recentes apontam para a existência de um disco de satélites em torno da Via Láctea (Pawlowski et al., 2012a,b). Esse fato faz com que a origem do sistema de satélites da Galáxia seja profundamente questionada, uma vez que o cenário mais plausível para formação de um disco de satélites é que este seja composto por galáxias formadas pela interação de maré em um grande evento de acreção. Durante esse evento matéria é arrancada das galáxias envolvidas. Esse material pode dar origem a sistemas densos auto-gravitantes que podem atingir massas similares a de galáxias anãs conhecidas (Mirabel, Dottori & Lutz, 1992).

No entanto, se esse for o caso, não há motivos para que estas galáxias sejam ricas em matéria escura (Bournaud et al., 2007), uma vez que sua formação não teve a mesma origem que a das estruturas primordiais do Universo. A não relação desses objetos a sub-halos de matéria escura levanta questões fundamentais sobre a formação das estruturas no Grupo Local.

Uma estrutura similar à observada na Galáxia pode ser vista na galáxia espiral vizinha M31 onde há a existência de um disco co-rotante de satélites (Ibata et al., 2013a). Esse disco tem seu momento angular alinhado com o do disco de satélites da Via Láctea sugerindo uma origem em comum. Tal estrutura fortalece a ideia que o sistema de satélites é composto por galáxias formadas pela interação de maré.

Ao contrário das galáxias anãs, os aglomerados globulares (GC) da Galáxia não possuem fortes evidências para presença de matéria escura em suas estruturas (Ibata et al., 2013b). Contudo, no regime de baixas luminosidades, estes objetos podem ter tamanhos muito similares aos das galáxias anãs mais tênues.

Uma clara distinção entre aglomerados de estrelas e galáxias anãs é visível ao comparar tamanhos e magnitudes destes objetos. Uma medida de tamanho frequentemente utilizada é o raio a meia-luz (r_h). Na Figura 1 é mostrada a distribuição das galáxias anãs no espaço de magnitudes absolutas integradas (M_V) contra raio a meia-luz (r_h). Além das galáxias anãs são mostrados aglomerados globulares da Galáxia e galáxias satélites de M31. Nota-se que no regime tênue ($M_V > -5$) as galáxias anãs começam a compartilhar do *locus* dos aglomerados da Galáxia. Isso mostra uma possível transição suave entre aglomerado de estrela e galáxia anã.

Pelo exposto aqui fica claro que a caracterização do sistema de satélites da

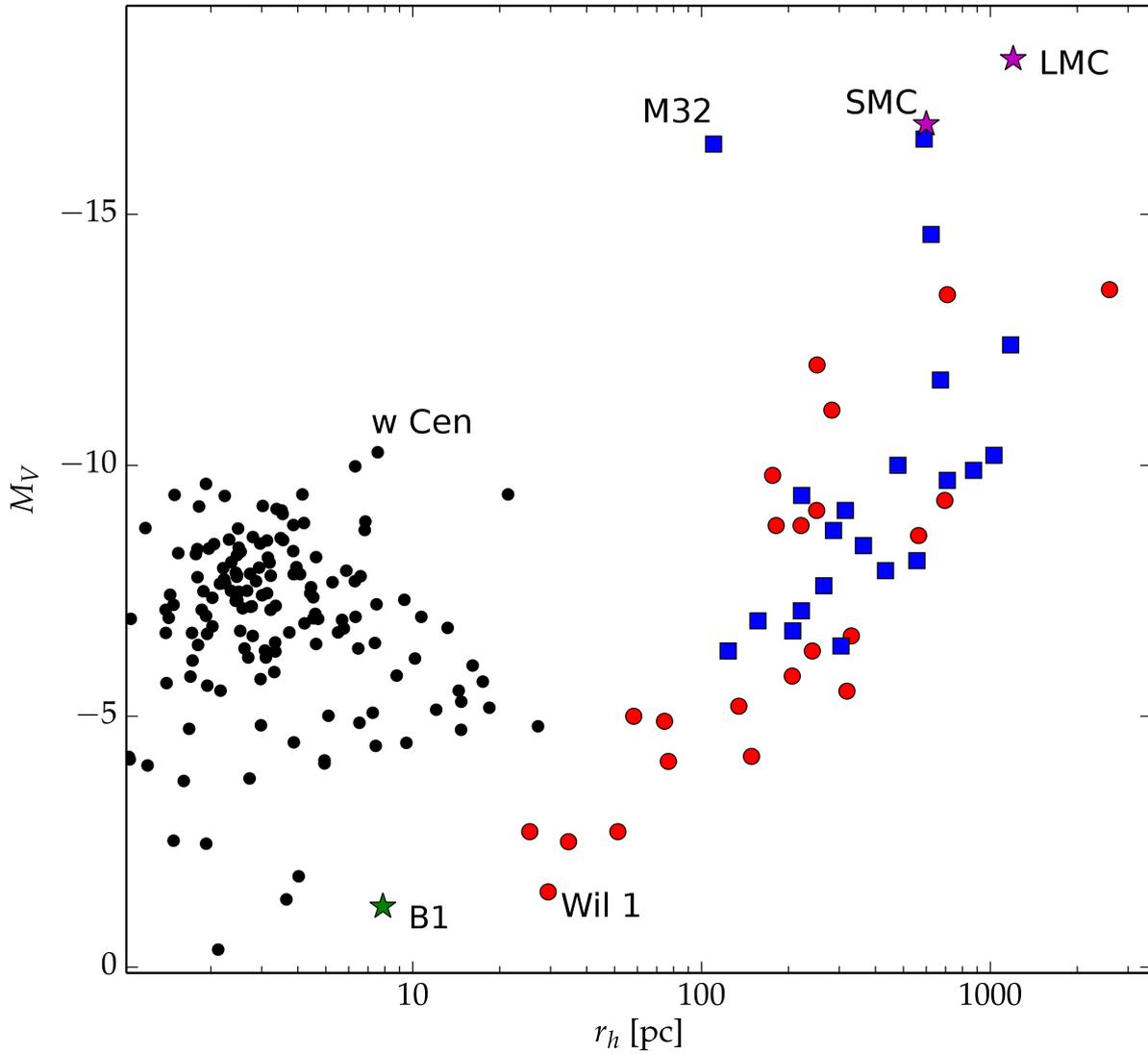


Figura 1 – Figura mostrando a distribuição de satélites no plano r_h vs M_V . Os círculos vermelhos mostram as galáxias anãs da Via Láctea e o quadrados azuis as de M31 (McConnachie, 2012). Aglomerados globulares da Galáxia também são mostrados (círculos pretos). As estrelas púrpuras mostram a posição das Nuvens de Magalhães neste diagrama. A estrela verde mostra a posição de Balbinot 1 (Balbinot et al., 2013) neste plano. Mais detalhes sobre este objeto são dados ao longo deste trabalho. Outros objetos notáveis tem seu nome apontado na figura.

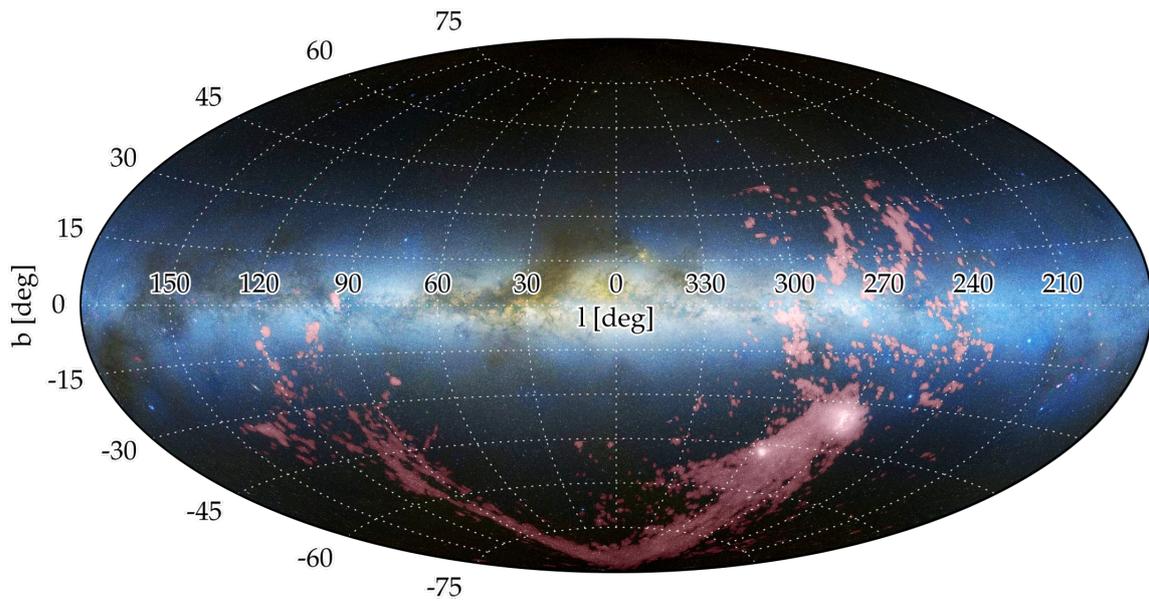


Figura 2 – Projeção de Aitoff em coordenadas galácticas (Mellinger, 2009). A estrutura da Corrente de Magalhães é mostrada em tons de vermelho que representam a emissão na linha de 21cm do Hidrogênio. Imagem retirada de Nidever et al. (2010).

Galáxia se mostrou um assunto de grande importância não só para a formação da Galáxia, mas também para a cosmologia. A busca por novos membros desse sistema deixou de ser apenas a busca pela solução do problema das *satélites faltantes* e adentrou o território de perguntas mais fundamentais como: "É o Grupo Local representativo das estruturas em grande escala no Universo?", "Qual é a origem da matéria escura?" e "Qual a origem do halo de nossa Galáxia?".

1.1 A Grande Nuvem de Magalhães

A Via Láctea possui um sistema de satélites ainda pouco explorado, até mesmo as galáxias satélites clássicas, como a Grande Nuvem de Magalhães (LMC), têm sua estrutura pouco conhecida até hoje. O motivo disso é a ausência de um conjunto de dados homogêneo, com profundidade fotométrica e ângulo sólido suficientemente grandes para vincular seus parâmetros estruturais e as populações estelares que a compõe.

A LMC é uma galáxia irregular do Grupo Local. Sua distância heliocêntrica de ~ 50 kpc permite que suas estrelas sejam resolvidas por telescópios de abertura modesta na Terra, abrindo assim uma grande gama de possibilidades para o estudo de sua população estelar.

Apesar de ser considerada uma galáxia irregular, a LMC apresenta uma barra

proeminente com uma extensão de 4 kpc. Há também a presença de um disco com braços espirais perturbados, que indicam interação recente com sua companheira, a SMC. O disco da LMC se estende por pelo menos 10 graus a partir de seu centro e tem seu lado nordeste mais próximo que seu lado sudoeste. Esse fato é facilmente verificado utilizando velas padrão como indicadores de distância, como por exemplo Cepheids (Nikolaev et al., 2004) e estrelas do *Red Clump* (RC) (Subramaniam, 2003).

A LMC possui muito gás e poeira distribuído de forma aproximadamente homogênea ao longo de sua estrutura. Devido a esse grande reservatório de gás e poeira a formação estelar é intensa em diversas regiões dessa galáxia, em especial próxima ao centro e bordas da barra. A Nebulosa da Tarântula - também conhecida pelo nome 30 Dorado - é o mais notável exemplo de região de formação estelar na LMC. Dentro desse complexo destaca-se o aglomerado R136, o mais massivo jovem ($\simeq 1.5$ Myr) (Massey & Hunter, 1998) aglomerado a cuja população estelar resolvida que se tem acesso. O R136 juntamente com o aglomerado do disco da Galáxia GLIMPSE-CO1 (Davies et al., 2011) são provavelmente os únicos exemplos que temos da formação de um objeto que virá a ser um aglomerado globular no futuro (Bosch, Terlevich, & Terlevich, 2009).

Entre as Nuvens de Magalhães existe uma *ponte* composta por gás e poucas estrelas. Esta estrutura é uma cauda de maré remanescente de um evento de interação entre as nuvens no passado. Além da *ponte*, existe uma grande faixa de gás neutro que conecta as Nuvens com a Via Láctea. Essa faixa é denominada a *Corrente de Magalhães* e sua origem é bastante discutida (Besla et al., 2012; Nidever et al., 2010). Esta corrente e a ponte são mostradas sobrepostas a uma projeção tipo Aitoff de todo céu na Figura 2. A componente estelar da Corrente nunca foi observada, porém os modelos das Nuvens preveem sua existência (Besla et al., 2012).

Fica evidente o passado conturbado da LMC e é esperado que sua população estelar apresente propriedades que se correlacionem no tempo com estes eventos de interação. A taxa ou eficiência de formação estelar é afetada por interações entre galáxias, como no exemplo clássico da galáxia de Antennae, onde há um aumento significativo na formação estelar devido a forte perturbação gravitacional nesse sistema. No sistema SMC-LMC tais perturbações aconteceram e certamente deixaram sua marca na idade das estrelas e aglomerados da LMC.

O sistema de aglomerados da LMC é extremamente rico, com cerca de 900 já conhecidos. Este sistema dá acesso a tipos de aglomerados inexistentes na Galáxia, como por exemplo os globulares populosos, de idade intermediária e de alta metalicidade. Um dos mais intrigantes fatos sobre esse sistema é a lacuna de idades. A lacuna foi inicialmente proposta por Jensen, Mould & Reid (1988) como sendo a aparente ausência de aglomerados com idades entre 4 e 10 Gyr. A lacuna de idades também é

visível na reconstrução do histórico de formação de aglomerados da LMC no trabalho de Parmentier & de Grijs (2008). Apesar de fortes indicações de uma lacuna na formação estelar do ponto de vista da população de aglomerados, a reconstrução do histórico de formação estelar (SFH) revela que existe uma população de campo com idade entre 4 e 10 Gyr (Javiel et al., 2005; Noël et al., 2007; Meschin et al., 2014).

A origem da lacuna de idades permanece sem explicação. O seu mais provável causador é a interrupção ou diminuição da taxa de formação estelar (SFR) devido à falta de interações SMC-LMC. No caso de uma diminuição na SFR espera-se que mesmo assim alguns aglomerados se formem. Estes aglomerados, devido ao baixo número de estrelas, seriam menos massivos em comparação com o restante do sistema de aglomerados da LMC. O fato de haver poucos aglomerados dentro da lacuna - apenas um, ESO 121-SC03 (Mackey et al., 2006) - pode ser devido à falta de uma busca sistemática por aglomerados pouco populosos e em estado avançado de dissolução. Porém, estudos recentes (Balbinot et al., 2010) apontam para que mesmo no regime de baixa massa a lacuna de idades ainda existe. Esse fato juntamente com a existência de estrelas de campo com idades dentro da lacuna apontam para um cenário onde aglomerados de estrelas se formavam com menor eficiência ou sofriam um processo de dissolução acelerado.

A interação entre as Nuvens, além de deixar assinaturas no SFH, cria perturbações sobre a estrutura dos membros do sistema. Diversos autores determinaram a inclinação e orientação do disco da LMC (Rubele et al., 2012, e referências lá encontradas), apesar da grande incerteza esse componente da LMC parece ter uma inclinação de $\sim 35^\circ$ (lado norte mais próximo de nós) com um ângulo de posição da linha dos nodos de $\sim 130^\circ$. Olsen & Salyk (2002) reporta a descoberta do efeito de *warp* no disco da LMC. Este tipo de perturbação pode ser explicado em decorrência dos torques induzidos na interação com a SMC.

Além disso modelos recentes (Besla et al., 2012), que utilizam velocidades tridimensionais medidas com grande precisão (Kallivayalil et al., 2013), favorecem um cenário onde as Nuvens estão em sua primeira e única passagem perigaláctica. Ou seja, este sistema possui velocidade maior que a de escape para o potencial da Galáxia. Este cenário é fortalecido através da medida de velocidade sistemática da LMC, contudo só pode ser confirmado ao se determinar com maior precisão a razão entre a massa da Galáxia e da LMC. Recentes esforços foram feitos neste sentido por van der Marel et al. (2014), onde os autores determinaram a massa dinâmica da LMC utilizando a cinemática das estrelas medidas com o telescópio espacial Hubble (HST). Os autores também estimam a velocidade sistêmica das Nuvens, contudo não conseguem afirmar se essa velocidade é maior que a de escape para Galáxia, devido a grande incerteza na massa desta última.

A origem das Nuvens pode esclarecer alguns aspectos do sistema de satélites da Via Láctea. Por exemplo, uma relação pode existir entre a presença de dois grandes satélites como a LMC e a SMC e o problema do *satélite faltante*. Para vincular estes dois problemas é necessário um entendimento mais profundo das Nuvens e sua história de interação com a Galáxia.

1.2 Os grandes surveys

Grandes *surveys* fornecem fotometria de alta precisão em grandes ângulos sólidos. Estas características observacionais criam condições ideais para detecção de novas galáxias satélites e o estudo em grande escala de satélites clássicas. A melhor compreensão da população destes objetos é vital para explicar a formação da nossa Galáxia e compreender os processos de formação de galáxias de modo geral.

Entre esses *surveys* está o SDSS, atualmente em sua terceira edição. O SDSS utiliza um telescópio de 2.6m localizado no Novo México nos EUA. Esse telescópio está equipado com um imageador de grande campo e um espectrógrafo multi fibra. Atualmente em sua décima liberação pública de dados [*Data Release 10* (DR10)] o SDSS já cobriu uma área de 14000 graus² alcançando magnitude $r \sim 22.5$ e observando nas bandas u, g, r, i e z. Seus dados fotométricos cobrem principalmente o halo da Galáxia, permitindo a busca por galáxias satélites e caudas de maré.

O SDSS foi o primeiro *survey* de seu tipo, um com grande cobertura angular e totalmente digital (pois fez uso de CCDs ao invés de placas fotográficas). Seus dados possibilitaram estudos sem precedentes nas mais diversas áreas, desde cosmologia até estrutura da Galáxia. A partir do sucesso do SDSS diversos outros *surveys* foram planejados para continuar seu legado.

Muito similar ao SDSS, porém atingindo profundidades fotométricas mais elevadas, está o Dark Energy Survey (DES). Esse *survey* utiliza uma câmera de grande ângulo sólido por 62 CCDs. Esse instrumento está localizado no foco primário do telescópio de 4m do *Cerro Tololo International Observatory* (CTIO). O DES pretende cobrir cerca de 5000 graus² até magnitude $r \sim 24.5$, duas magnitudes além do SDSS.

O DES será executado no período de 5 anos, atingindo sua magnitude limite para todo *footprint* (região observada por um *survey*), no final de seu quinto ano. Os limites de seu *footprint* ainda não estão completamente definidos. No entanto, uma área de aproximadamente 300 graus² já foi observada como parte da campanha de verificação científica do projeto em 2012-2013. Essa área foi observada até a magnitude limite do DES nas bandas g, r e i.

A magnitude limite do DES corresponde ao *main sequence turn-off* (MSTO) de

uma população estelar velha distante por ~ 150 kpc enquanto o SDSS por ~ 60 kpc. Em termos de volume amostrado o DES, apesar da cobertura angular menor, irá superar o SDSS. O DES vai proporcionar dados sem precedentes para o estudo das subestruturas do halo da Galáxia.

Além disso, o DES irá mapear as partes externas da LMC. A região observada até a presente data cobre uma porção da LMC distante por cerca de 4° de seu centro. Esses dados permitem a medida de sua geometria através do modelamento da contagem de estrelas em seu disco. Além disso, estrelas do RC podem ser usadas como indicadores de distância e espessura desse disco.

1.3 Estrutura da tese

Neste trabalho são abordados dois problemas relacionados ao sistema de satélites da Galáxia.

No Capítulo 2 é descrito um algoritmo desenvolvido para buscar galáxias satélites da Via Láctea. Um estudo de validação é apresentado, mostrando que o código é capaz de recuperar até as galáxias satélites mais tênues conhecidas. Esse código é então aplicado a dados do SDSS em busca por galáxias anãs desconhecidas. Uma estratégia de *follow-up* fotométrico é proposta e resultados finais são apresentados. Como resultado dessa análise um novo aglomerado de estrelas no halo da Galáxia foi encontrado. A análise dos parâmetros estruturais, idade e metalicidade desse objeto são apresentadas em um artigo já publicado anexado a este trabalho (Anexo A).

No Capítulo 3 são apresentados os dados de verificação científica do DES. É feita uma análise geral da qualidade dos dados. Constata-se que a população do disco da LMC está presente nessa amostra. A geometria do disco dessa galáxia é derivada através do ajuste de modelos exponenciais de densidade à sua distribuição de estrelas. A população de estrelas do RC é utilizada como indicador de distância e espessura do disco da LMC. Este Capítulo é apresentado na forma de um artigo pronto para submissão.

Além dos estudos citados acima, houve contribuições para a infraestrutura do SDSS e DES. Estas contribuições se deram na forma de ferramentas de simulação de populações estelares resolvidas e são listadas na seção A.1 e seção A.2. Ao final, no Apêndice B, são listadas contribuições menores dadas como: um integrador orbital, ferramentas de análise da qualidade dos dados e um código de detecção de *outliers* no espaço N-dimensional de cores.

2 Busca por satélites da Via Láctea

Satélites da Via Láctea fornecem informação valiosa sobre a formação e evolução da Galáxia. Entre os satélites da Galáxia estão os aglomerados de estrelas, as galáxias anãs extremamente tênues - ou *ultra faint dwarfs* (UFDs) - e as galáxias anãs clássicas, como as Nuvens de Magalhães e a anã de Pegasus.

As UFDs são objetos de grande interesse para cosmologia hoje em dia. O censo e a determinação da função de luminosidade destes objetos podem responder questões fundamentais sobre a formação da Galáxia e das estruturas em larga escala no Universo.

O SDSS tomou a vanguarda nessa busca, revelando dezenas de novos satélites e mostrando que o censo desses objetos está profundamente incompleto. No entanto, mesmo com a contribuição do SDSS para busca desses objetos, o número de satélites ainda é defasado em relação às expectativas do modelo Λ CDM.

Novas campanhas de busca devem continuar a revelar inúmeros outros satélites da Via Láctea e de M31. O advento de *surveys* em telescópios de 4 metros ou mais deve revelar uma miríade de novas subestruturas. Daí a importância de desenvolver ferramentas capazes de buscar por esses objetos em bancos de dados que vêm crescendo em ritmo acelerado.

Nesse capítulo é apresentado o desenvolvimento e validação de um código capaz de buscar em grandes bases de dados por satélites da Via Láctea. Esse código foi aplicado em dados reais levando a descoberta de pelo menos um novo aglomerado de estrelas da Galáxia. Seu desenvolvimento teve em vista a aplicação sistemática aos futuros dados do DES.

2.1 Método

Como resultado do gigantesco volume de dados que os grandes levantamentos trouxeram recentemente, as técnicas de busca por satélites da Via Láctea tiveram que ser revistas. A intervenção humana na procura por estes objetos já não é factível. Portanto, uma ferramenta totalmente automatizada é necessária. Para desenvolver tal ferramenta faz-se uso de algumas propriedades conhecidas desses objetos.

É razoável assumir que todas galáxias satélites, não obscurecidas pela poeira do disco da Galáxia, com massa maior que $10^7 M_{\odot}$ já foram encontradas. Nessa categoria de objetos estão as galáxias anãs clássicas. Estas galáxias muitas vezes apresentam um histórico de formação estelar complexo, tendo surtos relativamente recentes

(1-3 Gyrs) de formação estelar. Exemplos desse tipo de formação estelar podem ser encontrados nas anãs Leo I e Carina (?).

Por outro lado, galáxias mais tênues, como as recentemente descobertas usando dados do SDSS, possuem uma população estelar menos complexa. Todos estes objetos possuem metalicidades no intervalo de $Z = (0.001, 0.006)$ e idades não menores que 8 Gyr (Simon et al., 2007). Logo, é esperado que satélites desconhecidos tenham comportamentos similares.

Além disso, UFDs possuem um tamanho característico dependendo de sua luminosidade, como pode ser visto em McConnachie (2012). No regime de baixas luminosidades ($M_V \leq -1$) o raio a meia luz (r_h) pode ser tão pequeno quanto 10 pc (Figura 1), o que se traduz em $4-8'$ no intervalo de distância de 30 – 200 kpc. Esse é o intervalo de distâncias típico para o qual é esperado que o halo da Galáxia deixe de ser suave e passe a apresentar subestruturas (Bell et al., 2008).

A procura por novos satélites deve ser guiada pelas propriedades conhecidas *a priori* desses objetos. Com esse propósito, uma ferramenta chamada FINDSAT foi desenvolvida. Essa ferramenta une dois métodos bem sucedidos, usando filtros complexos no espaço de cor-magnitude (Walsh, Willman & Jerjen, 2009) e o realce de escala do método da diferença de Gaussianas (Koposov et al., 2008).

O FINDSAT usa modelos de evolução estelar de Padova (Girardi et al., 2002) para selecionar estrelas no espaço de cor e magnitude que ocupam uma região consistente com idades e metalicidades limítrofes das UFDs. Essa seleção age como um filtro que depende da distância na qual está o objeto. Logo, para uma busca sistemática por satélites uma lista de distâncias deve ser escolhida, respeitando os limites fotométricos do *survey* em questão. Na Figura 3 é mostrado um exemplo deste filtro para uma população estelar composta com módulo de distância de 18, 19, 20 e 21 ($\sim 40, 63, 100, 158$ kpc) assumindo erros fotométricos típicos do SDSS nas bandas g_{SDSS} e r_{SDSS} .

Para buscar por objetos com um dado tamanho angular, o FINDSAT gera um mapa de densidades $[I(\alpha, \delta)]$ para a região de interesse. O mapa de densidades é construído contando-se o número de objetos em células de ascensão reta e declinação. Incluem-se somente estrelas que respeitam o filtro em cor e magnitude mencionado acima. Este mapa de densidades é então convoluído com uma janela Gaussiana $[g(\sigma_1)]$ com desvio padrão igual ao tamanho do objeto que deseja-se encontrar. Esse processo funciona como um filtro tipo passa-baixa, conservando no mapa convoluído apenas características com a frequência espacial igual ou inferior a da janela Gaussiana. É desejável também eliminar características de muito baixa frequência nos mapas de densidade. Estas características são provenientes do comportamento global da distribuição de objetos no *survey*, por exemplo a variação espacial na densidade de estrelas

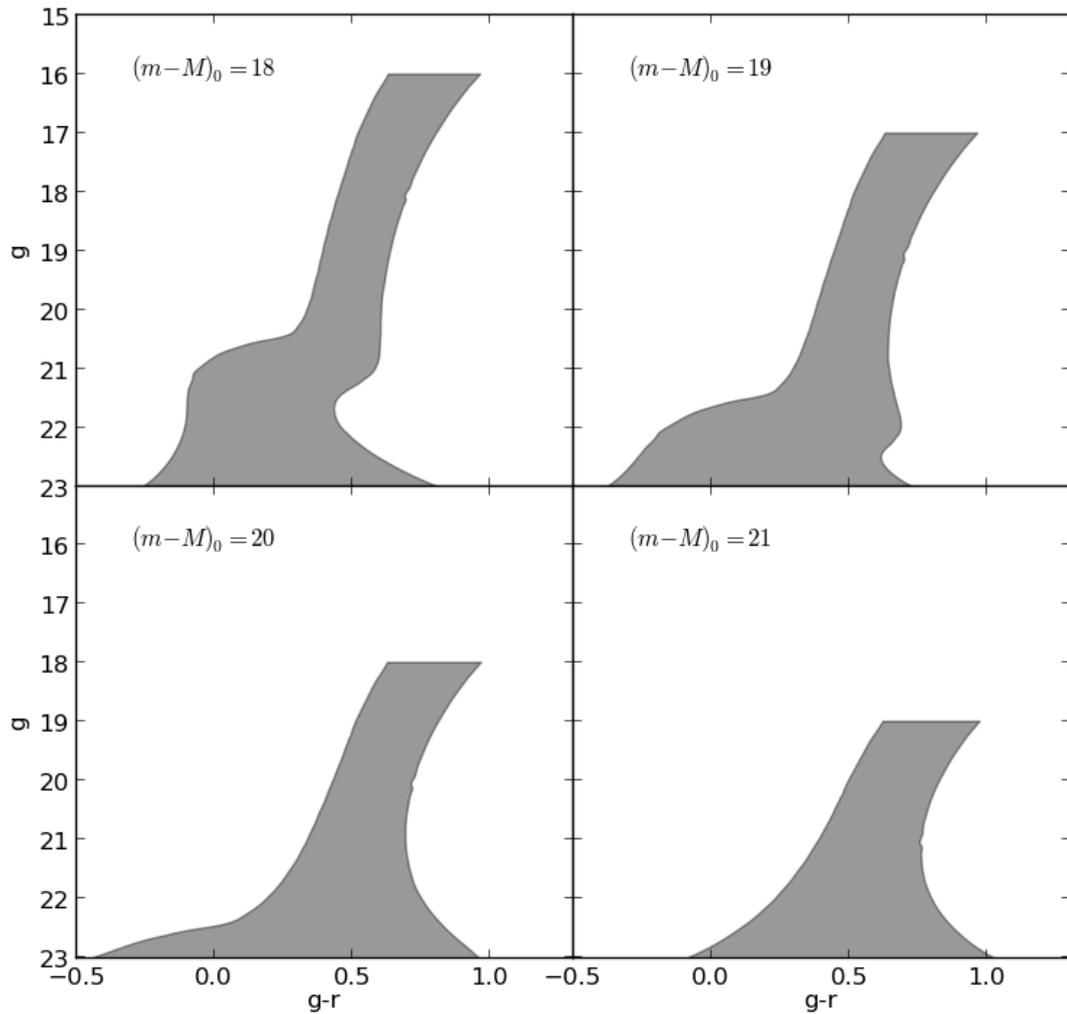


Figura 3 – Exemplo de filtros utilizados pelo FINDSAT. Cada painel mostra o filtro para um valor de módulo de distância, indicado no canto superior esquerdo. O programa seleciona apenas estrelas na região sombreada. A população estelar representada por esse filtro tem um domínio de idades entre 8 e 14Gyr e metalicidade entre 0.001 e 0.006.

de campo dentro da Via Láctea. Para isso é feita a convolução com uma janela Gaussiana maior [$g(\sigma_2)$; tipicamente $\sigma_2 = 1^\circ$]. Essa janela também atenua artificialidades do *survey*, como falhas na observação e regiões afetadas por estrelas saturadas. Chamamos o mapa de densidade convoluído com $g(\sigma)$ de $L(\alpha, \delta, \sigma)$.

Na próxima etapa do processo, o FINDSAT toma a diferença entre os mapas de densidade citados nos dois parágrafos anteriores. Nesse mapa resultante, esperamos ter um contraste otimizado para busca de objetos que se assemelham a satélites. Todo o processo pode ser resumido pela Equação 2.1.

$$\begin{aligned}\Delta L &= L(\alpha, \delta, \sigma_1) - L(\alpha, \delta, \sigma_2) \\ &= I(\alpha, \delta) * (g(\sigma_1) - g(\sigma_2))\end{aligned}\quad (2.1)$$

O símbolo $*$ denota o operador convolução.

Para traduzir ΔL em um valor de significância, aplicamos a relação descrita em Koposov et al. (2008),

$$\begin{aligned}\Sigma_{\text{star}}(\alpha, \delta, \sigma_1, \sigma_2) &= \frac{\Delta L}{\sigma_L} \\ &= \sqrt{4\pi}\sigma_1 \frac{\Delta L}{\sqrt{L(\alpha, \delta, \sigma_2)}}.\end{aligned}\quad (2.2)$$

onde Σ_{star} é chamado mapa de significância e σ_L é a variância no mapa ΔL .

Para realizar a busca por regiões de alta significância em Σ_{star} fez-se uso da popular ferramenta de fotometria, SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996), em sua versão 2.8. O código foi originalmente desenvolvido para detecção de fontes sobre imagens digitais. No entanto, um mapa de densidades é essencialmente uma imagem, onde cada célula em RA e Dec pode ser vista como um pixel. Além disso, o processo de contagem em células introduz exatamente o mesmo tipo de ruído estatístico visto em imagens digitais. O SExtractor foi utilizado para medir o fluxo interno à isofota que está a 1σ acima do valor de fundo de Σ_{star} . A este valor de fluxo é dado o nome de S_{star} .

É sabido que para magnitudes tênues ($g_{\text{SDSS}} \simeq 21$) o número de galáxias de fundo é da ordem do número de estrelas da Via Láctea em campos de alta latitude galáctica. Isto causa confusão na classificação de um objeto como estrela ou galáxia. Ou seja, em um catálogo supostamente composto somente por estrelas, existe um número de galáxias de fundo contaminantes e vice-versa. O número de galáxias contaminantes cresce para magnitudes mais tênues, contaminando justamente a região do CMD que as estrelas de uma galáxia anã distante ocupam.

O FINDSAT lida com o problema da classificação de fontes citado acima através da análise simultânea dos catálogos de estrelas e galáxias. Exatamente o mesmo processo descrito acima para as estrelas é repetido para um catálogo de fontes classificadas como galáxias. Ao mapa de significância construído dessa forma damos o nome de Σ_{gal} . Porém, no caso deste mapa o SExtractor é executado no modo imagem dupla. Nesse modo o programa detecta sobredensidades em Σ_{star} , mas a medida do sinal é feita em Σ_{gal} . Por simplicidade chamamos o sinal medido para um objeto nesse mapa de S_{gal} .

O procedimento descrito acima permite que falso-positivos sejam eliminados de nossa amostra de sobredensidades de natureza estelar. Esses falso-positivos geralmente são aglomerados de galáxias não catalogados ou apenas agrupamentos ao acaso de galáxias distantes.

O produto final do FINDSAT é uma lista contendo a posição, S_{star} e S_{gal} para cada sobredensidade encontrada no mapa de estrelas. Esta lista é então comparada com um catálogo de objetos conhecidos. É feito então o *match* posicional das detecções do FINDSAT com esse catálogo. Nesta etapa eliminamos objetos já conhecidos, como: aglomerados de estrelas, galáxias satélites, regiões HII de galáxias próximas e aglomerados de galáxias. Os catálogos escolhidos para essa comparação estão listados na tabela Tabela 1 assim como a distância angular máxima para considerar uma detecção um objeto de um dado catálogo.

Catálogo	Número de objetos	Distância aceitável
New General Catalogue (NGC) ^a	13226	0.1'
Abell ^b	5250	0.2'
Harris ^c	149	0.1'
Satélites conhecidos ^d	56	0.1'

Tabela 1 – Lista de catálogos usado no *match* posicional de fontes descobertas pelo FindSat. É mostrado o nome e número de objetos de cada catálogo, além da distância mínima para o *match* posicional. ^a Sulentic & Tifft (1999); ^b Abell (1958); ^c Harris (1996); ^d McConnachie (2012).

2.2 Validação do código

O SDSS se mostrou de grande valor para a procura de subestruturas no halo da nossa Galáxia. Diversas novas galáxias satélites foram encontradas utilizando seus dados (para uma revisão veja McConnachie, 2012), além de correntes e caudas de maré (Belokurov et al., 2006, 2007; ?; Ibata, Gilmore & Irwin, 1994; Ibata et al., 2001; Klement et al., 2009; Rocha-Pinto et al., 2004; Yanny et al., 2009). Mostrou-se pela primeira vez que o halo não é um componente estelar suave, mas sim composto

de diversas subestruturas provenientes de eventos de acreção do passado (Bullock, Kravtsov, & Weinberg, 2001).

Atualmente existem 10 catálogos públicos [ou *data releases* (DR)] do SDSS. O *Data Release 8* (DR8) do SDSS-III contém cerca de 400×10^6 objetos, sendo cerca de metade deles estrelas. Excetuando-se o disco da Galáxia, onde a extinção é maior, o hemisfério norte galáctico (HNG) foi completamente observado. Porém, foi observada apenas parte do hemisfério sul galáctico (HSG), devido à localização do telescópio. Ao todo há ~ 14000 graus² cobertos no DR8, alcançando uma magnitude limite no filtro r de 22.5.

Ao longo de todo este capítulo serão utilizadas magnitudes corrigidas por extinção de acordo com os mapas de Schlegel et al. (1998). Também adotamos o termo estrela e galáxia para objetos classificados pelo *pipeline* de redução de dados do SDSS como estrelas e galáxias, respectivamente.

2.2.1 Amostra conhecida

Para validar o FINDSAT buscamos no DR8 por uma região de 8×8 graus ao redor de galáxias anãs conhecidas. As galáxias foram selecionadas com base no valor de brilho superficial de modo a selecionar as mais tênues conhecidas. A lista de galáxias e seus parâmetros relevantes pode ser vista na Tabela 2.

Cada galáxia listada na Tabela 2 teve seu catálogo de objetos obtido através do serviço CasJobs¹. Abaixo pode ser visto um exemplo de *query* utilizada, nesse caso para galáxia Ursa Major I.

```
SELECT p.ra , p.dec , p.l , p.b , p.type , p.dered_u , p.dered_g ,
p.dered_r , p.dered_i , p.dered_z , p.err_u , p.err_g , p.err_r ,
p.err_i , p.err_z , p.extinction_u , p.extinction_g ,
p.extinction_r , p.extinction_i , p.extinction_z
into mydb.UMaI FROM PhotoPrimary as p WHERE
p.dered_r < 23.0
and p.ra > 154.72
and p.ra < 162.72
and p.dec > 47.92
and p.dec < 55.92
```

Para esse exercício de validação do FINDSAT foi escolhida a seguinte grade de valores de módulo de distância para os filtros em cor e magnitude: [18.0, 19.0, 20.0, 21.0, 22.0]. O domínio de idade e metalicidade escolhido é o mesmo que da Figura 3. Os valores escolhidos para as janelas de convolução são $\sigma_1 = 6'$ e $\sigma_2 = 1^\circ$.

¹ <http://skyservice.pha.jhu.edu/casjobs>

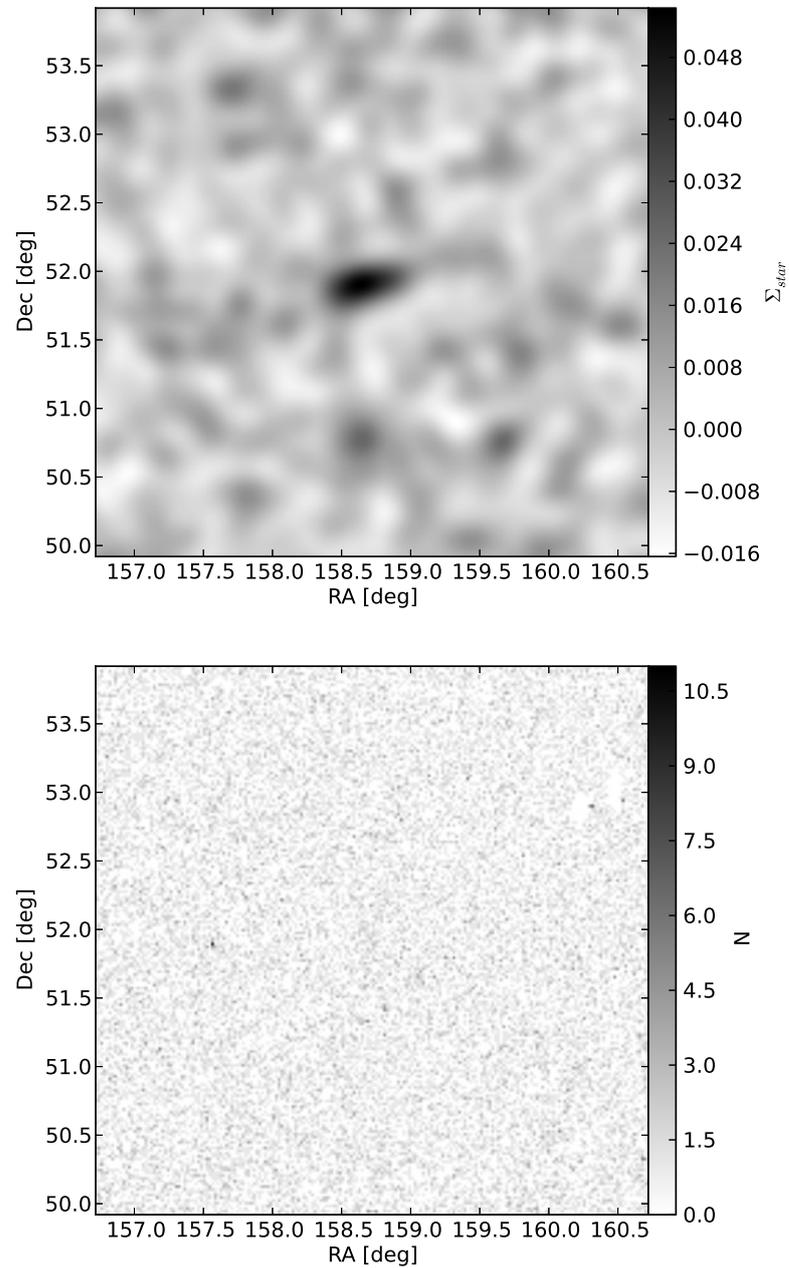


Figura 4 – No painel superior é mostrado o mapa de significância oriundo do FIND-SAT. No painel inferior o mapa de densidades sem nenhum tipo de filtro aplicado é apresentado. Ambos mapas mostram uma região com $\sim 4 \times 4$ graus ao redor da galáxia anã Ursa Major I.

Como um exemplo da eficácia do método, a Figura 4 mostra o mapa Σ_{star} para o caso de Ursa Major I (UMaI). Também é mostrado um mapa de densidades construído sem aplicar nenhum tipo de filtro. Nota-se no mapa de Σ_{star} (painel superior), um claro excesso no centro da figura. Esse excesso se encontra a $\sim 3\sigma$ acima do valor de fundo, sendo assim uma clara detecção. Já no mapa de densidades (painel inferior) nada se destaca.

Nome	l deg	b deg	(m - M) ₀	M _V	r _{half} (pc)	μ_V (mag/'' ²)
Coma Berenices	241.9	+83.6	18.20	-4.1 ± 0.5	77 ± 10	28.4
Canes Venatici I	74.3	+79.8	21.69	-8.6 ± 0.2	564 ± 36	28.2
Canes Venatici II	113.6	+82.7	21.02	-4.9 ± 0.5	74 ± 14	27.2
Hercules	28.7	+36.9	20.60	-6.6 ± 0.4	330 ⁺⁷⁵ ₋₅₂	28.3
Leo IV	264.4	+57.4	20.94	-5.8 ± 0.4	206 ± 37	28.6
Leo V	261.9	+58.5	21.25	-5.2 ± 0.4	135 ± 32	28.2
Let T	214.9	+43.7	23.10	-8.0 ± 0.5	29 ⁺⁸ ₋₅	26.0
SEGUE ₁	220.5	+50.4	16.80	-1.5 ± 0.8	29 ⁺⁸ ₋₅	28.7
SEGUE ₂	149.4	-38.1	17.70	-2.5 ± 0.3	35 ± 3	28.6
Ursa Major I	159.4	+54.4	19.93	-5.5 ± 0.3	319 ± 50	28.8
Willman 1	158.6	+56.8	17.90	-2.7 ± 0.8	25 ± 3	27.2
Koposov 1	261.0	+70.7	18.49	~ -2	~ 3	—
Koposov 2	195.1	+25.5	18.01	~ -1	~ 3	—

Tabela 2 – Resumo das propriedades das galáxias usadas para validação do FINDSAT.

Como resultado dessa análise obtemos uma lista de detecções para cada campo de 8×8 graus e para cada valor de módulo de distância, somando ao todo 5 listas para cada campo. Em todos os campos o programa foi capaz de recuperar a galáxia anã contida nele para pelo menos 1 valor de módulo de distância. Como produto final desta análise, é obtida uma lista de valores de S_{star} e S_{gal} . Isso permite analisar a região do espaço $S_{\text{star}}-S_{\text{gal}}$ que esse tipo de objeto ocupa, ou seja, podemos comparar a localização de qualquer detecção do FINDSAT com a localização dessas galáxias anãs conhecidas. Se uma detecção ocupa um *locus* similar, é provável que também seja uma galáxia anã ou aglomerado de estrelas.

O código foi capaz de recuperar todas as galáxias listadas na Tabela 2. Conclui-se, portanto, que o FINDSAT é um bom algoritmo de busca para esse tipo de objeto e tem o potencial de descobrir novos satélites da Via Láctea.

2.3 Busca sobre os dados do SDSS-III

No DR8 existe uma área ainda inexplorada no que diz respeito à procura por galáxias anãs e outras subestruturas do halo. Essa região é a de imageamento do *Baryon Oscillation Spectroscopic Survey* (BOSS). O BOSS é um *survey* com finalidade de obter medidas de parâmetros cosmológicos. Para isso obterá distâncias até galáxias utilizando medidas de seus *redshifts*. Para tomar essas medidas é necessário obter o

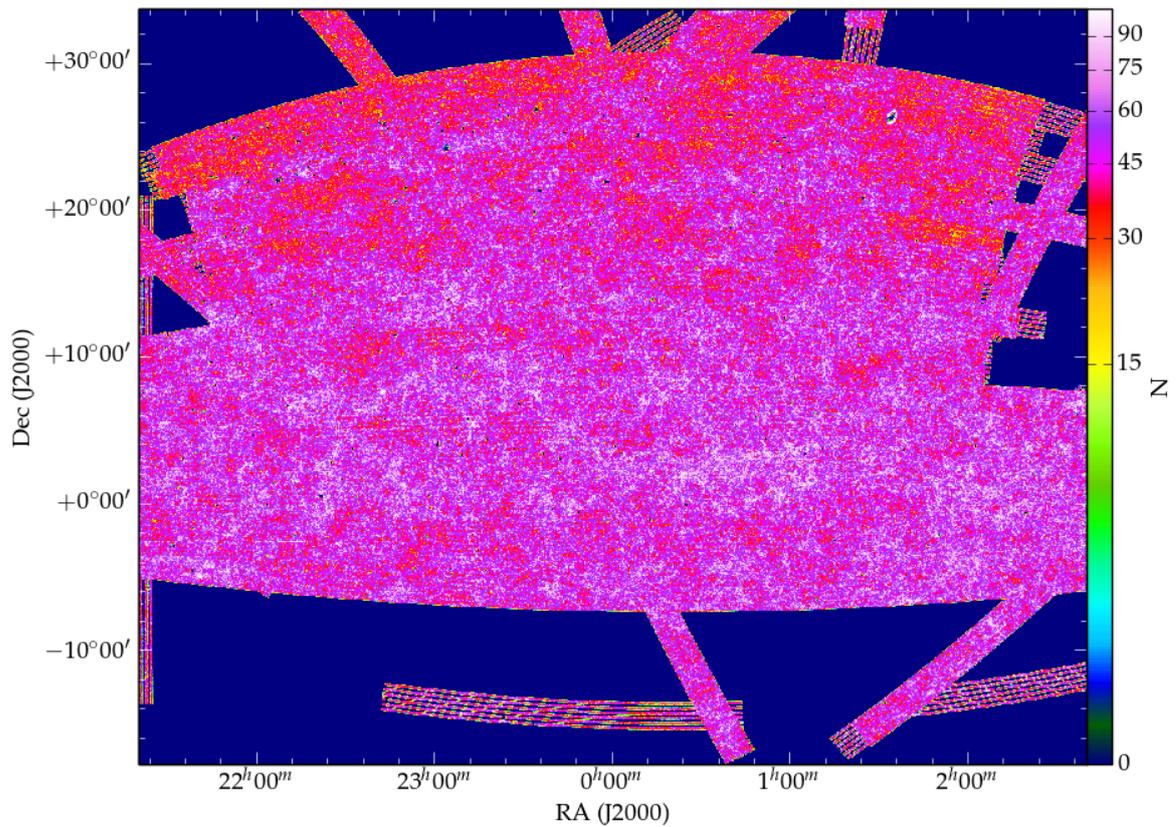


Figura 5 – Mapa de densidades construído utilizando as galáxias do BOSS. Em escala de cor é mostrado o número de objetos.

espectro de um grande número de galáxias. No entanto, antes de obtê-los é necessário conhecer a posição e magnitude de cada um desses objetos. Para isso, a primeira etapa do BOSS consiste somente no imageamento e fotometria de uma grande região do céu. Esse imageamento gera catálogos ideais para a busca por galáxias satélites.

Na Figura 5 pode ser visto o mapa de densidades para galáxias do BOSS. Para comparação na Figura 6 é mostrado o mesmo mapa, porém, construído usando somente estrelas. É notável na Figura 5 a presença da estrutura filamentar na distribuição de galáxias. Esse tipo de estrutura é claramente observada em simulações como a Simulação do Milênio (Springel et al., 2005) e reflete processos primordiais da formação do Universo. Já na Figura 6 pode ser visto uma distribuição muito mais suave, sem a presença de muitas subestruturas. É possível ver alguns indícios de sobredensidades cujos responsáveis são aglomerados de estrelas ou galáxias anãs já conhecidas.

A execução do FINDSAT sobre o catálogo do BOSS foi realizada com a mesma grade em módulo de distância que a usada na subseção 2.2.1. No caso do BOSS a busca por galáxias anãs é cega, ou seja, não se sabe *a priori* o número de objetos que

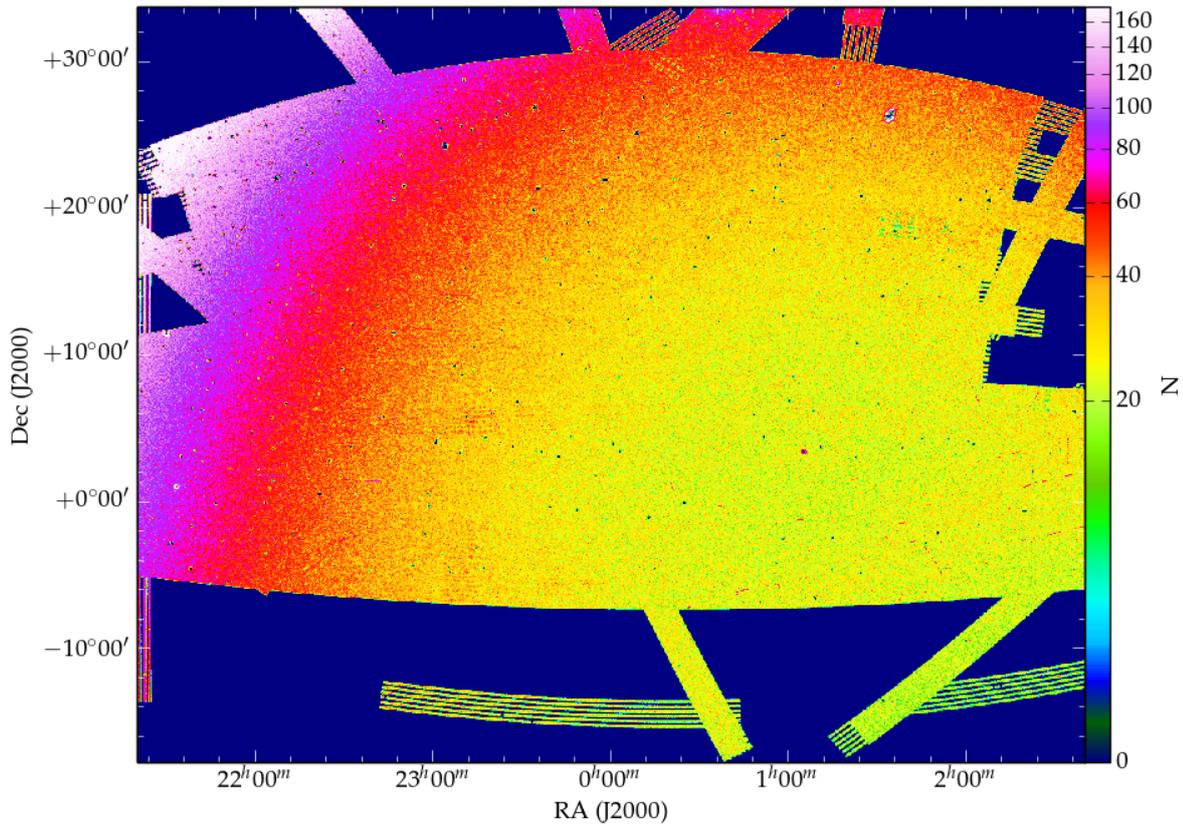


Figura 6 – O mesmo que em Figura 5, porém construído usando apenas estrelas.

existe na região analisada. Por isso, é muito importante que desta vez seja utilizada a comparação com catálogos de objetos que podem contaminar a lista de sobredensidades obtida pelo FINDSAT.

Na Figura 7 é mostrada a distribuição no plano $S_{\text{star}}-S_{\text{gal}}$ das sobredensidades encontradas pelo FINDSAT. Nessa figura também estão incluídas as galáxias anãs conhecidas detectadas como descrito na seção anterior. Essas galáxias anãs não estão exclusivamente na região do BOSS, mas em todo *footprint* coberto pelo DR8. Objetos que foram identificados em algum dos catálogos da Tabela 1 são plotados com símbolos distintos. Utilizando a posição das galáxias anãs conhecidas nesse gráfico, é possível limitar uma região onde há maior probabilidade de que o FINDSAT tenha encontrado uma nova galáxia ou aglomerado. Os objetos que se encontram nessa região são então marcados para uma análise mais cuidadosa.

2.3.1 Lista de candidatos

Em uma primeira inspeção, nenhum dos candidatos obtidos através da análise descrita acima pôde ser classificado como uma nova galáxia anã ou aglomerado de estrelas. Porém, existem alguns que possuem certas características que podem indi-

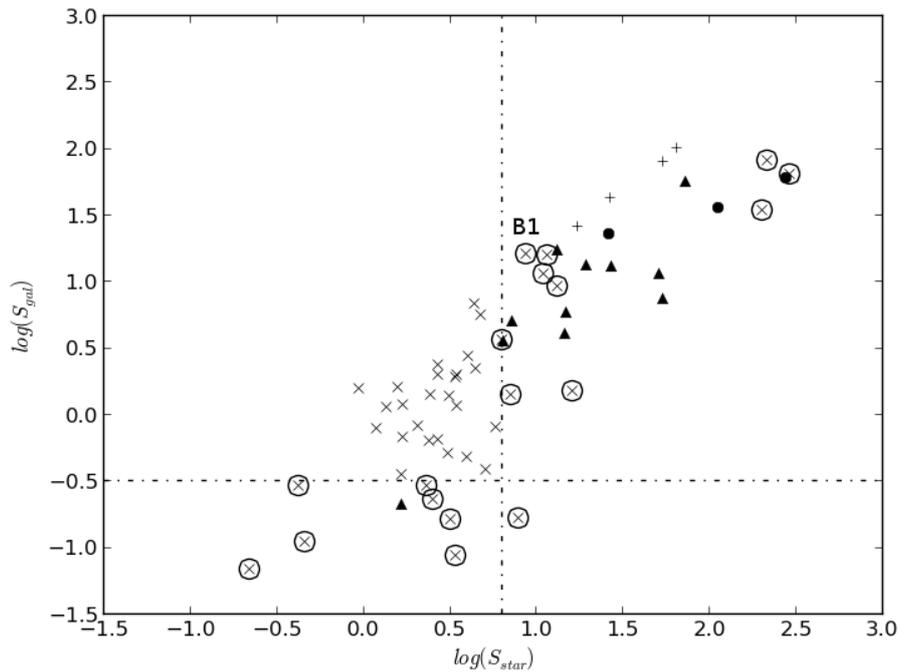


Figura 7 – Distribuição das detecções do FINDSAT no plano $S_{\text{star}} - S_{\text{gal}}$ em escala logarítmica. Os \times mostram detecções sem contrapartida em nenhum dos catálogos de comparação. Os triângulos negros são satélites da Via Láctea conhecidos, os $+$ são aglomerados de galáxias de Abell e os círculos preenchidos são objetos do catálogo NGC. As linhas pontilhadas delimitam a região onde há maior chance de uma detecção ser um novo satélite. Os \times circunscrito são detecções selecionadas como possíveis satélites.

car a presença de uma população estelar simples, mas necessitam observações mais profundas para confirmar sua natureza.

A lista de candidatos oriundos do FINDSAT é composta por 100 objetos. Através da inspeção visual do CMD e da distribuição espacial das estrelas próximas a cada sobredensidade, os candidatos foram classificados pela probabilidade de serem galáxias anãs ou aglomerados de estrelas, baseando-se em critérios visuais. Além disso foram inspecionadas imagens em cores falsas, construídas a partir da combinação das imagens em 3 filtros (g, r e i do SDSS). Essas imagens foram obtidas através do serviço de navegação do SkyServer². Para cada candidato foi dada uma nota de 1 a 5, sendo 1 muito pouco provável e 5 muito provável de ser um aglomerado estelar ou galáxia anã.

Na Figura 8 é mostrado o tipo de diagrama de inspeção usado no julgamento de cada candidato. Essa figura é para um dos candidatos com melhor nota. Vemos no

¹ <http://skyserver.sdss3.org/public/en/tools/chart/navi.aspx>

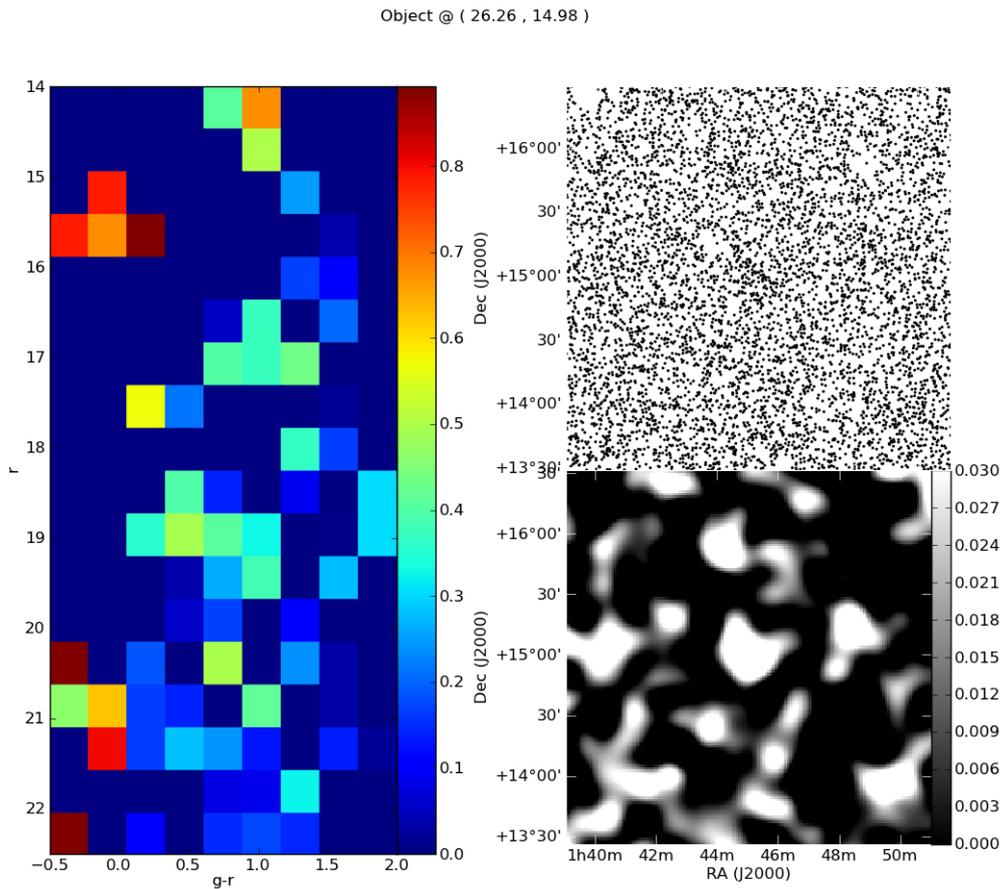


Figura 8 – Exemplo de diagrama de inspeção usado na classificação dos candidatos do FINDSAT. No painel da esquerda um diagrama de Hess construído utilizando estrelas distantes por até $1'$ do centro do candidato. No painel superior direito é mostrada a distribuição de estrelas após o filtro em cor e magnitude do FINDSAT. No painel inferior direito é mostrado o mapa Σ_{star} na região próxima ao candidato.

painel esquerdo da figura (o diagrama de Hess) que não há indícios de uma população estelar simples e que há uma concentração de estrelas claramente visível no painel superior direito. Na imagem em cores (Figura 9) pode ser vista uma concentração de fontes pontuais, a maior parte próximas do limite de detecção do SDSS.

A Tabela 3 mostra a lista de candidatos que apresentaram melhor nota. Para esses objetos é listada a posição, nota e comentário sobre a imagem em cores falsas. Os objetos listados e marcados com um * foram selecionados para o *follow-up* fotométrico.

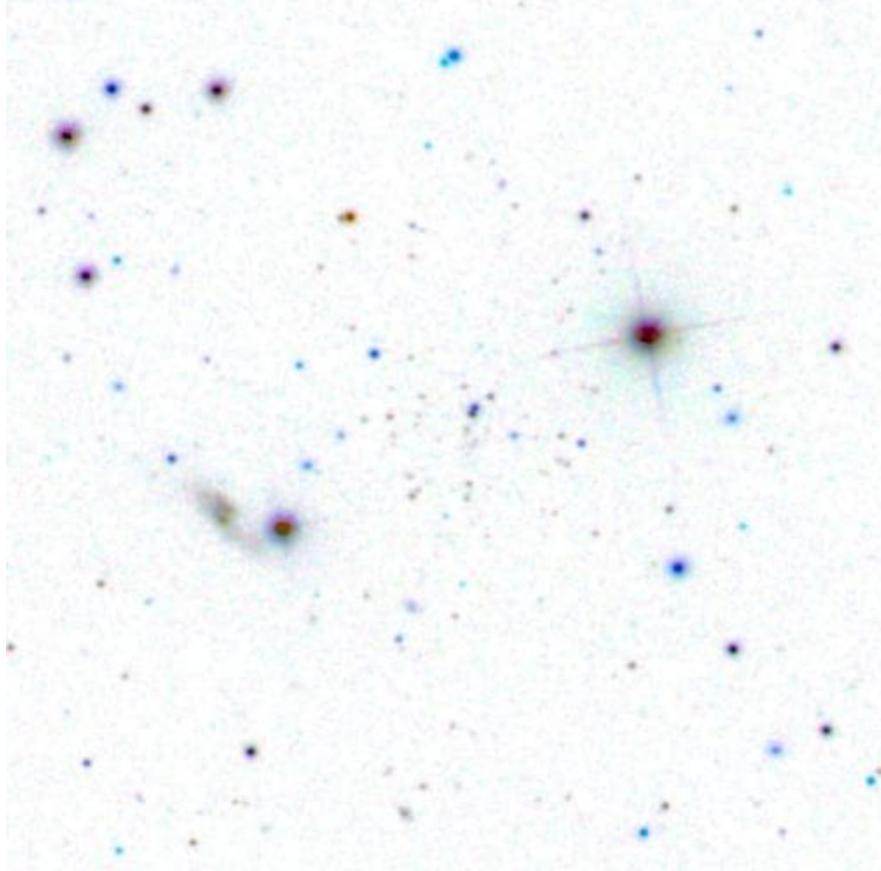


Figura 9 – Imagem em cores falsas (invertidas) do candidato 5. A imagem possui $\sim 2 \times 2'$ e foi obtida através do SkyServer do SDSS. Esta imagem é construída automaticamente pelo *pipeline* de redução do SDSS através da combinação das imagens nas bandas *g*, *r*, e *i*.

2.4 *Follow-up* fotométrico

Para confirmar se algum dos candidatos listados na Tabela 3 é de fato um sistema estelar novo, é necessário obter fotometria mais profunda alcançando pelo menos até o MSTO, a região mais populada do CMD para uma população estelar simples. Para objetos velhos e distantes por até 50 kpc, isso significa obter fotometria de fontes pontuais até magnitude $g \simeq 23$.

Um telescópio maior que o do SDSS (2.6m) e com capacidade de observar a mesma região do céu é necessário para fazer o *follow-up*. Além disso, tal telescópio precisa ter capacidade de obter imagens com um campo de visão amplo para que toda a estrutura de uma galáxia anã seja amostrada. Um telescópio com todas essas capacidades é o *Canada-France-Hawaii Telescope* (CFHT) situado no Hawaii, com espelho primário de 3.6m. O Brasil possui um acordo de aluguel direto deste telescópio.

Foram submetidos dois pedidos de tempo ao CFHT, no primeiro e segundo semestre de 2012. Ambos pedidos foram aprovados somando um total de 37 horas

de observação utilizando o instrumento MegaCam. Esse imageador é composto por um mosaico de 36 CCDs com escala de *pixel* de $0.185''/\text{px}$. O campo de visão do instrumento é de ~ 1 grau².

Foram requisitadas imagens em duas bandas, g_{SDSS} e r_{SDSS} , com tempos de integração de 2000 segundos (5 exposições de 400 segundos) e 3200 segundos (5 exposições de 640 segundos) respectivamente. Os tempos de integração foram escolhidos de modo que uma estrela com magnitude $g \sim 25$ possua razão sinal ruído (SNR) de 10. Um padrão de *dithering* foi requisitado para cobrir as lacunas entre os CCDs e possíveis artefatos nas imagens. Alguns campos possuem estrelas brilhantes; para estes campos o tempo de integração de cada exposição foi reduzido e o número de exposições foi aumentado. Devido às condições climáticas no CFHT, apenas 20 dos 25 candidatos foram observados, sendo destes apenas 18 em condições fotométricas, destes apenas 16 foram observados nas bandas g e r . Para estes 16 objetos observados o seeing típico foi de 0.7 segundos de arco.

O imageamento de grande campo requer cuidado especial na redução dos dados. A escala de *pixel* varia do centro para a borda do campo de visão. Esse efeito é causado pela existência de uma superfície focal ao invés de um plano focal. Tal superfície, quando projetada sobre um plano (o mosaico de CCDs), apresenta distorções que se tornam mais pronunciadas próximo da borda do campo de visão. O ponto central da superfície focal muda de exposição para exposição devido ao padrão de *dithering* requisitado, logo não é possível realizar a combinação das exposições sem antes levar em consideração os efeitos da projeção.

Para facilitar a análise das imagens da MegaCam, um serviço de redução de dados automatizado foi desenvolvido pelo grupo Terapix ³(*Traitement Élémentaire, Réduction et Analyse des PIXELs*). Este grupo foi formado para dar suporte aos pesquisadores que utilizam instrumentos que geram grandes fluxos de dados e foram fabricados totalmente ou parcialmente por pesquisadores franceses, como é o caso da MegaCam. O serviço prestado por este grupo faz uso do pacote de ferramentas de redução de imagens Astromatic. Devido a limitações no poder computacional disponível em um Desktop convencional e relativa urgência na análise dos dados, o processamento das imagens provenientes dos dois pedidos de tempo ao CFHT foi feito pelo Terapix.

Além da deprojeção e combinação das imagens, o Terapix também fornece catálogos fotométricos provenientes do SExtractor. Esses catálogos foram calibrados utilizando estrelas do SDSS em um processo de ajuste por mínimos quadrados com rejeição (*sigma clipping*). A equação de calibração escolhida usa um ponto zero e um termo de cor. A equação de calibração fotométrica foi obtida com um resíduo médio de 0.024 na banda g e 0.019 na banda r . O ajuste foi feito utilizando em média 500

estrelas por apontamento da MegaCam.

Utilizando as imagens combinadas e deprojetadas, foi feita a busca visual por agrupamentos de estrelas próximas à posição na qual o FINDSAT encontrou uma sobredensidade. Para grupos considerados possíveis aglomerados estelares ou galáxias anãs foi feita a inspeção de seus CMDs.

Esta inspeção não revelou nenhum candidato óbvio, exceto o candidato 5, que será discutido em mais detalhe na seção 2.5. Contudo, a busca por satélites historicamente revelou que muitas vezes a assinatura de uma galáxia anã é visível apenas ao olho humano através da inspeção cuidadosa do CMD. Portanto, é indispensável que se tenha a melhor fotometria possível para os candidatos observado no programa de *follow-up*.

2.4.1 Fotometria

A fotometria por abertura pode computar magnitudes menos precisas que aquela que utiliza o ajuste da função de espalhamento puntual (PSF). Por esse motivo a fotometria provida pelo grupo Terapix para cada candidato foi melhorada utilizando o código DAOPHOT (Stetson, 1987).

A fotometria utilizando ajuste de PSF foi feita em um *pipeline* de redução desenvolvido pelo grupo de pesquisa. Esse *pipeline* é alimentado utilizando as imagens pré-processadas do CFHT e uma série de parâmetros de configuração. A lista de parâmetros e seus valores é mostrada na Tabela 4. Este *pipeline* foi executado em ambiente IRAF⁴.

Uma limitação do DAOPHOT é a sua prescrição para computo do fluxo proveniente do céu. O código assume que existe apenas um fluxo médio e respectiva variância para toda a imagem. No entanto, as imagens do CFHT, após serem combinadas, apresentam regiões onde o tempo de exposição integrado é mais baixo que a média. Estas regiões ocorrem nos *gaps* entre os CCDs do mosaico e nas bordas da imagem. Devido a existência destas regiões a detecção de fontes necessita considerar o valor de fluxo e variância do céu *localmente*.

A ferramenta SExtractor é capaz de fazer estas estimativas localmente. Portanto, utilizamos esse código apenas para detectar a posição das fontes nas imagens do CFHT. Dentro do processo clássico de fotometria usando o DAOPHOT, essa etapa substitui a etapa de rodada do DAOFIND. Como o processamento do Terapix já produz catálogos baseados em detecções do SExtractor, utilizamos os catálogos providos pelo grupo.

³ <http://terapix.iap.fr>

⁴ <http://iraf.noao.edu/>

Com a lista de fontes, foi feita a fotometria por abertura utilizando a tarefa PHOT. A lista de magnitudes proveniente deste passo foi utilizada para selecionar estrelas para modelar a PSF de cada imagem.

Como existe um grande número de imagens a serem processadas, optou-se por desenvolver uma ferramenta que selecione estrelas para modelar a PSF de maneira automatizada. Uma estrela que é utilizada para modelar a PSF de uma observação astronômica deve possuir as qualidades listadas a seguir.

- i) Ser uma estrela.
- ii) Ser brilhante e não saturada.
- iii) Não possuir vizinhos próximos.
- iv) Não estar numa região onde o valor do céu é maior que o típico.
- v) Não conter nenhum *bad pixel*.

O processo de seleção destas estrelas utilizou um algoritmo externo ao IRAF. Este algoritmo segue os seguintes passos:

- A-i) Seleciona apenas fontes no limite de magnitude $17 < g < 19$
- A-ii) Encontra a mediana de FLUXRADIUS e seleciona apenas fontes com $|\text{FLUXRADIUS} - \text{FLUXRADIUS}_{\text{MEDIANO}}| < 0.5$. Esta etapa seleciona preferencialmente estrelas.
- A-iii) Remove objetos que possuem vizinhos mais próximos que $0.06'$
- A-iv) Gera recortes de 50×50 px da imagem em torno de cada fonte
- A-v) Verifica a esfericidade, valor do céu e presença de *bad pixels*

Ao final da execução uma lista de objetos que teoricamente obedecem as exigências de i até v é gerada. Os recortes da imagem centrados em cada uma das estrelas dessa lista são criados, possibilitando a inspeção visual dos objetos e eliminação de alguma estrela defeituosa. Em média cerca de 30 estrelas são selecionadas por imagem do CFHT.

Uma vez que a PSF foi modelada de maneira apropriada, a tarefa ALLSTAR é executada. Neste ponto cada objeto do catálogo oriundo da tarefa PHOT tem seu perfil de luz ajustado utilizando o modelo de PSF gerado com os passos descritos acima. As magnitudes obtidas através desse ajuste são calibradas utilizando uma equação

com um termo de ponto zero e outro de cor. Um resíduo médio de 0.024 na banda g e 0.019 na banda r foi observado em relação ao catálogo do SDSS.

Para realizar uma comparação da qualidade da fotometria do DAOPHOT em relação a do SExtractor foram analisadas as estrelas da sequência de anãs do disco da Via Láctea. Esta sequência tem uma cor praticamente constante no intervalo de magnitudes $19 < g < 23$ e abrange um domínio estreito de cores ($g - r$) em torno de 1.4.

Na Figura 10 é mostrado o CMD, no domínio de cores e magnitudes da sequência de anãs citada acima, para o Candidato 4. No painel da direita são mostradas fontes medidas com o DAOPHOT e no da esquerda fontes medidas pelo SExtractor. Para os dois conjuntos de dados está mostrada a média em cor para intervalos de 0.5 mag. A barra de erro mostra o desvio padrão em cor de cada intervalo. Nota-se que para um mesmo intervalo de magnitudes, o espalhamento em cor é menor para fontes medidas com o DAOPHOT. Para magnitudes brilhantes nota-se que o SExtractor detecta fontes com cores ($g - r$) > 1.8 . Estas fontes são objetos espúrios oriundos de estrelas com contagens saturadas. Devido a estes objetos o espalhamento em torno da média é maior que o esperado para magnitudes $g < 21$, como pode ser visto na Figura 11.

A Figura 11 mostra o valor do desvio padrão em cor para fontes medidas com o DAOPHOT (círculos) e SExtractor (triângulos), nos mesmos intervalos de magnitude descritos acima. Percebe-se mais claramente a diferença entre os dois códigos no que diz respeito à precisão na medida de magnitudes.

2.5 Resultados

Os catálogos provenientes da fotometria usando o DAOPHOT foram filtrados utilizando cortes em sharpness para selecionar objetos com alta probabilidade de serem estrelas. Além disso objetos com cores $g - r$ maiores que 1.3 foram eliminadas. Este último corte é responsável por eliminar estrelas anãs do disco da Galáxia. Além disso um corte em magnitude $g = 24.5$ foi feito para eliminar detecções espúrias.

Após a seleção citada acima cada catálogo foi inspecionado em busca por sobredensidades. Para isso foram construídos mapas de densidade que mostram a densidade de estrelas em função da posição em cada imagem. Estes mapas foram suavizados com um perfil Gaussiano com largura de $5'$. Regiões de alta densidade de estrelas foram identificadas visualmente nestes mapas. Cada região, ou subcandidato, recebeu uma letra que a identifica [e.g. C1 Sca é o subcandidato (a) do Candidato 1]. Em todos mapas é possível observar duas faixas horizontais com densidades um pouco abaixo do normal. Estas faixas são decorrentes da presença de *gaps* entre os CCDs que

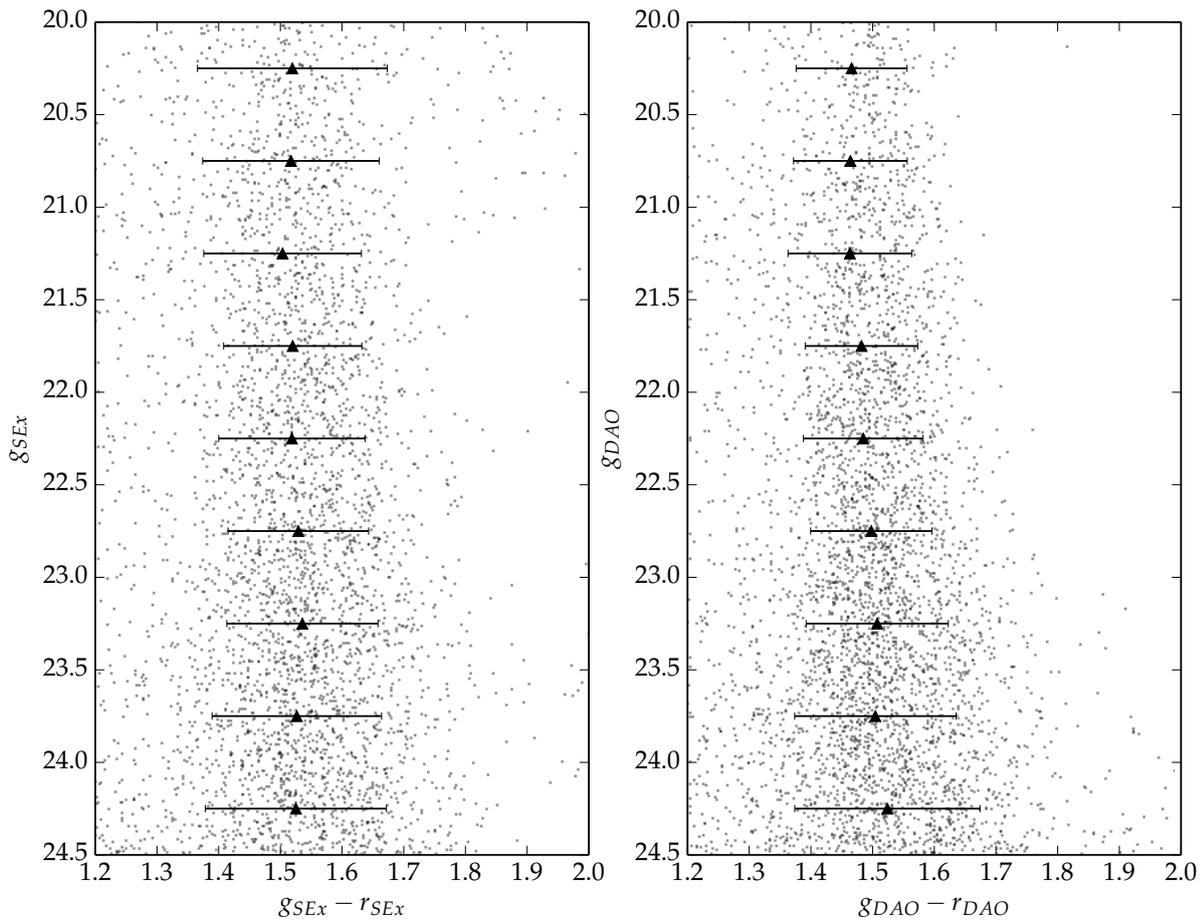


Figura 10 – Painel da esquerda: CMD para fontes detectadas com o SExtractor com cores $1.2 < g - r < 2.0$. Os triângulos mostram o valor médio em cor a cada intervalo de 0.5 mag. As barras de erro mostram o desvio padrão em cor nestes mesmos intervalos. Painel da direita: idem, porém para fontes detectadas utilizando o DAOPHOT

da MegaCam.

Para inspecionar um subcandidato são selecionadas estrelas dentro de uma abertura circular de $r_{on} = 5'$, chamado de região *on cluster*. Esta região deve conter a maior parte das estrelas responsável pela sobredensidade identificada visualmente nos mapas descritos acima. Uma outra região no formato de um anel de raio interno $1.3r_{on}$ e área igual a da região *on cluster* é selecionada. Esta região deve conter uma amostra com o mesmo ângulo sólido que a região *on cluster*. Esta região é chamada de *off cluster*. Uma terceira região é selecionada, cuja área é 3 vezes a da região *on cluster*, esta região é usada para fazer a descontaminação estatística das estrelas de campo. A esta região se dá o nome de *field*.

A descontaminação é feita tomando-se a diferença entre os diagrama de Hess da região *on cluster* e *field* onde este último é escalonado para a mesma área que a

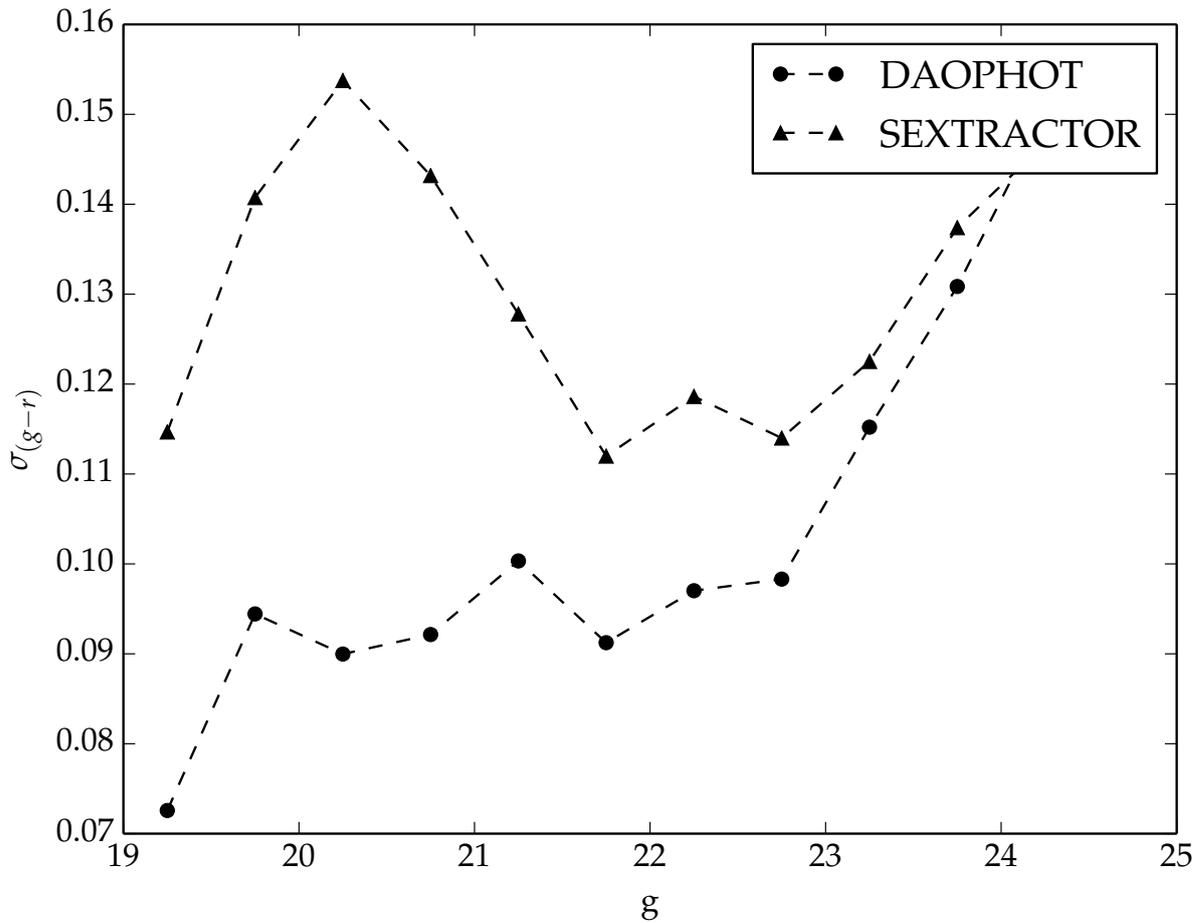


Figura 11 – Desvio padrão em cor $g-r$ em função da magnitude g . Os intervalos de magnitude são os mesmos da Figura 10. Os círculos mostram a medida usando fontes do DAOPHOT e os triângulos do SEXTRACTOR. A linha tracejada foi adicionada para mais claramente discernir o comportamento dos dois conjuntos de pontos.

região *on cluster*. No caso onde o anel ultrapassa os limites da imagem ou intercepta um *gap* entre CCDs, sua área é corrigida de acordo.

Cada candidato teve um conjunto de gráficos gerados de modo a permitir a inspeção visual. Estes gráficos se encontram nas Figuras 13 a 28. Cada figura é constituída de um mapa de densidades (e.g. Figura 13.1), onde a posição de cada subcandidato é marcada com um círculo correspondente a região *on cluster* e um anel hachurado correspondente a região *field*. O nome que identifica o subcandidato está marcado ao lado ou acima da parte externa deste anel. O CMD para fontes classificadas como estrelas e galáxias em todo o campo do CFHT é mostrado (e.g. Figura 13.2). E para cada subcandidato o CMD para estrelas na região *on cluster*, *off cluster* e o diagrama de Hess descontaminado são mostrados (e.g. Figura 13.3).

Abaixo a descrição de cada conjunto de figuras é apresentada. Um breve co-

mentário sobre cada subcandidato é colocado e quaisquer características dignas de menção são apontadas.

Candidato 1

Foram identificadas duas regiões de densidade pouco acima da média, que podem ser vistas na Figura 13.1. Estas regiões não possuem simetria esférica e se encontram afastadas da posição central do campo do CFHT, onde o FINDSAT acusou a detecção.

A inspeção dos CMDs para o subcandidato (a) (Figura 13.3) mostra um excesso de fontes com $g < 22$, contudo nenhuma estrutura aponta a existência de uma população estelar simples em magnitudes mais tênues.

Os CMDs do subcandidato (b) mostram um pequeno excesso de fontes com $(g - r) \simeq 0.6$ (Figura 13.4). A inspeção da imagem do CFHT não revela um excesso óbvio de fontes pontuais na região de (b).

Candidato 2

Foram identificadas três regiões de densidade elevada (Figura 14.1). Estas regiões não possuem simetria radial óbvia. Contudo, duas delas estão próximas do centro do campo.

O subcandidato (a) possui um excesso de fontes com cores $g - r \sim 0.1$, o que é consistente com a cor da sequência principal (Figura 14.3). Nenhum sinal de RGB ou estrelas mais evoluídas é visível. A inspeção das imagens do CFHT na posição de (a) não revela nenhum sinal de aglomeração de fontes pontuais.

O subcandidato (b) possui um excesso de fontes com cor $g - r \sim 0.5$. Porém todas com magnitudes mais brilhantes que $g \simeq 23$ (Figura 14.4). A inspeção da imagem revela que estas fontes estão concentradas ao redor de uma galáxia elíptica, indicando que este objeto é um aglomerado de galáxias.

O subcandidato (c), assim como o (a), possui um excesso de fontes com cor típica de estrelas da sequência principal, porém bem menos numeroso. Além disso um excesso de estrelas brilhantes com $g - r = 20.5$ é claro, podendo corresponder a estrelas do RC (Figura 14.5). Contudo, a diferença de magnitudes entre MSTO e este possível RC é demasiada grande para ser possível dada a idade do Universo. Concluímos que este objeto é uma detecção espúria.

Candidato 3

Foram identificadas duas regiões de densidade elevada, porém ambas são muito difusas e pouco simétricas como fica claro na Figura 15.1.

Os subcandidatos (a) e (b) não possuem nenhuma característica marcante que indica origem estelar para estas sobredensidades como visto nas Figuras 15.3 e 15.4.

Candidato 4

Notam-se duas sobredensidades claras na Figura 16.1. Sendo uma delas exatamente sobre o centro do campo. Uma simetria radial é visível para ambas.

Nos diagramas de diagnóstico de (a) e (b) nas Figuras 16.3 e 16.4 nenhuma característica marcante é visível exceto o excesso de fontes mais brilhantes que $g = 22$. A inspeção visual da imagem do CFHT revela que há um excesso de galáxias nestas duas regiões. Isto nos leva a concluir que ambos objetos fazem parte de aglomerados de galáxias.

Candidato 5 - Um novo aglomerado do Halo

Este candidato mostrou sinais de ser uma detecção positiva do FINDSAT já na inspeção visual da imagem bruta do CFHT. Um região com aproximadamente $3' \times 3'$ do campo da MegaCam é mostrada em cores falsas (invertidas) na Figura 12. Um claro excesso de fontes pontuais é visível na posição central da imagem. Na Figura 17.1 este excesso se torna ainda mais óbvio e o CMD (Figura 17.3) aponta uma clara sequência principal em torno de $g - r = 0.25$.

A análise detalhada do candidato 5 pode ser vista em um artigo já publicado (Balbinot et al., 2013) e incluído nesse trabalho como Anexo A. Aqui apresentamos um breve resumo dos resultados.

O candidato 5, apelidado de Balbinot 1, possui um CMD compatível com o de uma população estelar simples com idade entre 10.9 e 13.1 Gyr e metalicidade ao redor de $[Fe/H] = -1.58$. Estes parâmetros foram estimados através do ajuste de isócronas de Padova e levaram a uma distância heliocêntrica de 31.9 kpc. A luminosidade desse objeto foi derivada a partir da integração direta de sua LF e a incerteza estimada através de um processo de *bootstrapping*.

Os parâmetros estruturais foram derivados utilizando a maximização da Verossimilhança. Esse processo elimina a necessidade de discretizar os dados ("binagem"). Foram ajustados um perfil de densidades de King e de Plummer.

Os principais parâmetros derivados para Balbinot 1 são listados na Tabela 5. Com base no seu raio a meia-luz (r_h) e magnitude integrada (M_V) concluímos que

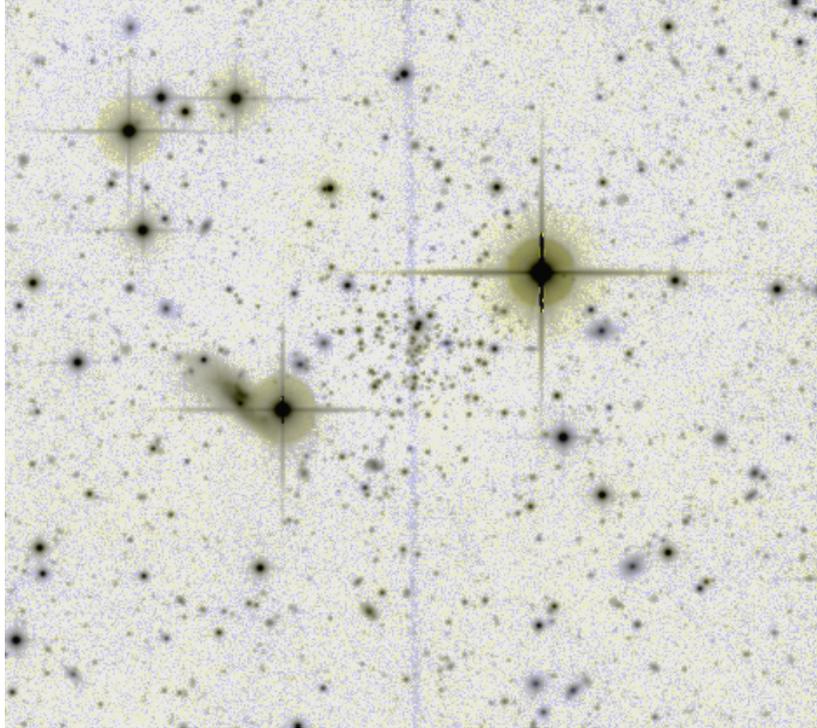


Figura 12 – Imagem do CFHT em cores falsas (invertidas) centrada no candidato 5. A imagem possui $\sim 3' \times 3'$.

esse objeto possui brilho superficial grande demais para ser uma galáxia anã e provavelmente é um aglomerado globular em fase avançada de dissolução. No entanto, esse objeto está localizado numa região onde galáxias anãs e aglomerados de estrelas se confundem no plano r_h vs M_V , como mostrado na Figura 1. Espectros de estrelas gigantes foram tomados para tentar confirmar a natureza desse objeto. O processamento desses dados está em curso pelos colaboradores do SDSS David Nidever (Michigan University) e Ricardo Muñoz (Yale University).

Candidato 6

Neste candidato apenas uma sobredensidade é encontrada na Figura 18.1. A inspeção dos CMDs na Figura 18.3 revela que este leve excesso de fontes é devido a fontes cujas cores e magnitudes se distribuem de maneira errática sobre o CMD. A natureza desta flutuação não pôde ser determinada.

Candidato 8

Duas sobredensidades foram encontradas na Figura 19.1. Nas Figuras 19.3 e 19.4 nenhuma característica marcante é visível na distribuição de fontes sobre o CMD. As sobredensidades observadas são provavelmente flutuações de campo.

Candidato 11

Foram identificadas duas sobredensidades neste candidato, ambas ficam próximas do centro do campo da Figura 20.1.

Nas Figuras 20.3 e 20.4 nota-se que este campo é bastante rico em fontes tênues. O excesso de fontes tanto para (a) quanto para (b) concentra-se na parte tênue do CMD, onde o erro fotométrico e a classificação estrela/galáxia é débil. Estes fatores tornam impossível determinar a natureza destes subcandidatos.

Candidato 17

Duas sobredensidades foram encontradas na Figura 21.1. Nas Figuras 21.3 e 21.4 nenhuma característica marcante é visível, o que indica que estas sobredensidades são apenas flutuações estatísticas.

Candidato 27

Duas sobredensidades foram encontradas na Figura 22.1. Nas Figuras 22.3 e 22.4 nenhuma característica marcante é visível, o que indica que estas sobredensidades são flutuações estatísticas.

Candidato 30

Duas sobredensidades foram encontradas na Figura 23.1. Nas Figuras 23.3 e 23.4 nenhuma característica marcante é visível, o que indica que estas sobredensidades são flutuações estatísticas.

Candidato 31

Neste candidato apenas uma sobredensidade é encontrada na Figura 24.1. Na Figura 24.3 há um excesso de fontes azuis ($g-r < 0$). Contudo, este excesso está em um regime de magnitudes com grande erro fotométrico e contaminação por galáxias de campo. A inspeção da imagem do CFHT não revela nenhum excesso óbvio de fontes pontuais ou galáxias.

Candidato 36

Duas sobredensidades foram encontradas na Figura 25.1. Nas Figuras 25.3 e 25.4 nenhuma característica marcante é visível, o que indica que estes objetos são flutuações estatísticas.

Candidato 38

Na Figura 26.1 foram encontradas duas sobredensidades. Sendo uma delas próxima do centro do campo do CFHT.

O subcandidato (a) apresenta um excesso de fontes sem uma estrutura bem definida no CMD, como pode ser visto na Figura 26.3. A inspeção das imagens não revela nenhuma agrupamento de fontes pontuais na posição de (a).

O subcandidato (b) contém um número elevado de fontes vermelhas em torno de $g - r = 0.6$. Esta cor é típica do topo do RGB de uma população estelar velha. A inspeção visual das imagens do CFHT não revela nenhuma concentração de fontes pontuais na posição de (b).

Candidato 40

Duas sobredensidades foram encontradas na Figura 27.1. Nas Figuras 27.3 e 27.4 percebe-se que há um excesso de fontes, porém estas possuem magnitudes tênues, novamente dificultando a confirmação da natureza destas sobredensidades.

Candidato 41

Duas sobredensidades foram encontradas na Figura 28.1.

Na Figura 28.3 nota-se um excesso de fontes brilhantes espalhadas no domínio de cores $g - r = [-0.1, 1.3]$. Nenhuma estrutura marcante pôde ser identificada no diagrama de Hess descontaminado.

Na Figura 28.4 há uma elevação no número de fontes no regime de magnitudes tênues. Devido a grande incerteza fotométrica e confusão na classificação estrela/galáxia é impossível determinar a origem destas flutuações.

2.6 Discussão

Neste capítulo foi apresentado o desenvolvimento de uma ferramenta (FINDSAT) capaz de buscar sobredensidades de estrelas em grandes catálogos. O objetivo final dessa ferramenta é encontrar novos aglomerados e galáxias anãs no halo da nossa Galáxia.

O FINDSAT teve seu método validado utilizando uma amostra de galáxias anãs já conhecidas e observadas pelo SDSS. Nos testes de validação o código foi capaz de recuperar toda a amostra de validação. Nesta amostra estão contidas as anãs mais tênues conhecidas até hoje.

Com intuito de buscar por novas galáxias satélite, o código foi aplicado a uma região do SDSS nunca antes explorada neste aspecto, a região do BOSS. Esta busca não revelou nenhum novo satélite, contudo proporcionou uma lista de prováveis posições onde estes objetos podem ser encontrados. Os candidatos desta lista foram ordenados de acordo com critérios visuais e observações de *follow-up* foram realizadas para confirmar sua origem.

Foi feita a fotometria via ajuste de PSF das imagens de *follow-up* e cada candidato foi inspecionado cuidadosamente. Esta inspeção revelou que um dos candidatos é de fato um novo satélite da Galáxia. A análise detalhada de suas população estelar e estrutura foi apresentada no formato de um artigo anexado a esta *tese*.

Nenhum dos demais 15 candidatos observados e que tiveram fotometria de qualidade obtida foram confirmados como novos satélites. Deste modo, a eficiência do FINDSAT em um caso realista é de 6.2%. Se considerarmos apenas candidatos com nota 4 e 5, a eficiência sobe para 7.1%.

Uma estimativa ingênua do número de satélites da Galáxia que são esperados para a região do BOSS pode ser feita considerando a distribuição destes objetos isotrópica. Sob esta consideração, são esperados entre 2 e 3 novos objetos na região estudada aqui. Contudo, considerando-se que o disco Galáctico está presente em uma grande porção do footprint (Figura 6), o fato de somente um objeto ter sido encontrado não é fora do ordinário. Mesmo assim, a amostra de candidatos gerada pelo FINDSAT mostrou-se altamente impura, pois muitas falsas detecções foram feitas.

A baixa pureza do código bota em questão alguns aspectos do procedimento adotado aqui. Em um trabalho futuro é necessário questionar mais profundamente três aspectos fundamentais.

O primeiro é o tratamento adequado da classificação estrela/galáxia dentro do FINDSAT. O classificador adotado pelo SDSS é binário, assim como os cortes adotados em sharpness para as observações de *follow-up*. Isto leva a detecção de aglomerados

de galáxias não catalogados mesmo após a seleção exemplificada na Figura 7. Em estudos futuros a utilização de uma probabilidade contínua de um objeto ser estrela ou galáxia é aconselhada. Esse tipo de informação pode ser incorporada ao FINDSAT atribuindo pesos a cada fonte.

O segundo é a seleção com base nos objetos pré-existentes, como mostrado na Figura 7. Esse tipo de seleção se mostrou muito inclusiva e levou a um grande número de falso-positivos. Uma alternativa a esta etapa é utilizar simulações de populações estelares sobrepostas aos dados observacionais. Estas simulações podem ajudar a delinear os limites de detectabilidade do método.

E por final, o terceiro aspecto a ser observado em futuras aplicações do FINDSAT é a incorporação da variação na profundidade fotométrica do *survey* ao método. A não homogeneidade da cobertura angular do *survey* pode gerar efeitos de borda na interface entre regiões de grande e pequena profundidade fotométrica. Esses efeitos podem gerar falso-positivos que não estão associados a sobredensidades de galáxias e/ou estrelas.

Apesar da baixa eficiência, o FINDSAT é uma ferramenta capaz de produzir uma amostra completa de objetos como demonstrado para as galáxias satélites conhecidas. Contudo sua pureza é baixa, fato que fica evidente no grande número de falso-positivos. Além o código tem um baixo custo computacional. Essa característica é essencial para avaliar a completeza da amostra de satélites detectada pelo método, pois para isso é necessário executar o código inúmeras vezes utilizando populações estelares simuladas. Essa completeza é de suma importância para determinação do número e a função de luminosidade dos satélites da Galáxia como já demonstrado por Koposov et al. (2008).

Quando disponíveis, os dados do DES irão certamente complementar o censo de satélites e o FINDSAT pode facilmente ser usado como principal ferramenta para conduzir esta busca e em última instância avaliar a função de luminosidade de satélites na calota Sul da Via Láctea. Esta análise será de grande importância para entender o sistema de satélites da Via Láctea e compreender as diferenças entre as previsões cosmológicas e as observações.

ID	α_{J2000} h : ' : ''	δ_{J2000} ° : ' : ''	Nota	Estrela brilhante	Galáxias de fundo
1*	23:38:28.80	+03:48:00.0	4	n	n
2*	23:31:45.60	+12:21:36.0	4	n	n
3*	23:06:09.60	+14:49:12.0	4	s	n
4*	22:51:07.19	+11:54:00.0	5	n	n
5*	22:10:48.00	+14:58:48.0	4	n	n
6*	21:45:45.60	+04:00:00.0	4	n	n
7*	23:12:48.00	+04:44:24.0	3	s	n
8*	22:54:48.00	+23:09:36.0	3	n	n
9*	23:13:12.00	-04:28:48.0	3	n	n
10	00:00:38.40	17:15:36.00	1	s	s
11*	00:05:02.40	04:34:48.00	4	n	s
12	00:05:16.80	04:33:36.00	2	n	n
13	00:06:48.00	08:37:12.00	2	n	s
14	00:09:16.80	19:12:00.00	2	n	s
15	00:09:40.80	34:10:48.00	1	s	s
16	00:11:12.00	29:01:12.00	2	s	s
17*	00:12:57.60	20:18:00.00	4	s	s
18	00:16:57.60	18:27:36.00	3	n	s
19	00:22:19.20	23:45:36.00	1	s	s
20*	00:22:19.20	-06:25:12.00	3-4	s	s
21	00:23:26.40	01:01:12.00	2	n	n
22	00:26:24.00	11:40:48.00	1	s	s
23*	00:29:45.60	-06:22:48.00	4	n	s
24*	00:33:55.20	33:27:36.00	3-4	s	s
25	00:34:19.20	33:16:48.00	3	n	n
26*	00:39:45.60	25:44:24.00	3-4	n	n
27*	00:41:45.60	33:06:00.00	4	n	s
28	00:41:55.20	21:01:12.00	3	n	s
29	00:46:33.60	00:24:00.00	3	n	s
30*	00:48:48.00	28:16:48.00	4-5	n	s
31*	00:54:28.80	23:18:00.00	4-5	s	s
32	00:55:36.00	33:09:36.00	3	n	s
33	01:01:12.00	20:44:24.00	2	n	n
34	01:05:12.00	06:44:24.00	2	n	n
35	01:11:31.20	04:30:00.00	3	n	n
36*	01:18:52.80	21:45:36.00	3-4	n	n
37	01:23:12.00	04:30:00.00	2-3	n	n
38*	01:26:52.80	14:52:48.00	4	n	n
39	01:35:55.20	08:19:12.00	2	n	n
40*	01:38:04.80	21:37:12.00	4	n	s
41*	01:38:48.00	22:27:36.00	4	n	n
42	01:41:21.60	20:16:48.00	2-3	n	n
43	01:42:19.20	21:31:12.00	3	n	s
44*	01:43:45.60	21:24:00.00	3-4	n	s
45	01:44:48.00	15:01:12.00	2	n	s
46*	01:46:52.80	29:12:00.00	3-4	n	n
47*	01:52:57.60	-01:56:24.00	4	s	s

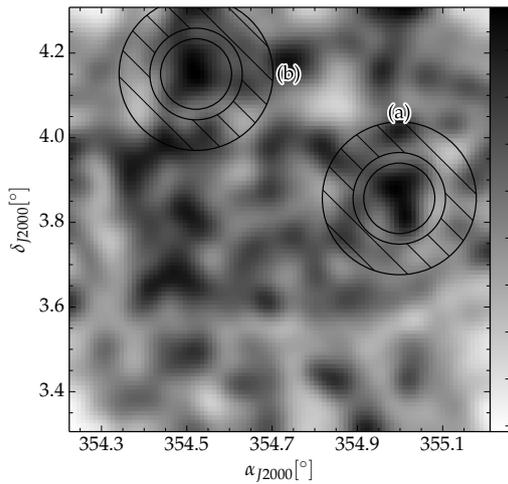
Tabela 3 – Lista de candidatos escolhidos após inspeção visual das imagens e CMDs. Os candidatos marcados com um * foram selecionados para *follow-up* fotométrico.

Parâmetro	Valor	Unidade ou Tipo	Comentário
photpars.zmag	25.0	mag	Ponto zero arbitrário
daopars.functio	MOFFAT15	string	Função que modela a PSF
datapars.gain	GAIN	e ⁻ /ADU	Ganho do detector
datapars.fwhmpsf	FWHM	px	FWHM da PSF
daopars.psfrad	3×FWHM	px	Raio limite do modelo de PSF
daopars.fitrad	0.8×FWHM	px	Raio de ajuste da PSF
fitskypars.annulus	3×FWHM	px	Raio interno do anel do céu
fitskypars.dannulu	4×FWHM	px	Raio externo do anel do céu
photpars.apertur	0.8×FWHM	px	Abertura para fotometria

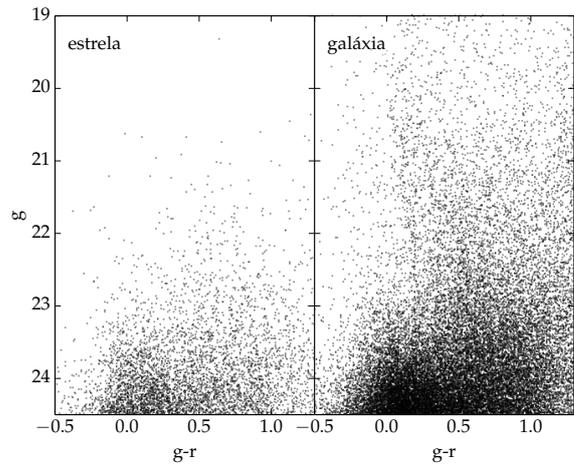
Tabela 4 – Principais parâmetros utilizado para o *pipeline* de redução com o DAOPHOT.

Parâmetro	Valor	Unidade
α_{J2000}	22 : 10 : 43.15 ± 0.3	h:m:s
δ_{J2000}	14 : 56 : 58.8 ± 2.0	° : ' : ''
l	75.181	°
b	-32.638	°
d_{\odot}	31.9 ^{+1.0} _{-1.6}	kpc
M_V	-1.21 ± 0.66	mag
log(idade/ano)	10.07 ^{+0.05} _{-0.03}	dex
[Fe/H]	-1.58 ^{+0.08} _{-0.13}	dex
Plummer		
r_s	0.6 ^{+0.16} _{-0.11}	arcmin
Σ_{bg}	1.38 ^{+0.03} _{-0.05}	/arcmin ²
M^*	94.7 ± 5.9	
r_h	0.78 ^{+0.21} _{-0.14}	arcmin
r_h	7.24 ^{+1.94} _{-1.29}	pc
King		
r_c	0.22 ^{+0.10} _{-0.06}	arcmin
r_t	7.85 ^{+4.15} _{-3.40}	arcmin
Σ_{bg}	1.32 ^{+0.09} _{-0.07}	/arcmin ²
Σ_c	162.76 ± 5.0	/arcmin ²
r_h	0.69 ^{+0.33} _{-0.25}	arcmin
r_h	6.31 ^{+3.06} _{-2.32}	pc

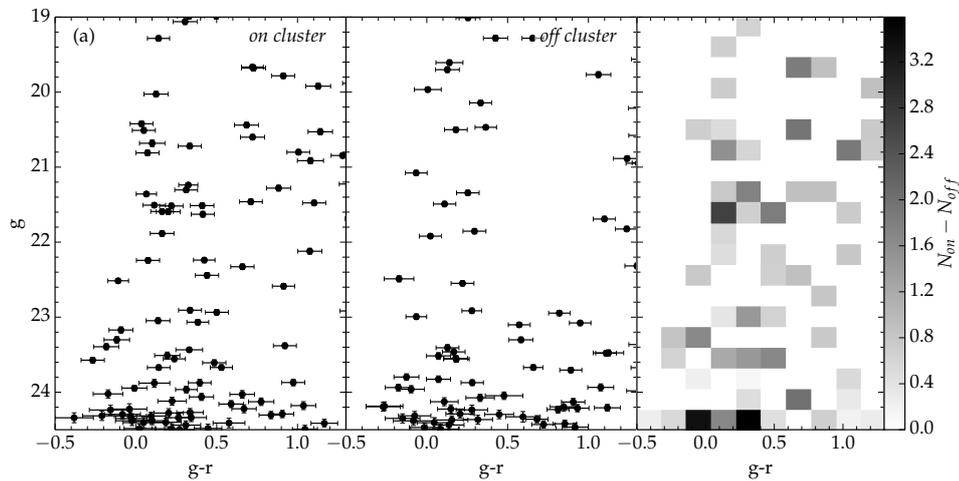
Tabela 5 – Principais parâmetros e incertezas derivados para Balbinot 1.



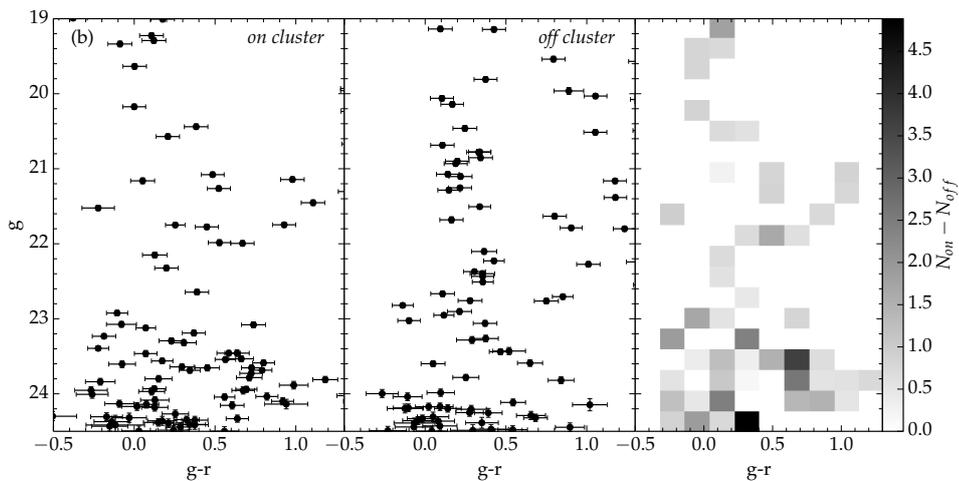
13.1 – Mapa de densidades convoluído.



13.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

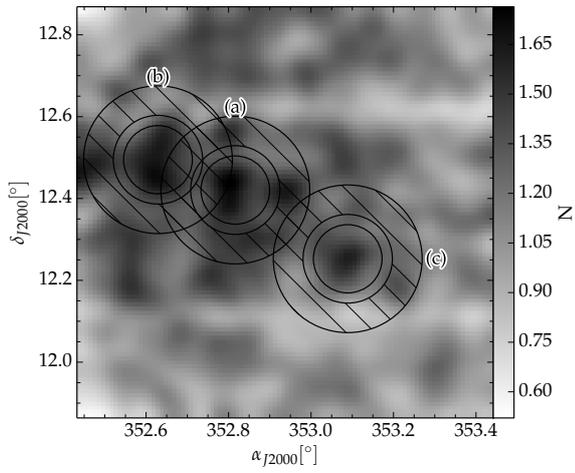


13.3 – Subcandidato (a)

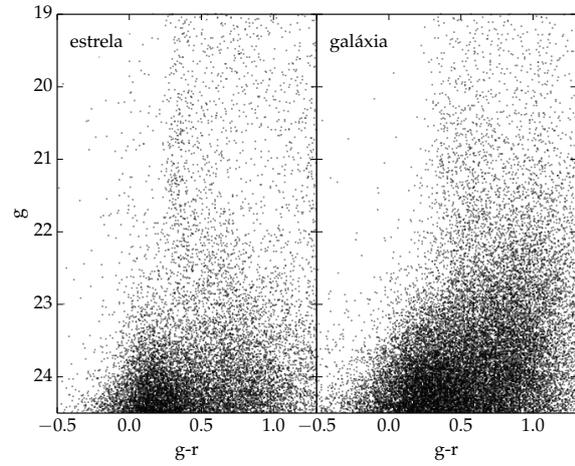


13.4 – Subcandidato (b)

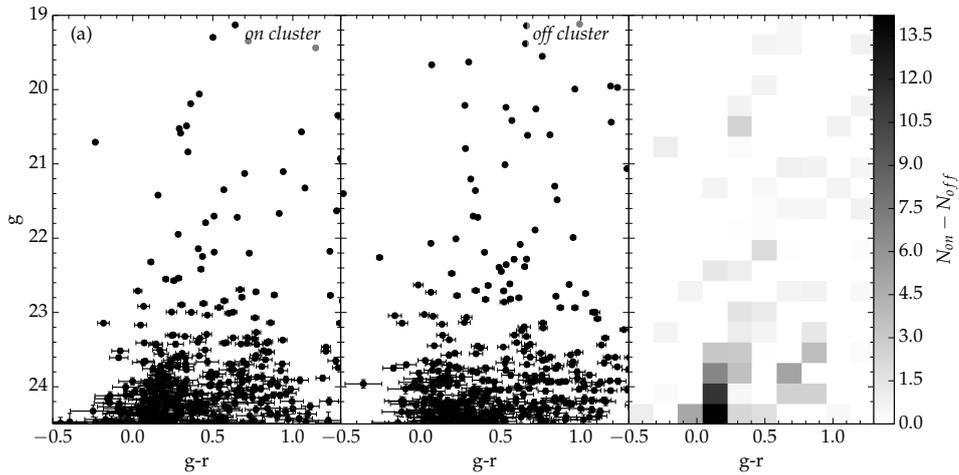
Figura 13 – 13.1: Mapa de densidades convoluído para o campo centrado nas coordenadas do candidato 1. 13.2: CMD ($g-r$) vs. g para todas as estrelas (esquerda) e galáxias (direita) no campo da MegaCam. 13.3: CMD da região *on cluster* (esquerda), *off cluster* (centro) e diagrama de Hess descontaminado (direita) para o subcandidato (a). Os CMDs mostram as incertezas em cor e magnitude. 13.4: idem, porém para o subcandidato (b).



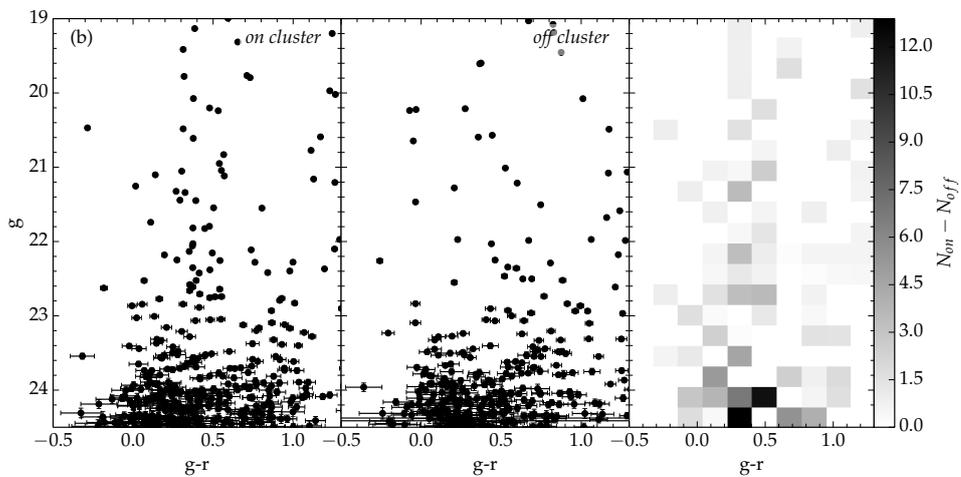
14.1 – Mapa de densidades convoluído.



14.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

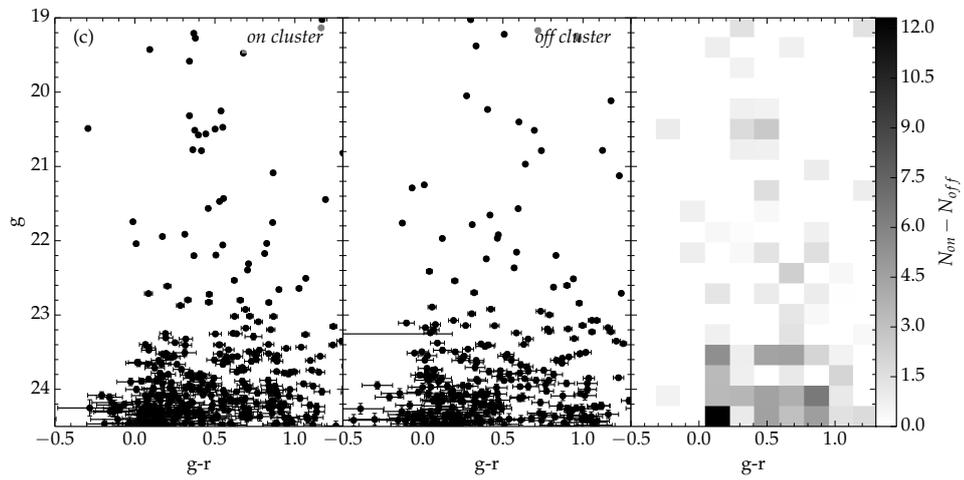


14.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)



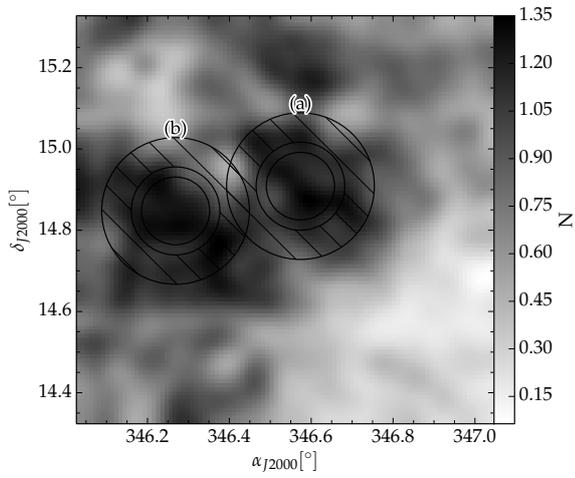
14.4 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (b)

Figura 14 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C2.

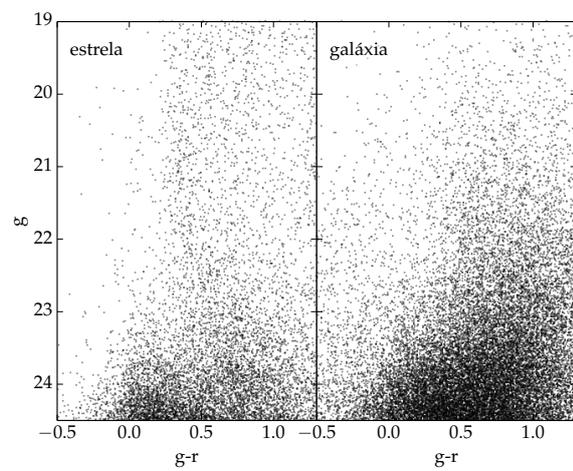


14.5 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (c)

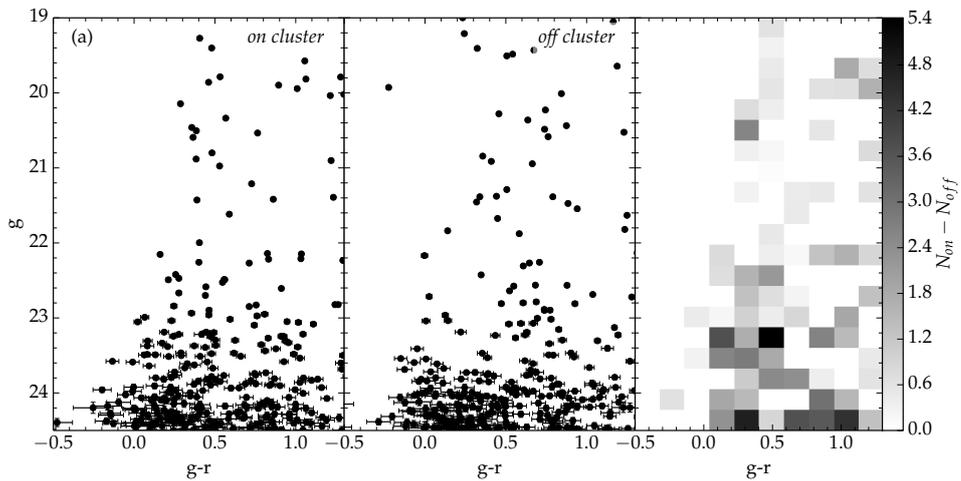
Figura 14 – Cont.



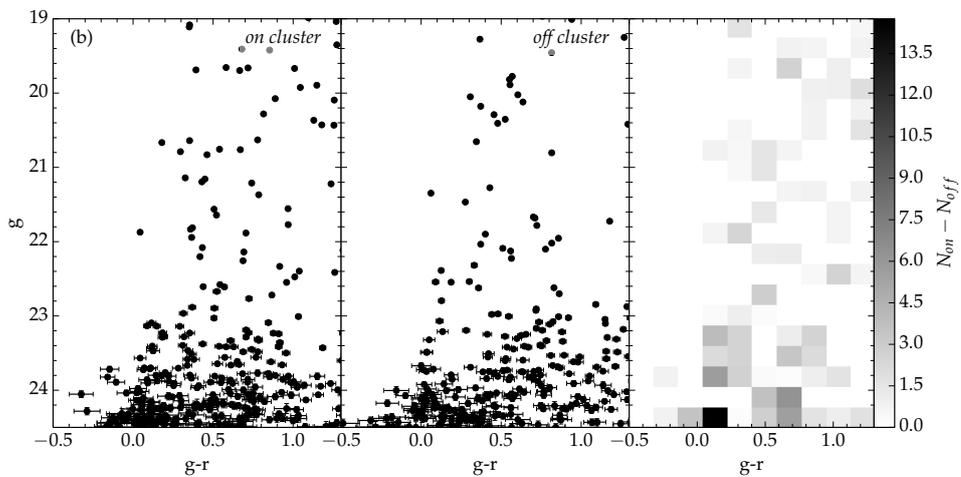
15.1 – Mapa de densidade convoluido.



15.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

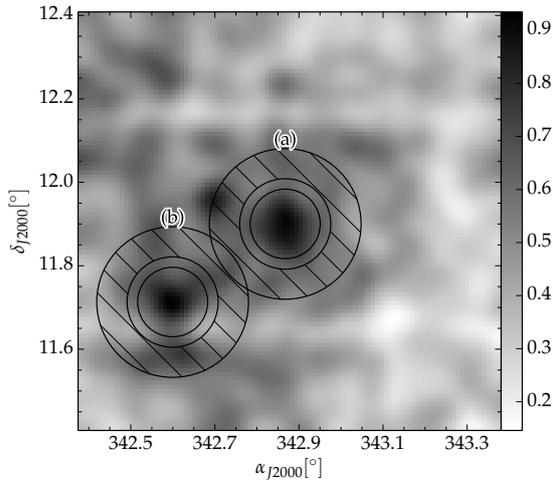


15.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

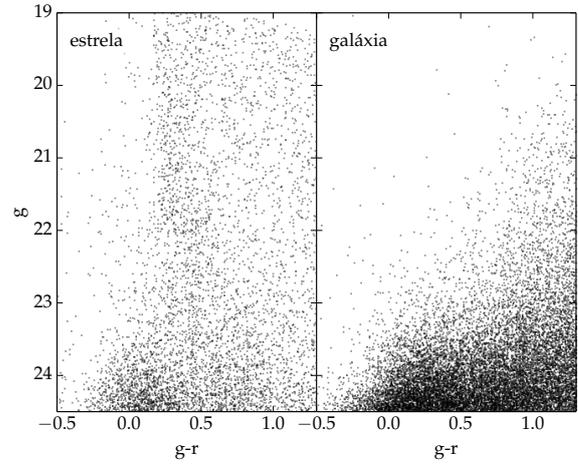


15.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

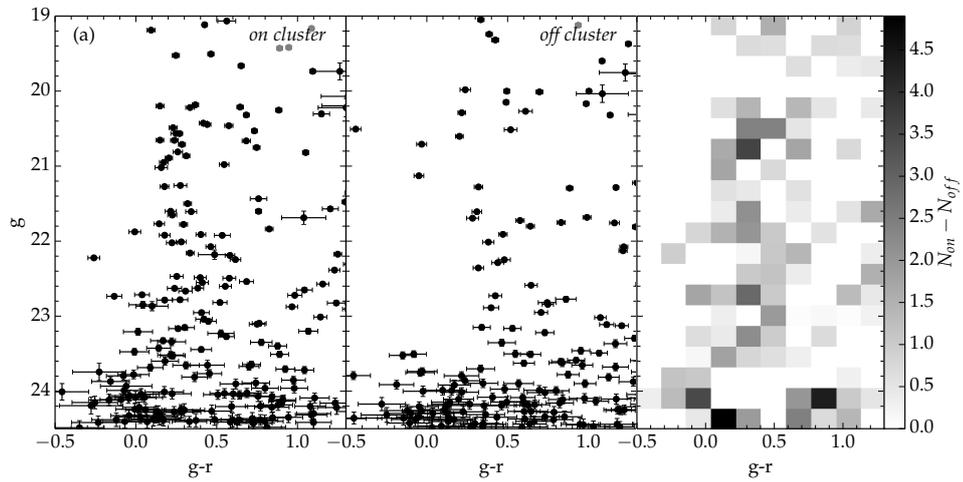
Figura 15 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C3.



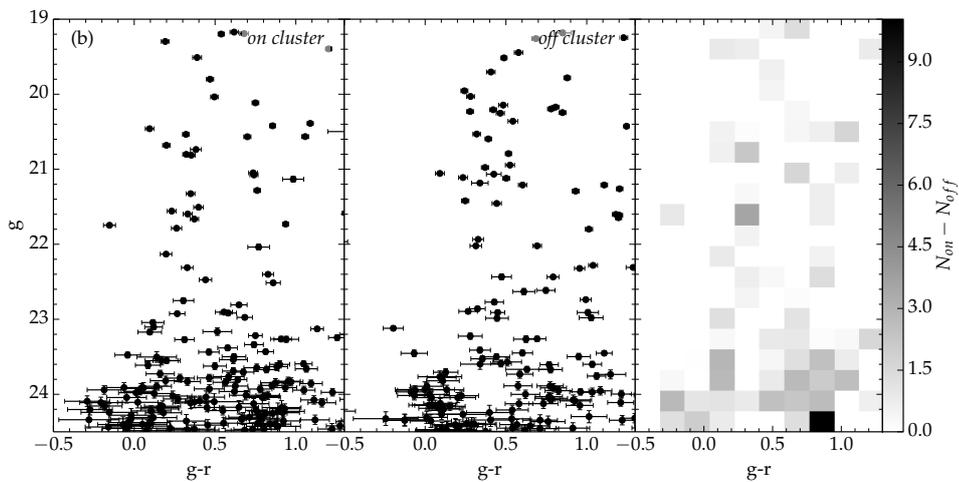
16.1 – Mapa de densidade convoluído.



16.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

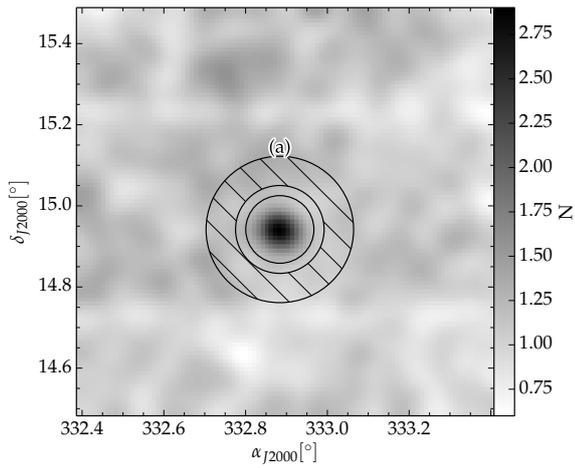


16.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

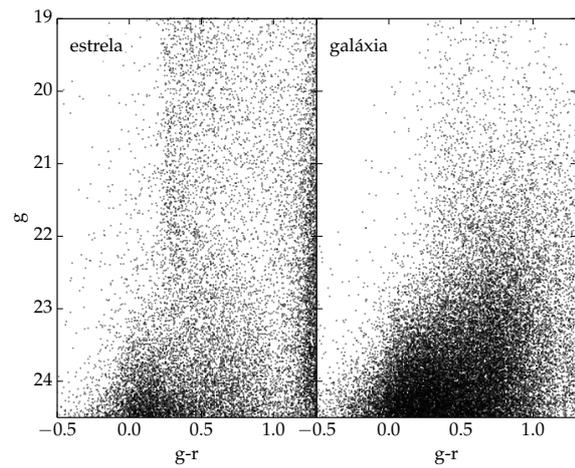


16.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

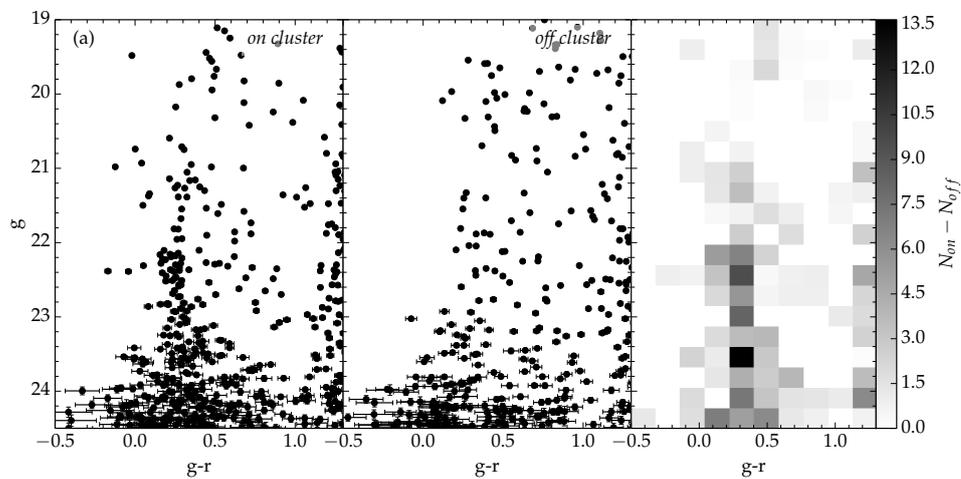
Figura 16 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C4.



17.1 – Mapa de densidade convoluído.

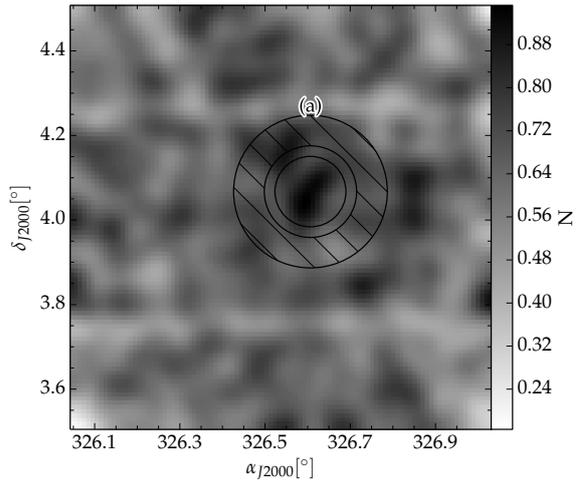


17.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

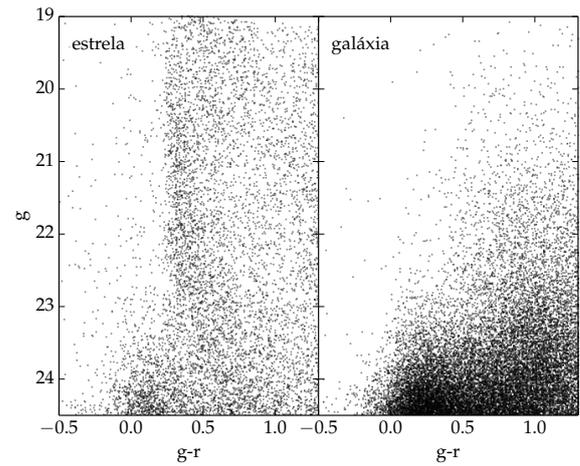


17.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

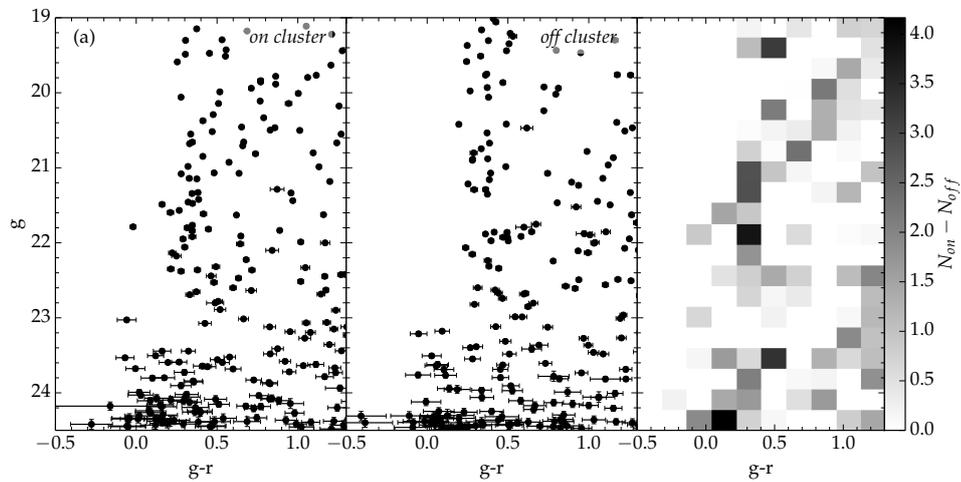
Figura 17 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C5.



18.1 – Mapa de densidade convoluído.

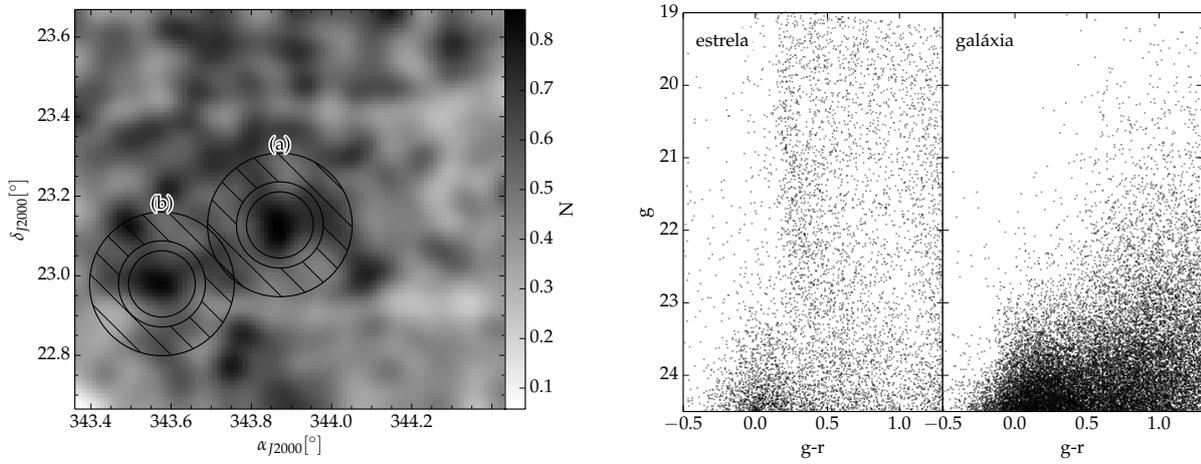


18.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)



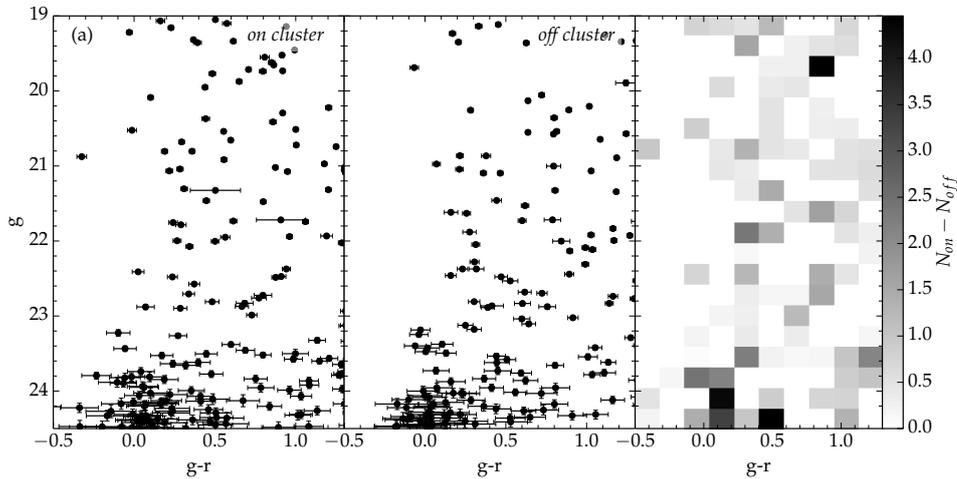
18.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

Figura 18 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C6.

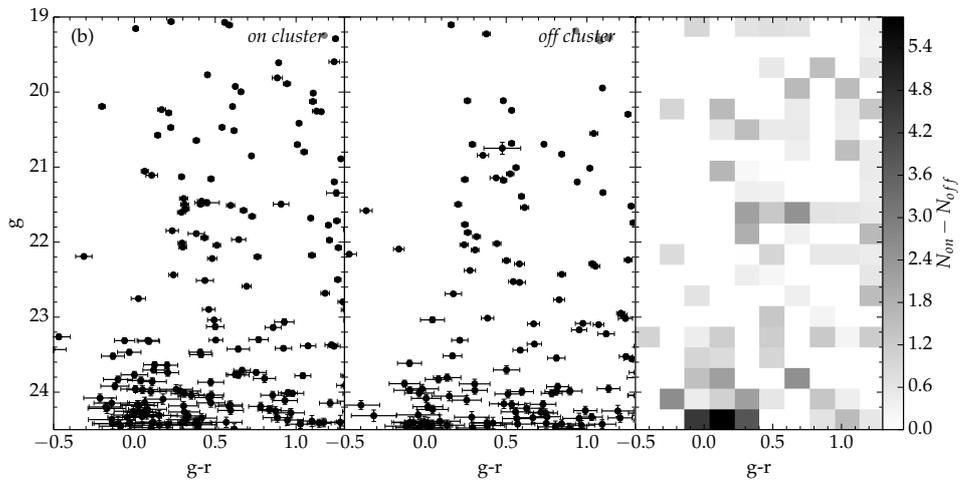


19.1 – Mapa de densidade convoluido.

19.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

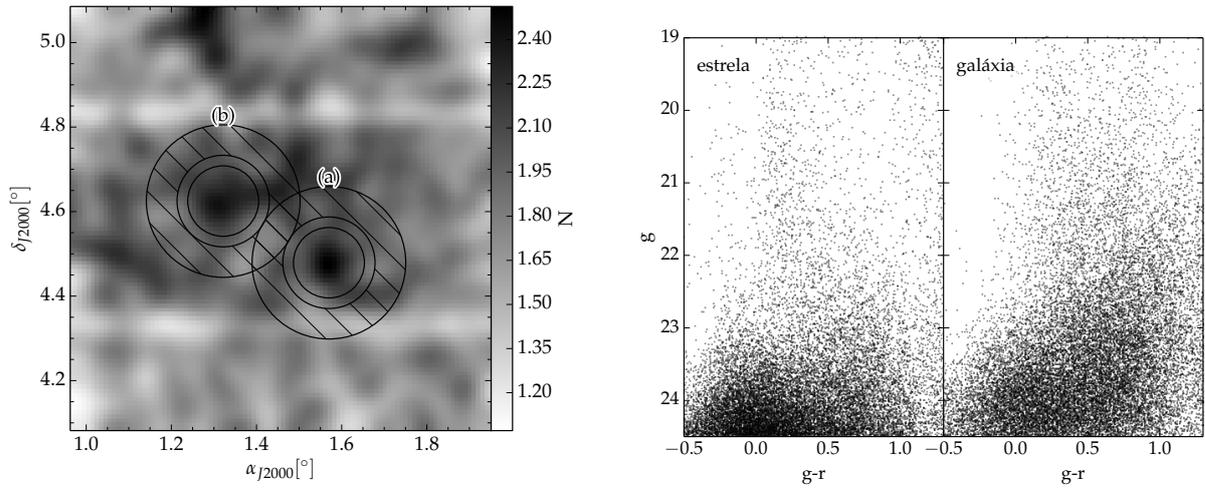


19.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)



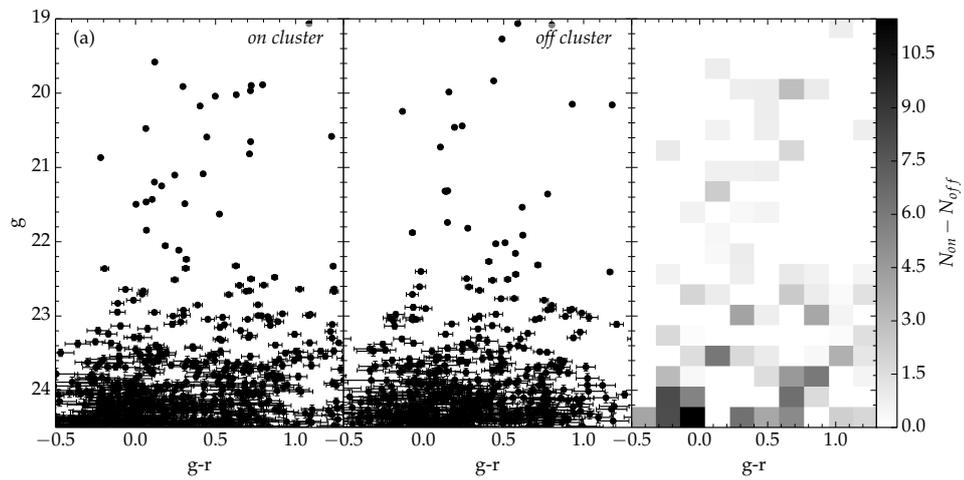
19.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

Figura 19 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C8.

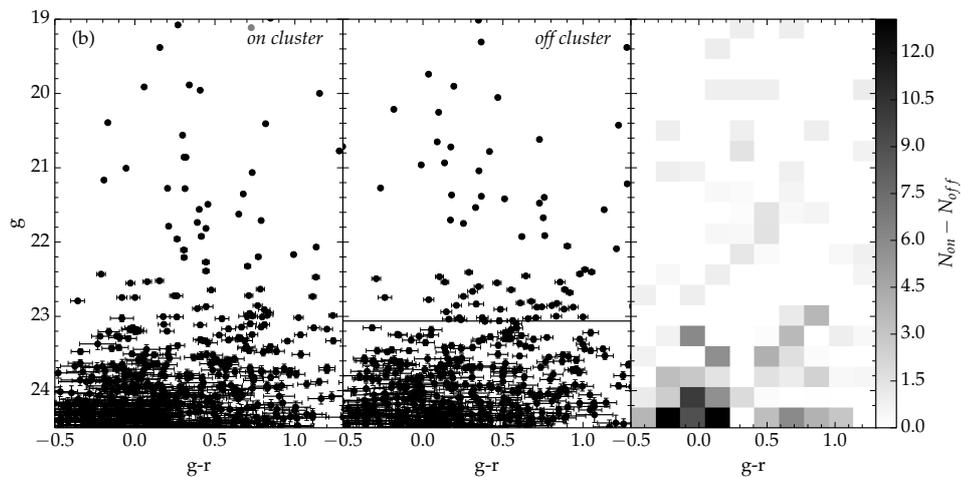


20.1 – Mapa de densidade convoluído.

20.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

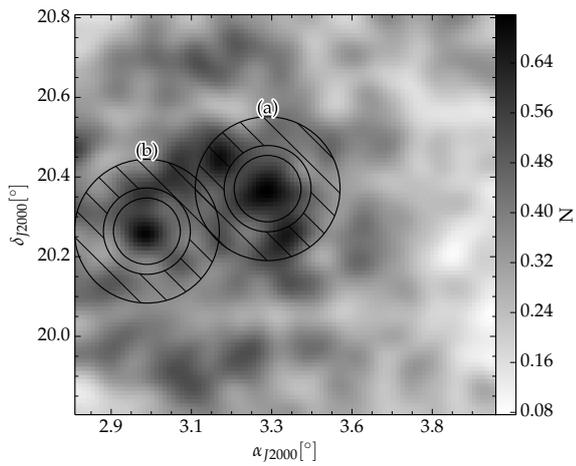


20.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

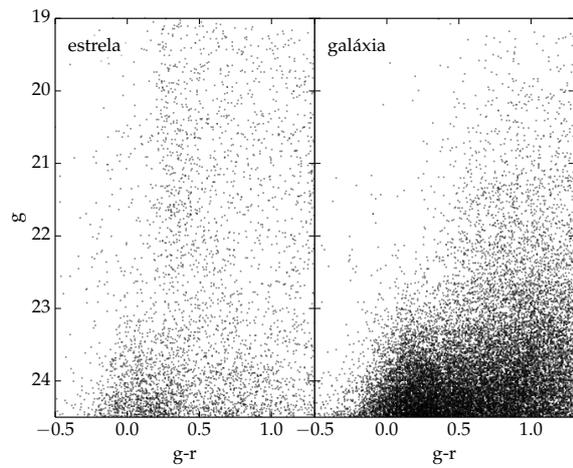


20.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

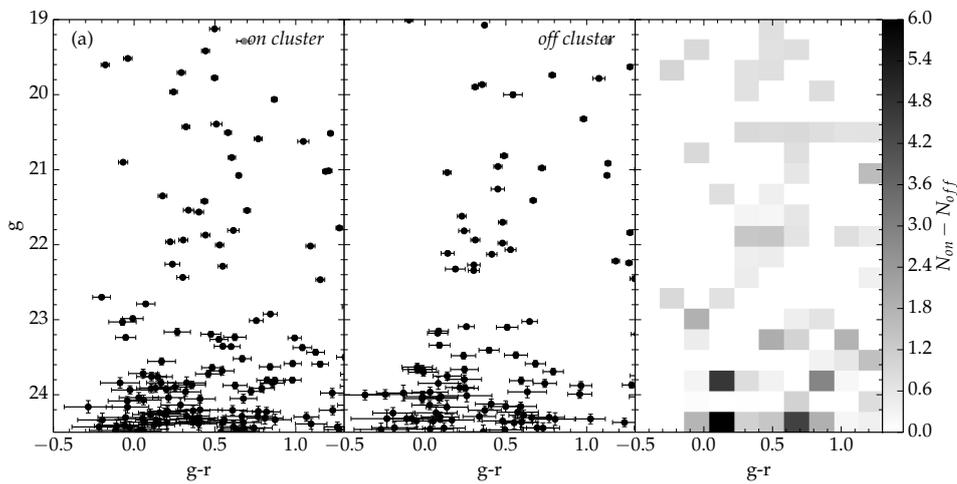
Figura 20 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C11.



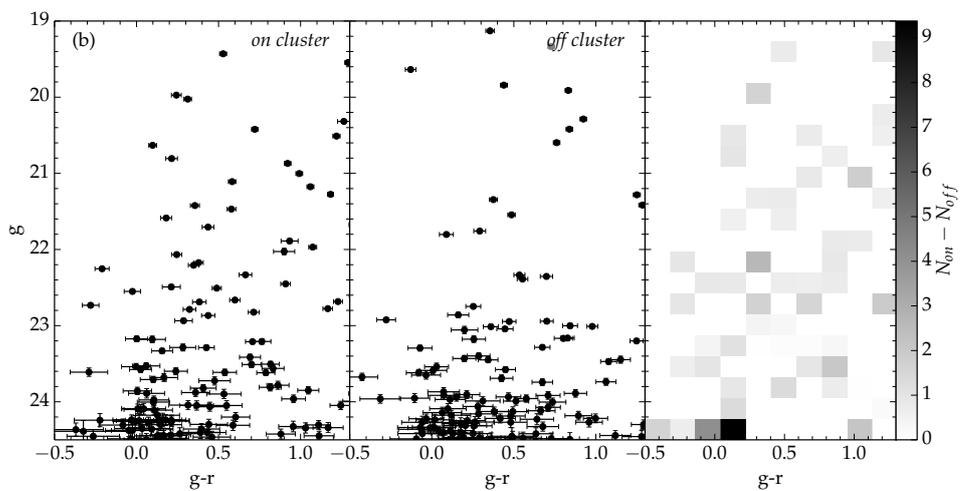
21.1 – Mapa de densidade convoluído.



21.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

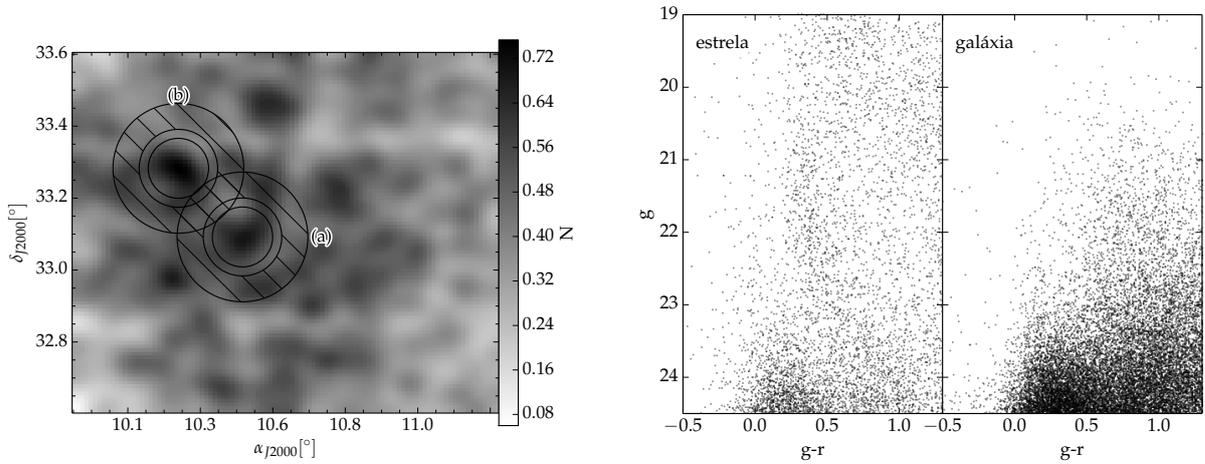


21.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)



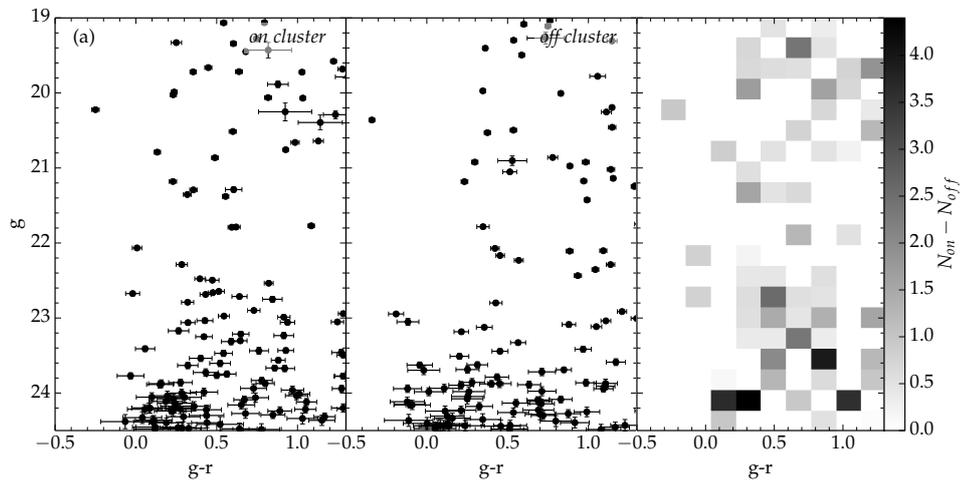
21.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

Figura 21 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C17.

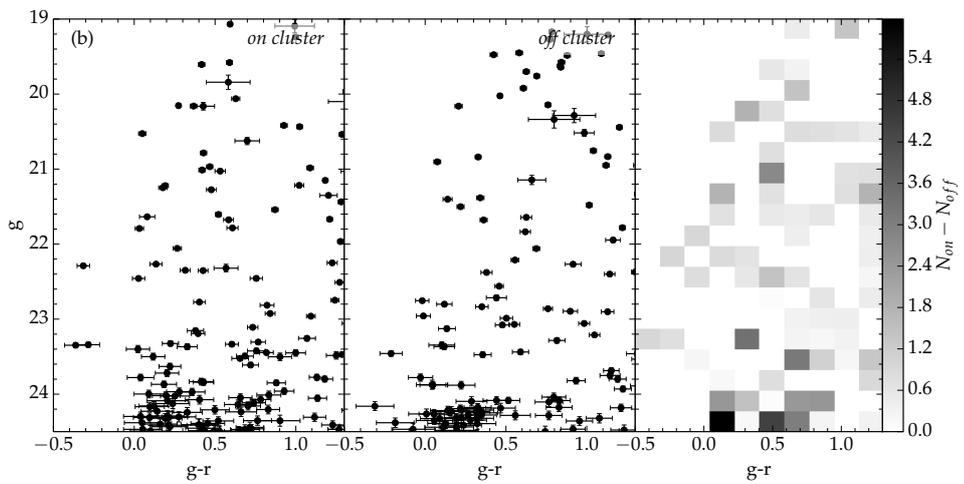


22.1 – Mapa de densidade convoluido.

22.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

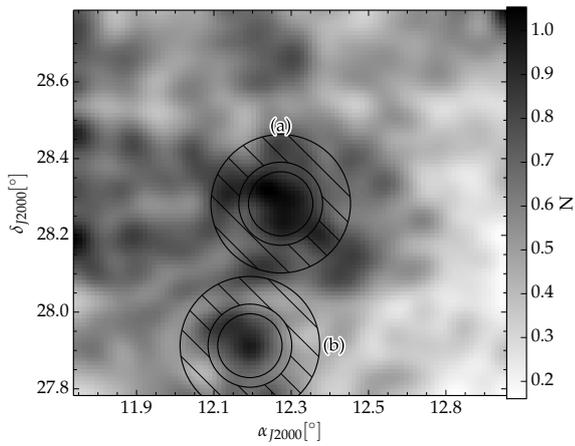


22.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

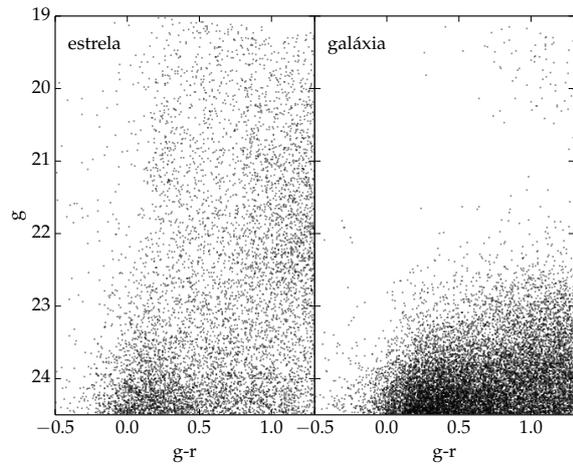


22.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

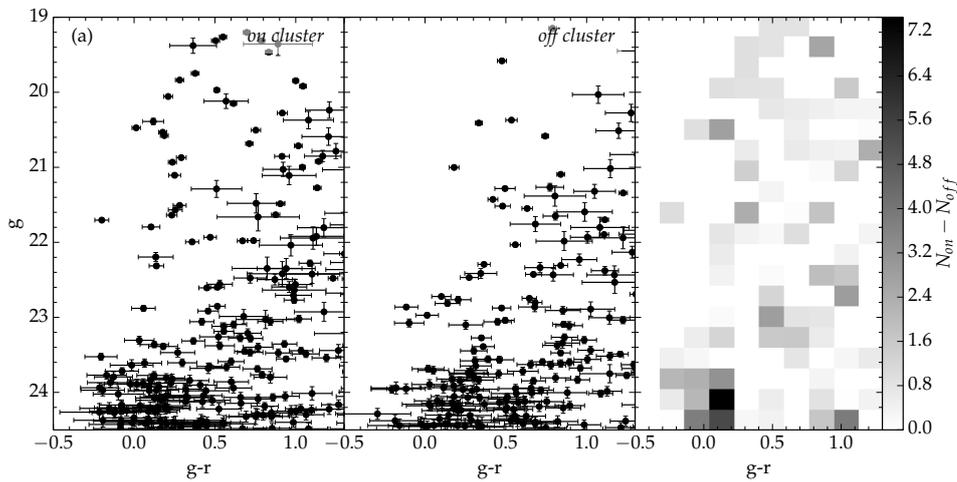
Figura 22 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C27.



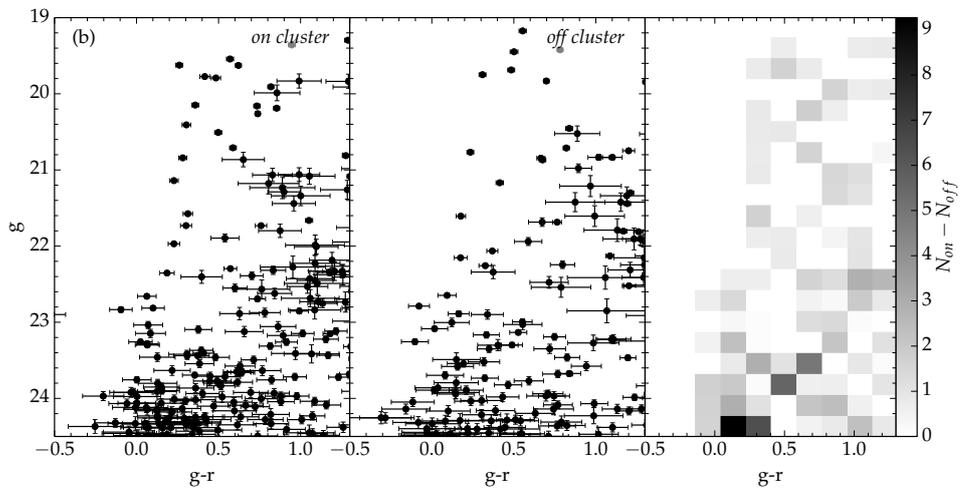
23.1 – Mapa de densidade convoluído.



23.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

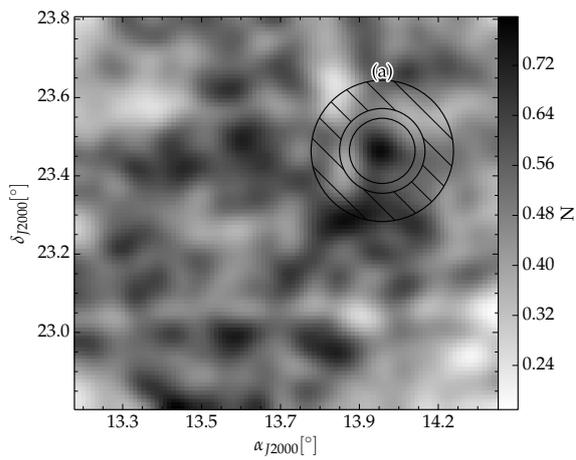


23.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

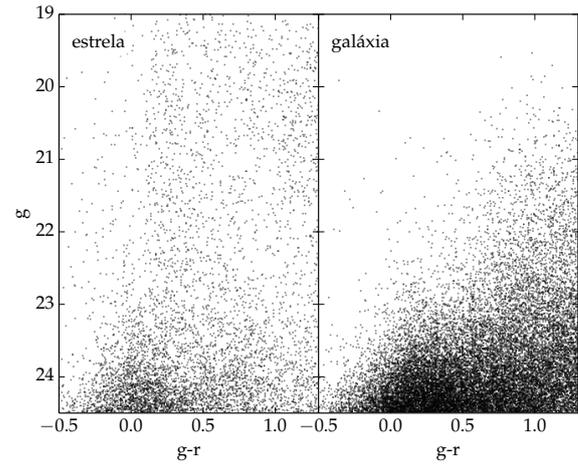


23.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

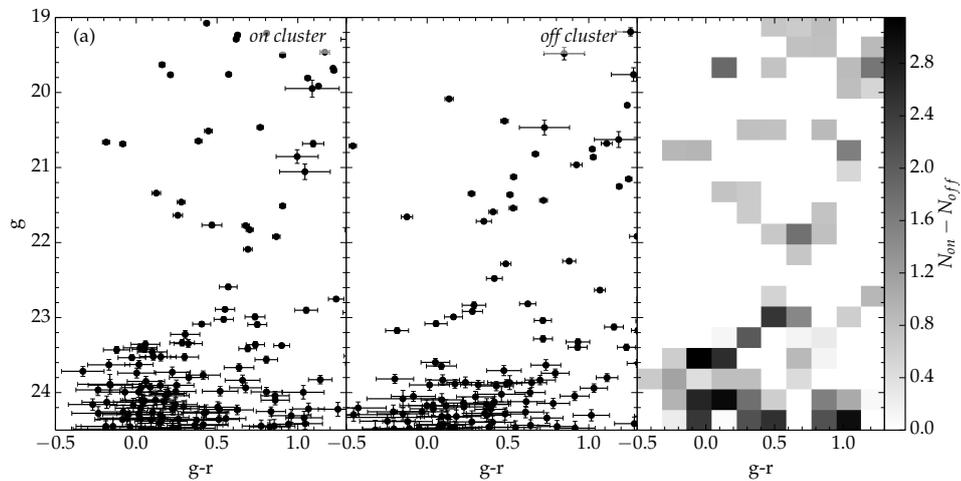
Figura 23 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C30.



24.1 – Mapa de densidade convoluído.

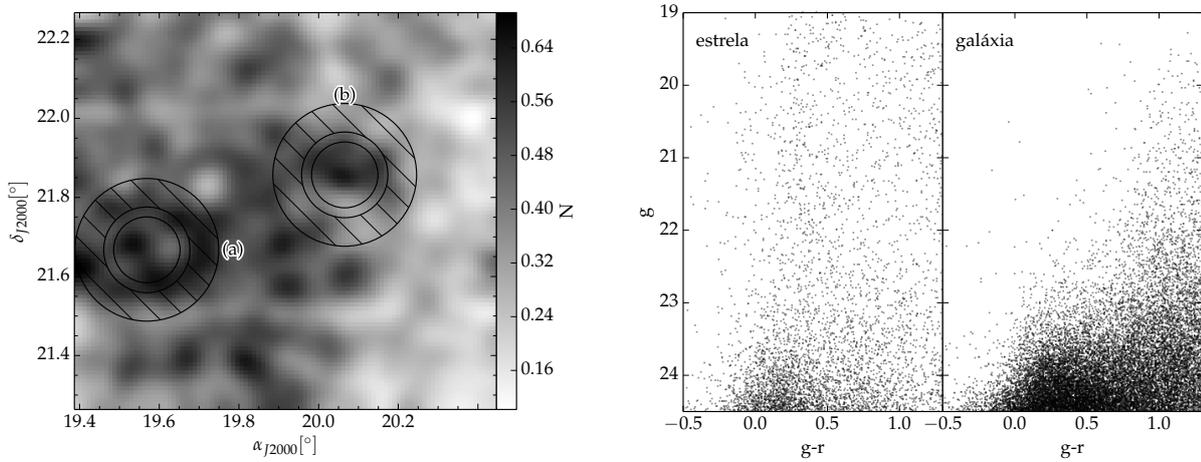


24.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)



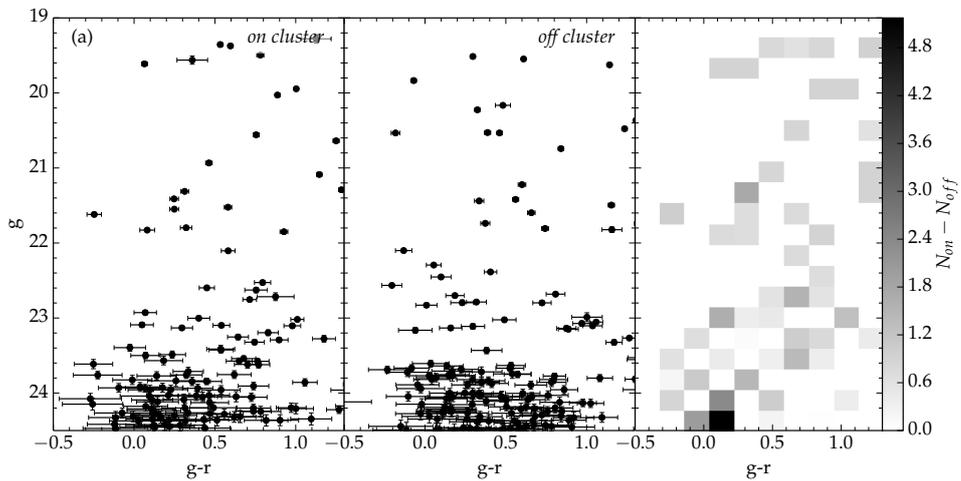
24.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

Figura 24 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C31.

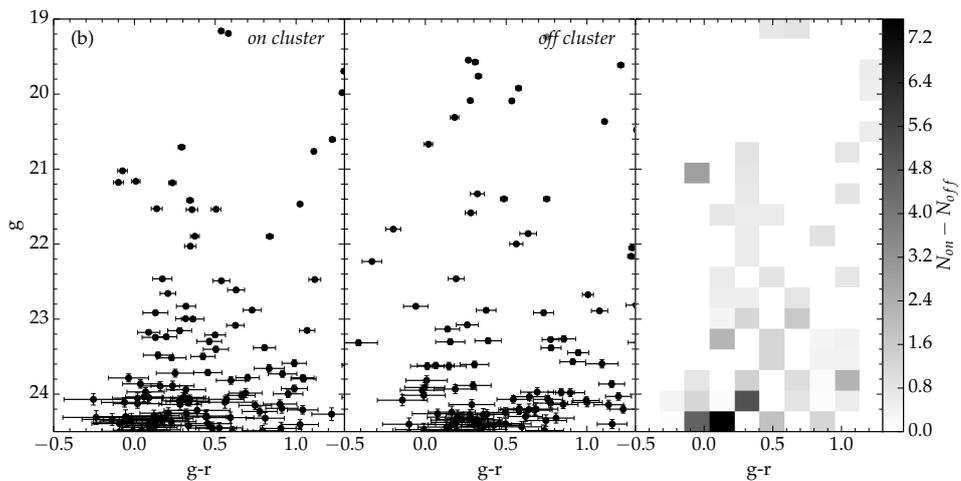


25.1 – Mapa de densidade convoluido.

25.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

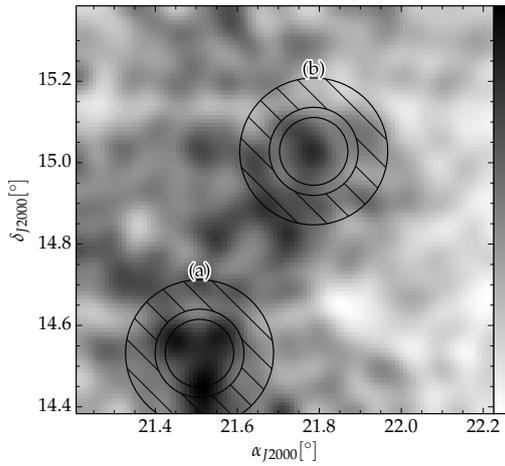


25.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

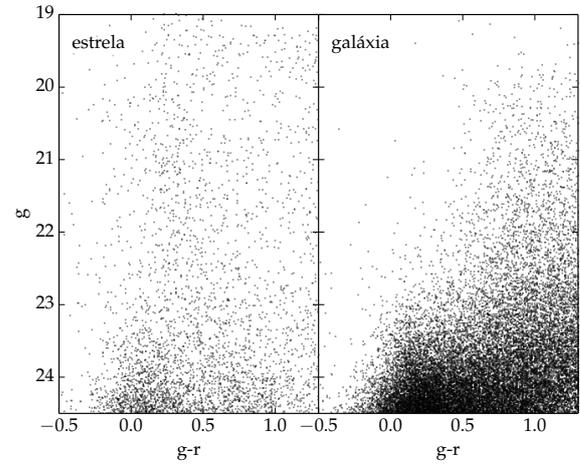


25.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

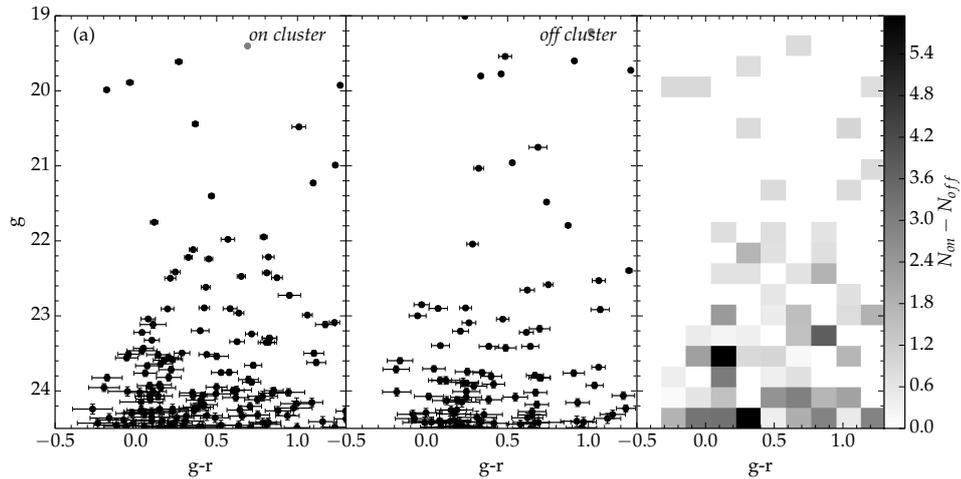
Figura 25 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C36.



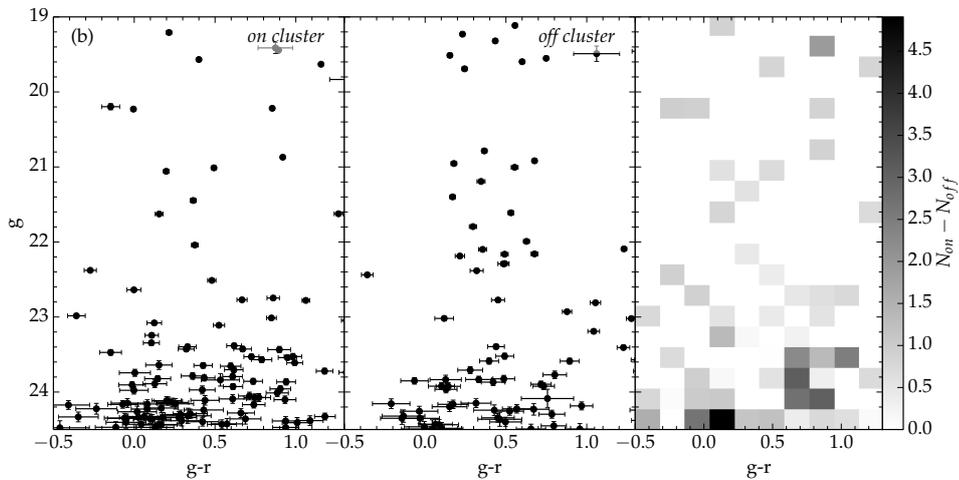
26.1 – Mapa de densidade convoluído.



26.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

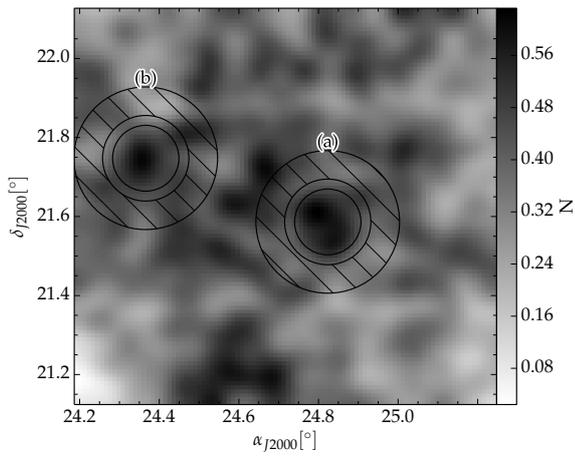


26.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

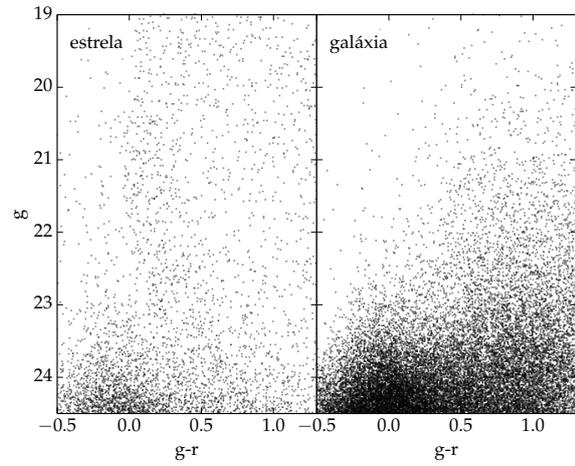


26.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

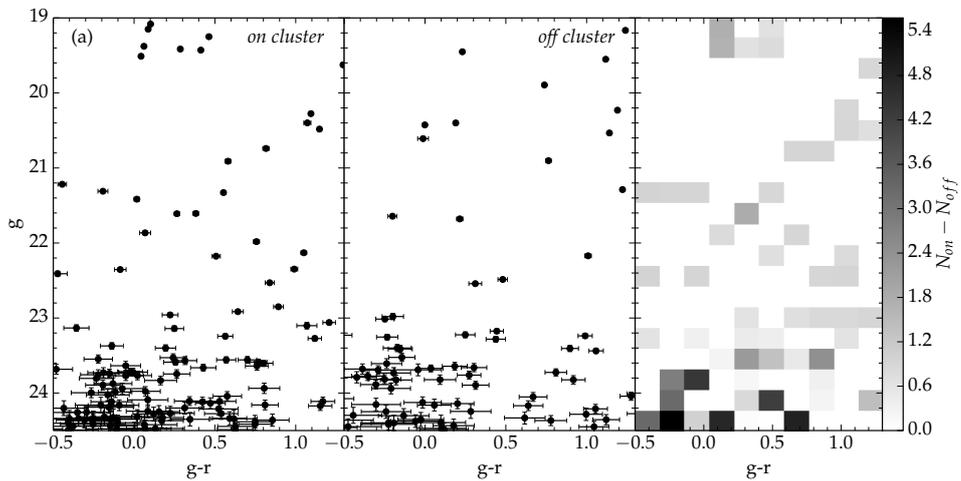
Figura 26 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C38.



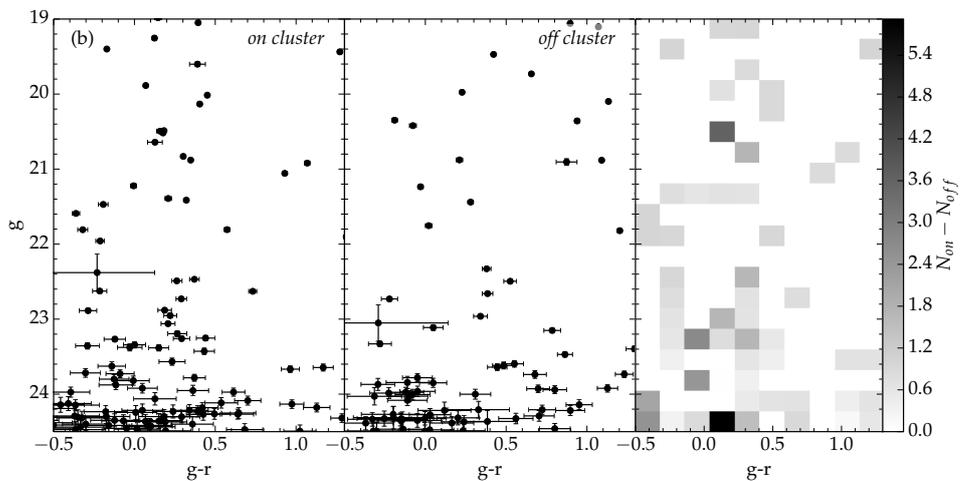
27.1 – Mapa de densidade convoluído.



27.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)

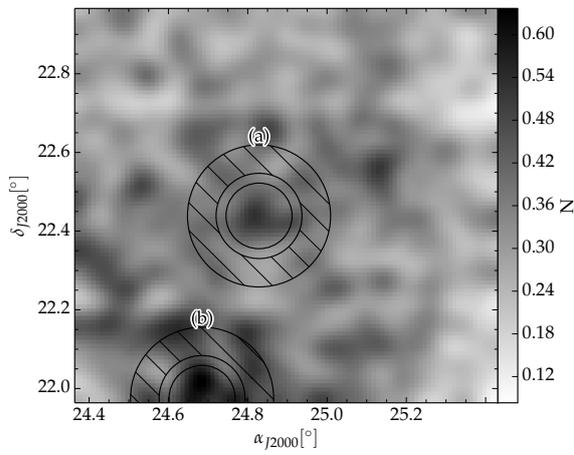


27.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)

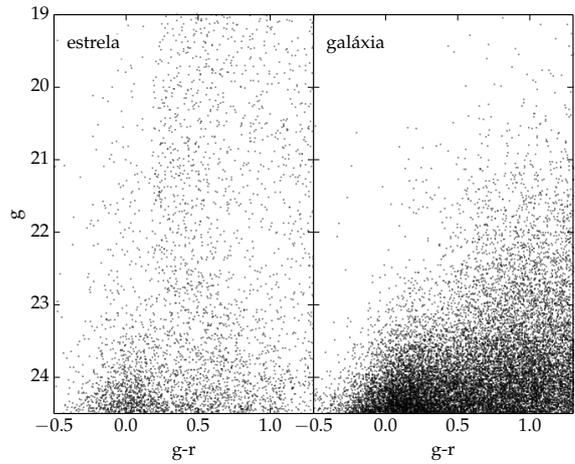


27.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

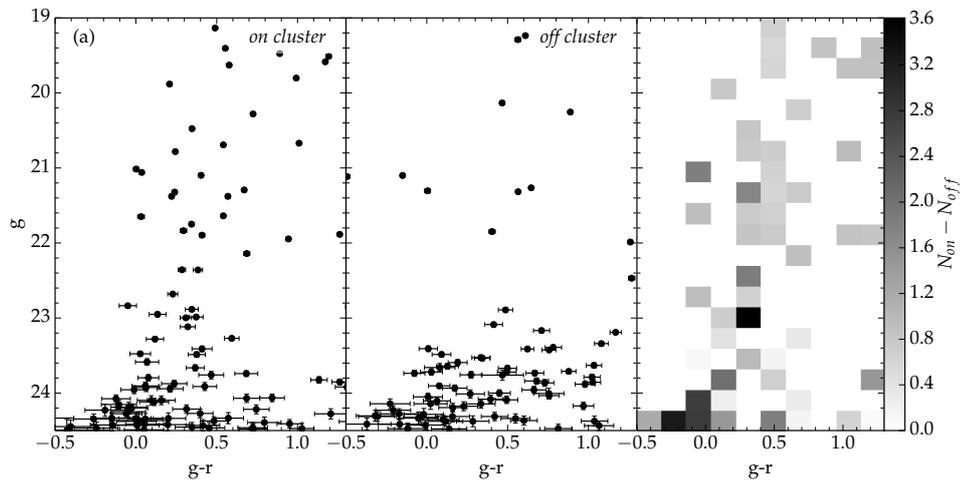
Figura 27 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C40.



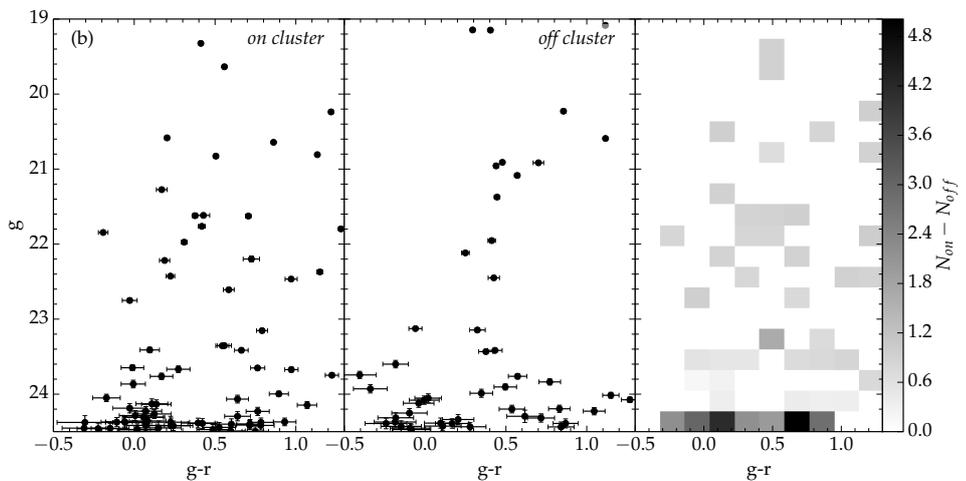
28.1 – Mapa de densidade convoluído.



28.2 – Diagrama cor magnitude para estrelas (esquerda) e galáxias (direita)



28.3 – Diagramas de diagnóstico para o subcandidato (a)



28.4 – Diagramas de diagnóstico para o Subcandidato (b)

Figura 28 – O mesmo que Figura 13 porém para o candidato C41.

3 A Grande Nuvem de Magalhães

O DES, como seu nome sugere, é um projeto que visa a investigar a energia escura e seu impacto sobre a expansão acelerada do Universo. Para sua realização, um instrumento imageador único teve de ser construído, a *Dark Energy Camera* (DECam). Essa câmera é composta de um mosaico de 62 CCDs e atualmente está instalada no telescópio Blanco de 4m no *Cerro Tololo International Observatory* (CTIO), no Chile. O instrumento teve sua primeira luz em setembro de 2012 e foi comissionado no período de setembro a outubro. Após, passou por uma etapa de verificação científica entre novembro 2012 e março de 2013. Durante essa etapa diversas características do instrumento foram colocadas à prova, além de ser testada a capacidade de gerenciamento e processamento dos dados pela colaboração do DES.

Durante os ~ 4 meses de duração da etapa de verificação científica (SV) a DECam gerou imagens com profundidade fotométrica tão alta quanto aquela esperada para o DES. Nas bandas gri o limite nominal DES de ~ 24.5 foi alcançado para uma região contínua com aproximadamente 300 graus². Essa região é chamada de SPT-E em função de cobrir uma região em comum com o *survey* feito pelo *South Pole Telescope* (SPT) (Carlstrom et al., 2011).

O SPT-E cobre uma grande região da periferia norte da LMC. Com a profundidade fotométrica do DES é possível estudar a população estelar da LMC até o MSTO das estrelas mais velhas existentes nessa galáxia. A ampla cobertura angular permite a análise de sua estrutura e do comportamento de sua população estelar em grande escala. Além disso, com a combinação de filtros g e r é possível distinguir muito claramente populações estelares de diferentes idades. Isto possibilita a análise da geometria e perfil da LMC em função da idade de cada população estelar. Esse tipo de estudo é capaz de revelar o processo pelo qual a LMC se formou e como as interações com a Via Láctea e a SMC moldaram sua estrutura.

Uma das informações mais fundamentais que se visa a obter é a medida de um raio limite para as estrelas da LMC. No caso onde este raio tem origem na interação de maré com a Via Láctea, ele pode ser usado como indicador da razão de massas entre a LMC e a Galáxia. Tal informação é crucial para diferenciar entre cenários onde o sistema de Magalhães está ligado a Galáxia ou em sua primeira passagem e já em rota de escape. Isto pode ajudar a entender quão normal é o sistema de satélites da Galáxia em comparação ao restante do Universo.

Além disso, uma grande porção das estrelas de campo da LMC observadas pelo DES são estrelas do RC. Estas estrelas podem ser usadas como indicadoras de

distância pois são velas padrão. A informação da distância proveniente das estrelas do RC pode ser facilmente confrontada com o modelo geométrico para o disco da LMC.

Nesse capítulo é abordada a questão da determinação da geometria do disco da LMC, bem como o perfil de densidades que melhor o descreve. Um método foi desenvolvido para ajustar um modelo de disco exponencial circular aos dados do DES, levando-se em conta efeitos como incompletude angular e profundidade do *survey*. A contribuição das estrelas da Via Láctea em primeiro plano foi modelada utilizando-se a ferramenta ADDSTAR que é descrita em detalhes na seção A.1.

Também é desenvolvida uma metodologia para o ajuste da magnitude do pico do RC e o ajuste sistemático dessa grandeza foi realizada aos dados do DES. Tanto a magnitude do pico quanto sua largura foram medidas. Estas informações foram traduzidas em distâncias ao disco da LMC e espessura deste mesmo. Para isso modelos de populações estelares compostas foram gerados utilizando a ferramenta GENCMD que é descrita em detalhes na seção A.2.

Esta análise é apresentada no formato de um artigo pronto para submissão à revista *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*.

3.1 Artigo

Mon. Not. R. Astron. Soc. **000**, 1–18 (0000) Printed 29 September 2014 (MN \LaTeX style file v2.2)

The LMC geometry and outer stellar populations from early DES data

Eduardo Balbinot^{1,2*}, B. X. Santiago^{1,2}, L. Girardi³, A. Pieres^{1,2}, L. N. da Costa^{2,4}, M. A. G. Maia^{2,4}, R. A. Gruendl^{5,6}, A. R. Walker⁷, B. Yanny⁸, A. Drlica-Wagner⁸, A. Benoit-Levy¹², T. Abbot⁷, S. S. Allam^{8,9}, J. Annis⁸, J. P. Bernstein¹¹, R. A. Bernstein¹³, E. Bertin¹⁴, E. Buckley-Geer⁸, D. L. Depoy¹⁵, S. Desai^{16,17}, H. T. Diehl⁸, P. Doel¹², C. E. Cunha¹⁰, J. Estrada⁸, A. E. Evrard^{18,19,14}, A. Fausti Neto², D. A. Finley⁸, B. Flaugher⁸, J. A. Frieman^{8,10}, D. Gruen¹⁶, K. Honscheid²², D. James⁷, K. Kuehn²⁰, N. Kuropatkin⁸, O. Lahav¹², M. March²⁴, J. L. Marshall¹⁵, R. Ogando^{2,4}, J. Peoples⁸, A. Plazas²⁵, V. Scarpine⁸, M. Schubnell¹¹, I. Sevilla-Noarbe²¹, M. Soares-Santos⁸, E. Suchyta²², M. E. C. Swanson⁶, G. Tarle¹⁸, D. L. Tucker⁸, R. Wechsler^{23,10}, J. Zuntz²⁴

(Affiliations can be found after the references)

29 September 2014

ABSTRACT

The Dark Energy Camera (DECam) has been fully commissioned and has captured a large set of images as part of the Science Verification (SV) for the Dark Energy Survey (DES). The SV campaign footprint covers a large portion of the outer Large Magellanic Cloud (LMC), providing photometry up to 1.5 magnitudes fainter than the main sequence turn-off the oldest LMC stellar population. This dataset enabled us to derive geometrical and structural parameters for the different stellar populations in the LMC disk. For the distribution of all LMC stars, we find an inclination of $i = -38.14^\circ \pm 0.08^\circ$ (near side in the North) and a position angle of the line of nodes of $\theta_0 = 129.51^\circ \pm 0.17^\circ$. We find that stars younger than ~ 3 Gyr are more centrally concentrated than older stars. A fit of a projected exponential disk shows that the scale radius of the old populations is $R_{>3\text{Gyr}} = 1.41 \pm 0.01$ kpc, while the younger population has $R_{<3\text{Gyr}} = 0.72 \pm 0.01$ kpc. The distribution of old stars fades at distances along the disk of $R_t = 13.5 \pm 0.8$ kpc, suggesting a large truncation radius. If this truncation is dominated by the tidal field of the Galaxy, we find that the LMC is $\simeq 24_{-6}^{+9}$ times less massive than the encircled MW mass. By measuring the Red Clump (RC) peak magnitude and comparing with the best LMC geometric model, we find that in the outer regions of the LMC, north of the LMC centre, the disk is systematically shifted towards larger distances. This shift is higher than what is expected by the variation of the Star Formation History along the LMC disk. Through the RC analysis we also are able to find that the thickness of the LMC disk increases at large distances from its centre. Our findings suggest a warped and flared disk in the LMC outskirts. However, these same signatures could also be interpreted as evidence of a spheroidal halo component.

Key words: galaxies: Magellanic Clouds; galaxies: stellar content; stars: statistics

1 INTRODUCTION

The Milky Way (MW) satellite system offers a variety of examples of dwarf galaxies. Most of its members are essen-

* e-mail: e.balbinot@surrey.ac.uk

2 *E. Balbinot et al.*

tially gas-free and contain mainly old stars (McConnachie 2012). The evolution of these systems is closely related to the formation of the Galaxy and the process of mass assembly of the large scale structures in the Universe (Klypin et al. 1999; Moore et al. 1999; Stewart et al. 2008). On the other hand, the Large and Small Magellanic Clouds (LMC and SMC, respectively) are the closest low-mass, gas-rich (Grcevich & Putman 2009) interacting systems. The main features tracing the interaction history of the clouds are the HI Magellanic Stream (Mathewson et al. 1974), and Bridge (Hindman et al. 1963). A counterpart of the Stream was found and named the Leading Arm (Putman et al. 1998). The formation of these structures is a subject of great debate. Recent simulations favour a scenario where the Stream, Bridge, and Leading Arm are remains from the close interaction between the LMC and SMC before falling into the MW potential (Besla et al. 2012; Kallivayalil et al. 2013).

The Clouds' star formation history (SFH) also reflects their close interaction history. It is possible to identify multiple periods of enhanced star formation that are arguably correlated with close encounter between the Clouds (Meschin et al. 2014; Rubele et al. 2012; Javiel et al. 2005; Holtzman et al. 1999). Evidence of such events are imprinted in the stellar population which, due to the proximity of the Magellanic System, is resolved into individual stars with medium sized ground-based telescopes. Enhanced star formation is also demonstrated by the extensive star cluster system throughout the MCs. The clusters in this system span a very broad range in age and metallicity (Kerber & Santiago 2009). Evidence of an age-gap (Jensen et al. 1988) may support a relationship between the formation/disruption rate of star clusters in the intergalactic interaction history. In this sense the star clusters in the LMC may give hints to how the intergalactic interaction affects the evolution of star cluster systems (Renaud & Gieles 2013).

Despite being the nearest interacting system of galaxies, the Magellanic System still has only a small angular fraction observed to the photometric depth of its old main sequence turn-off (MSTO). Deep observations suggest that the LMC stellar populations extend beyond an angular distance of 15° from its centre (Majewski et al. 2009) with some kinematic evidence for a warm stellar component consistent with a halo (Minniti et al. 2003) that has its major axis oriented with the disk (Alves 2004).

Very few studies are available in the outskirts of the LMC. Weinberg & Nikolaev (2001) report an exponential scale length of $R_s \sim 1.4$ kpc with no significant distinction between a young and old disk, however their sample is from the 2 Micron All-Sky Survey (2MASS; Skrutskie et al. 2006), which is very shallow and does not allow for a clear age selection. Saha et al. (2010) report a smaller scale length of $R_s = 1.15$ based on an optical survey. They argue in favour of a truncation radius of $R_t \sim 14$ kpc. Their sample is limited to only a few fields and their analysis did not use age selected stellar samples.

A new generation photometric surveys are now coming to the Southern Hemisphere, allowing for the first time a complete view of the Magellanic System. One of them is the Dark Energy Survey (DES), which will observe the outskirts of the LMC, SMC, and most of the Magellanic Stream over the course of 5 years. DES is a photometric survey with the primary goal of measuring the dark energy equation of state.

To achieve this goal the survey will employ four independent cosmological probes: galaxy clusters, baryon acoustic oscillation, weak lensing, and type Ia supernovae (Flaugher 2005). The total survey area is ~ 5000 deg² reaching a magnitude limit of $i \sim 24$. The photometric system adopted for DES comprises the filters g, r, i, z , which are similar to the ones used in the Sloan Digital Sky Survey (SDSS), with the addition of the Y passband, which provides synergy with the VISTA Hemisphere Survey (McMahon 2012; Cioni et al. 2011). The DES footprint will overlap with several other surveys in the southern hemisphere allowing a multi wavelength approach to various astrophysical problems.

An early release of DES Science Verification (SV) data was made available to the DES collaboration recently. The data cover ~ 200 deg² of the southern sky and sample regions as close as 4° North from the LMC centre. The photometric catalogue from this release reaches ~ 1.5 mag fainter than the old MSTO of the LMC (which is at $g \sim 22$), allowing for a detailed study of the resolved stellar population of this galaxy.

In this paper we use the DES SV data to study the LMC geometry and density profile as traced by stellar components with a characteristic age range. We model the distribution of stars using a simple projected exponential disk and perform a formal fit. We discuss the presence of a possible truncation radius and its implication for the LMC mass. As an alternative probe of the LMC geometry we use Red Clump (RC) stars as a distance indicator and a ruler for the LMC thickness. This paper is organized as follows. In Section 2 we present a brief introduction to the DES SV data. In Section 3 we discuss the quality of the photometry and address issues due to completeness and survey coverage. In Section 4 we describe the disk model and the fitting procedure used to find the geometrical parameters of the LMC. Section 5 shows our efforts to use the RC as a distance and thickness estimator. In section 6 we summarize and discuss the implications of the results found in this paper.

2 DECAM AND THE DES SCIENCE VERIFICATION

The Dark Energy Camera (DECam) (Flaugher et al. 2010) was constructed in order to carry out the Dark Energy Survey. This instrument has a focal plane comprised of 74 CCDs: 62 $2k \times 4k$ CCDs dedicated to science images and 12 $2k \times 2k$ CCDs for guiding, focus, and alignment. The camera is also equipped with a five elements optical corrector and a sophisticated cryogenic cooling system. DECam is installed at the prime focus of the Cerro Tololo Inter-American Observatory (CTIO) 4 meter Blanco telescope. In this configuration, DECam has a 2.2 degree wide field-of-view (FoV) and a central pixel scale of $0.263''/\text{px}$. In typical site conditions, the Blanco telescope plus DECam yield an imaging point spread function (PSF) with full-width half maximum (FWHM) of $0.9''$, which is adequately sampled by the pixel scale.

DECam was commissioned in September 2012 and began operations in November 2012, with the SV campaign covering a period of three months. The SV data is intended to test the camera capabilities, the data transfer infrastructure, and data processing. All images taken during SV are

public; however, the catalogues generated by the collaboration are proprietary.

2.1 Data reduction

The DES data management (DESDM) team was responsible for the reduction of the SV images. Here we will give a brief description of the reduction process. For a complete description we refer to Sevilla et al. (2011) and Mohr et al. (2012).

The DESDM data reduction pipeline consists of the following steps:

Image detrending: this step includes correction for crosstalk between CCD amplifier electronics, bias level correction, correction for pixel-to-pixel sensitivity variation (flat-fielding), as well as corrections for non-linearity, fringing, pupil, and illumination.

Astrometric calibration: in this step, bright known stars are identified in a given image using SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). The position of these stars in the focal plane is used to find the astrometric solution with the aid of the software SCAMP (Bertin 2006) through comparison to UCAC-4 (Zacharias et al. 2013).

Nightly photometric calibration: several reference stars are observed each night, and a photometric equation is derived for that night. This equation takes into account a zero point, a colour term, and an airmass term for each of the DECam science CCDs.

Global calibration: relative photometric calibration of the DES survey area is done with repeated observations of the same star in overlapping DECam exposures using a method similar to that described in Glazebrook et al. (1994). The relative magnitudes are anchored to a small set of absolutely calibrated reference stars within the same area called tertiary standards which come from observations on photometric nights. They are then calibrated relative to known equatorial belt standards observed on the same night with the same filter set (Tucker et al. 2007). The current accuracy of the relative and absolute systems is a few percent, and is expected to improve as the DES survey covers larger contiguous areas.

Coaddition: in order to increase the signal-to-noise ratio, exposures are combined. This has the advantage of mitigating transient objects, such as cosmic rays and satellite trails. This step requires the placement of the images into a common reference projection. The software SWARP (Bertin et al. 2002) was used and the coaddition process was done in segments of the sky called *tiles*. At this stage the flux is corrected according to the photometric calibration described above.

Cataloging: for each coadded *tile* source detection and model-fitting photometry is performed using PSFEX and SExtractor (Bertin 2011; Bertin & Arnouts 1996) on a combined $r, i,$ and z image. Object fluxes and many other characteristics are calculated in the individual g, r, i, z, Y frames. These catalogues are ingested into a high performance database system.

The final catalogue is available for the DES collaboration through a database query client. There are approximately 900 parameters measured for each source identified by SExtractor. In Table 1 we list a few parameters relevant

Table 1. Here we show a subset of the SExtractor parameters measured for the coadded DECam SV data. We also show any selection criteria that was made.

Parameter name	Selection
RA	–
DEC	–
MAG_AUTO_*	≤ 26.0 in g and r
MAG_PSF_*	–
MAGERR_AUTO_*	–
MAGERR_PSF_*	–
SPREAD_MODEL_*	$ \text{SPREAD_MODEL_I} \leq 0.002$
FLAGS_*	≤ 3 in g and r

The * symbol refers to all passbands available.

to this work. In the same table we also list any comments about the parameter and the quality cuts applied.

3 THE SV DATA

By the end of the SV campaign, DECam had obtained images in five passbands of a region with roughly 300 deg^2 , for which 200 deg^2 are contiguous. The contiguous region covers the northern outskirts of the LMC. This region overlaps an eastern portion of the South Pole Telescope (SPT) footprint (Carlstrom et al. 2011). Hence we call it SPT-E for simplicity.

In this section we will discuss several aspects of the SV data and how it is suitable for the analysis we propose.

3.1 Photometry

Since the main goal of this work is to study stars using resolved photometry, the best choice for a magnitude measurement would be one that is based on PSF fitting. This is computationally challenging task to perform across hundreds of square degrees. The DESDM pipeline includes this processing using PSFEX (Bertin 2011). However, PSFEX and the DESDM pipeline are still being tested and systematic problems regarding the computation of homogeneous PSF photometry from the coadded tiles. Currently, the deepest and most homogeneous magnitude measurement resulting from the DESDM pipeline is the MAG_AUTO, which is computed using the flux inside a Kron radius (Kron 1980). The Kron radius is dependent on how extended a source is, hence the aperture is variable, but it is essentially the same for all stars. Thus, MAG_AUTO is roughly equivalent to a simple aperture magnitude but less sensitive to seeing variations. We adopt the following notation throughout the paper: g is the MAG_AUTO magnitude measured for the g passband. This also applies for the magnitudes measured in r, i, z, Y .

The raw DESDM catalogue has approximately 10^8 sources with $g \leq 24.6$. This list includes spurious detections like satellite trails, star wings, cosmic rays, etc. To exclude such detections from our catalogue we adopt a simple cut in the FLAGS parameter. We select only sources that simultaneously have FLAGS_G and $\text{FLAGS}_R \leq 3$, which selects objects that are not saturated and do not contain any bad pixel. The FLAGS code is the same as the one adopted by SExtractor. The number of sources left after this cut is $\sim 9 \times 10^7$.

4 *E. Balbinot et al.*

Table 2. Some general photometric system information: the central wavelength (λ_c) in nanometres, the extinction as a fraction of the extinction in the Johnson V passband (assuming $R_V = 3.1$ and a Cardelli et al. (1989) extinction curve for the MW), and the value of the magnitude corresponding to a typical signal-to-noise ratio of 10. In the last three columns the coefficients of the best-fit error model are shown.

Filter	λ_c (nm)	A_λ/A_V	$m_{10\%}$	(a, b, c)
<i>g</i>	479	1.199	23.94	(0.001, 26.41, 1.25)
<i>r</i>	641	0.837	23.76	(0.001, 26.34, 1.27)
<i>i</i>	781	0.635	22.75	(0.003, 25.52, 1.34)
<i>z</i>	924	0.462	22.03	(0.003, 24.75, 1.43)
<i>Y</i>	1008	0.400	20.50	(0.009, 23.45, 1.40)

We check the stability of the photometric calibration provided by DESDM by comparing the RC peak colour at different points of the SPT-E that contain LMC stars. For all bands we found a maximum scatter of 0.02 around the RC peak colour.

The following model was adopted to describe the photometric uncertainties from the DECam SV data.

$$\sigma(\text{mag}) = a + \exp\left(\frac{\text{mag} - b}{c}\right) \quad (1)$$

By fitting the above equation to a sample of 0.01% randomly chosen stars from the SPT-E region we find the error curves shown in Figure 1. The coefficients for each curve are given on Table 2, where we also show the 10% uncertainty magnitude for each band. Along with these values we also give some basic information about the filter central wavelength and extinction coefficients at those wavelengths from Cardelli et al. (1989).

3.2 Star/Galaxy Separation

The DES collaboration has generated several datasets for validating and testing the DESDM system (Mohr et al. 2012). These datasets were simulations of the actual observations. To create these *mock* observations, input catalogues of artificial galaxies and stars were generated (Rossetto et al. 2011; Balbinot et al. 2012; Busha 2014). The mock observations included a time varying seeing, realistic shapes for the galaxies, and variations to the focal plane of DECam. These images were fed into the DESDM reduction pipeline and an output catalogue was generated, which was then released to the collaboration to perform tests of their scientific algorithms.

Tests with a set of such simulations, called Data Challenge 5 (DC5) by the collaboration, have been carried out in order to assess how different star-galaxy classification parameters perform. A summary of this comparison is shown in Rossetto et al. (2011). The main conclusion is that SPREAD_MODEL performs better in terms of purity and completeness than other typically employed classifiers such as CLASS_STAR and FLUX_RADIUS (Bertin & Arnouts 1996). Later, Soumagnac et al. (2013) developed a more sophisticated star-galaxy separation algorithm, however, it must be trained on a data set where true stars and galaxies are known. Implementation of such methods are being considered collaboration wide. For simplicity, we choose

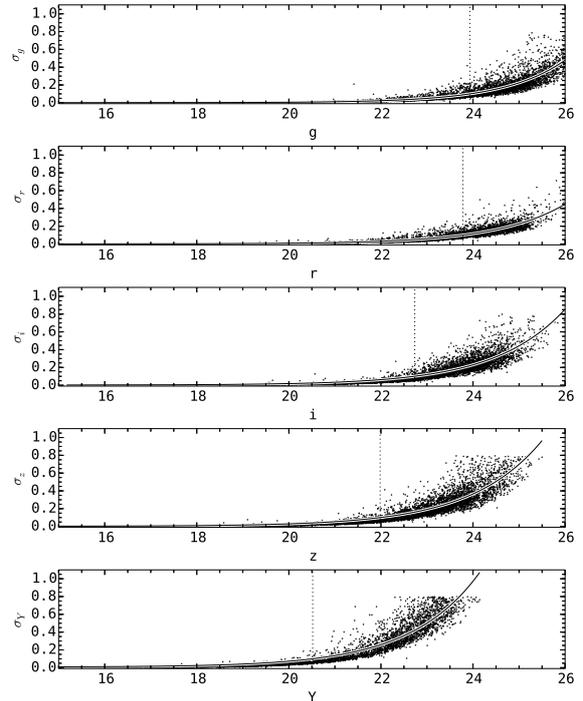


Figure 1. Magnitude versus uncertainty for a sample of 0.01% of the total number of stars in the DECam SV region. The solid curve shows the best-fit error model. The coefficients are given in Table 2. The dotted line shows the 10% uncertainty magnitude.

to use SPREAD_MODEL measured in the *i* band as the star-galaxy separator. The cut-off criterion for selecting stars is $|\text{SPREAD_MODEL_I}| \leq 0.002$. From test on DC5, this cut is found to correspond to a simultaneous stellar completeness and purity of $\simeq 80\%$ for objects with $g < 23$ (Rossetto et al. 2011). From this point further we call *stars* detections that match the this cut-off criteria. It is worth mentioning that at $g = 23$ we expect $\sim 20\%$ of contaminating galaxies in our sample. However, the large scale distribution of these objects is homogeneous and is unlikely to significantly affect the findings of this paper.

3.3 Completeness

To independently assess the completeness of the DESDM catalog we conducted a few experiments using DAOPHOT (Stetson 1987). This photometry code is known to perform very well in extremely crowded regions such as the cores of globular clusters (Balbinot et al. 2009). Hence, at the typical density of LMC field stars it should yield a fairly complete catalogue. This DAOPHOT catalogue may be compared to the one produced by DESDM as an approximation to a complete catalogue and giving an estimate of the completeness as function of magnitudes. This is not the most accurate approach to this problem; however, it is much simpler than performing artificial star experiments across several hundreds of deg^2 .

We performed DAOPHOT photometry on 5 fields, 4 of which contained a LMC star cluster in its centre. The fifth field was selected as far away as available in the SPT-E

data in order to sample a region where there are few or no LMC stars. The fields selected are subregions of the coadded images encompassing $6.75' \times 6.75'$ each, with the exception of the fifth field, which has $18' \times 36'$. The first four fields were selected in order to assess the completeness not only in regions with a density of stars typical of the LMC, but also with varying density, such as the inner regions of a star cluster. The fifth field was selected in order to compare the performance of the DESDM reduction pipeline in a region with little or no crowding. The position of each of the five fields is marked on Figure 2.

To compare the number of stars as a function of magnitude, we cut both the DESDM and DAOPHOT catalogues at the 3% photometric uncertainty level. This cut happens at $g \simeq 23$. To separate stars from galaxies in DAOPHOT we adopted a cut in the *sharpness* parameter which behaves very similar to *SPREAD_MODEL*.

In Figure 3 we show the ratio between the number of stars detected by DESDM and DAOPHOT ($N_{DES}/N_{DAOPHOT}$). Each field is identified by its name in the legend of the plot. For fields containing a star cluster we use only stars that are between $2.25'$ and $3.15'$ away from cluster centre. We notice that for all fields this ratio behaves in a very similar way, including Field 5, which is the least crowded one. However, for fainter objects there is a steep upturn in the ratio $N_{DES}/N_{DAOPHOT}$. This issue is created when we adopt a photometric uncertainty cut for both catalogues. The DESDM errors are slightly underestimated when compared to DAOPHOT ones, allowing a larger number of objects in our N_{DES} sample. The values of $N_{DES}/N_{DAOPHOT} > 1$ at faint magnitudes are also due to the fact DAOPHOT uses a different star/galaxy classifier, which favours point-like source detection.

Despite the good performance in moderately crowded fields (i.e. LMC field population), we observed that in the inner regions of star clusters the DESDM sample is highly incomplete reaching less than 40% completeness for $g = 19$ and dropping to zero for fainter magnitudes.

We note that where the completeness is most important to our results regarding truncation radii and scale lengths, i.e. at distances farther away from the center of the LMC, the star density is low enough that crowding effects does not affect the sample selection as shown in Figure 3.

From the completeness analysis described above we conclude that in the DESDM catalogue completeness does not depend strongly on source density, except in extremely crowded environments such as the central parts of stars clusters. From visual inspection we find no strong evidence for large-scale variations in the stellar completeness in the SPT-E region, thus allowing us to properly access the spatial distribution of stars across its footprint, either from the LMC or from the MW.

3.4 Mangle masks

We use the MANGLE software (Swanson et al. 2008) to track the survey coverage and limiting magnitude. Along with the release of the DESDM catalogues, a set of MANGLE masks was also provided. These masks contain information about the limiting magnitude in each patch of the sky, as well as other key information about data quality. The magnitude limit is computed as the detection limit of a point source

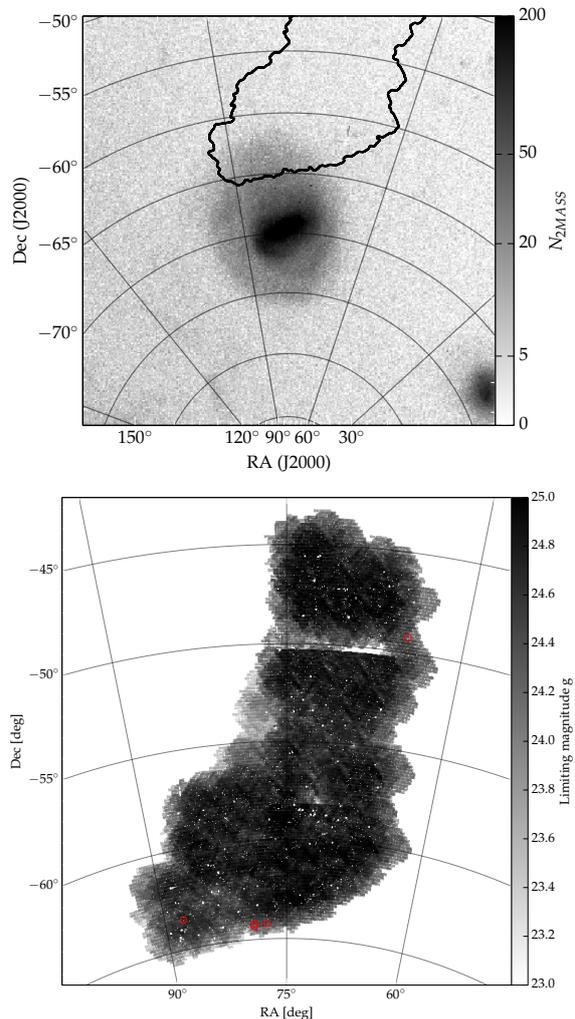


Figure 2. Top panel: Gnomonic projection of the number of 2MASS stars that are consistent with AGB and RGB stars according to Yang et al. (2007). The projection is centred in the LMC centre. Part of the SMC is visible in the lower right corner. The solid contour shows an approximate footprint of the southern part of the SPT-E region of the DES SV data. Bottom panel: Gnomonic projection of a $N_{side}=4096$ HEALPIX map of the g magnitude limit MANGLE mask for the SPT-E region quoted above. Holes and unobserved regions are masked and shown in white. Red circles mark the position of the fields selected for assessing the survey completeness.

with signal-to-noise ratio $S/N = 10$. The noise is estimated from the variance and level of the sky on a patch of the sky. To measure the flux an aperture of $1''$ radius is used; this yields a magnitude measurement called *MAG_APER_4*. For a complete description of the masks we refer to Swanson et al. (2012).

In Figure 2 we show the number of AGB and RGB stars found in 2MASS according to Yang et al. (2007) with the southern limits of the SPT-E region overplotted (top panel). We also show an approximation of the magnitude limit MANGLE mask for the SPT-E region (bottom panel). It is an approximation in the sense that it uses the value of the

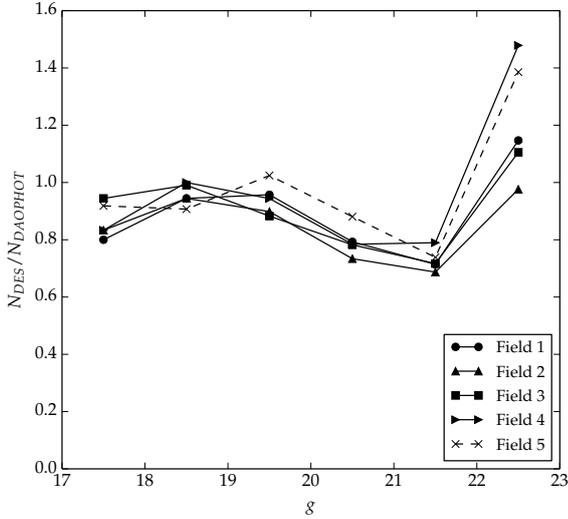
6 *E. Balbinot et al.*

Figure 3. The ratio of stars detected by DESDM and DAOPHOT as a function of g magnitude. Symbols and lines refer to different fields according to the legend in the lower right.

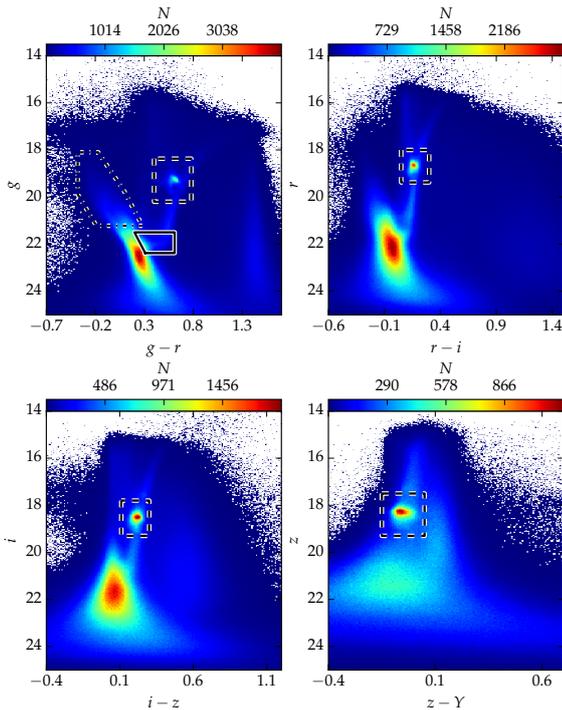


Figure 4. The Hess diagrams in each set of colour and magnitude available in the DES photometric system. In the top left panel we also show the colour-magnitude polygons used to select stars consistent with a young/intermediate (dot dashed polygon) and old (solid polygon) stellar population. The boxes (dashed) used for the selection of RC stars are shown in all panels.

MANGLE mask at the central position of each pixel in the sky. The gray scale represents the magnitude limit at each point of the footprint. Holes caused by bright stars or other image imperfections are displayed as well. These regions have a magnitude limit of zero, hence going out of the gray scale range. The white color in the figure represents regions that were not observed. The figure uses a HEALPIX pixelization (Górski et al. 2005) with $N_{side}=4096$ and a Gnomonic projection centered at $(\alpha, \delta) = (75^\circ, -55^\circ)$.

The approximate mask discussed above allows us to deal with the full SPT-E mask in a much faster way and at the same time to provide a very good approximation of the general properties of the survey, such as coverage and magnitude limits. The coverage masks are simply a HEALPIX map with the value of 1 for pixels that were observed and 0 for those that were not or were masked for some reason. The coverage mask originally did not contain holes due to star clusters. To mask these regions we conducted a visual search for star clusters in the SPT-E and used the position of each cluster to add a hole in the mask (i.e. a region with coverage equals to zero).

The approximated masks were used to remove stars residing in regions where the following criteria were met: (i) a limiting magnitude brighter than 23; (ii) coverage value equal to 0. The additional trimming for zero mask values was necessary because the original catalogue was limited by the *exact* masks, not the approximated ones.

The above section outlines the process of trimming the catalogue to select objects that are likely stars and to keep only regions with deep photometry that were not affected by artifacts in the survey. This catalogue, as well as the mask associated with it, will be used in the remainder of this paper.

4 THE LMC GEOMETRY

Classically, the LMC is classified as an Irregular Dwarf Galaxy, although it has several major components of a spiral galaxy such as a disk and a bar. It is, perhaps, more appropriate to classify this galaxy as a highly perturbed spiral galaxy. Its morphology departs so much from a classical Irregular Dwarf that it has been established that the LMC is the prototype of a class of dwarf galaxies called Magellanic Irregular (de Vaucouleurs & Freeman 1972). These galaxies are characterized by being gas-rich, one-armed spirals with off-centre bars.

The SMC is the closest neighbour to the LMC. Together they form the Magellanic System. Recent dynamical modelling (Besla et al. 2012) and high precision tangential velocity measurements (Kallivayalil et al. 2013) point to the need for updated thinking with regard to the origins of the Magellanic System. The centre of mass spatial velocity of these galaxies is very close to the escape velocity of the MW, thus suggesting that the system is not gravitationally bound to the MW. The same models also predict the formation of the Magellanic Bridge and Stream as a result of the interaction of the LMC with the SMC, generating long arms of debris in the same fashion as the Antennae system.

Despite the growing number of simulations and high precision velocity measurements, a few aspects of the LMC geometry, such as the presence of a spheroidal halo (Ma-

jewski et al. 2009), and the warping and flaring of the disk (Subramaniam & Subramanian 2009) remain uncertain to some degree. New large area surveys in the Southern Hemisphere are beginning to shed light on these uncertainties.

Here we study the LMC disk geometry using a very simple approach. We try to model its stellar density using a circular exponential disk. This disk is inclined relative to the sky plane by the angle i . To compute the expected number of stars ρ as a function of α and δ we use the transformations found in Weinberg & Nikolaev (2001). For the sake of clarity, we give the expression for the heliocentric distance t to a given point of the disk with coordinates (α, δ) .

$$t(\alpha, \delta) = -R_{LMC} \cos i \times \{ \cos \delta \sin(\alpha - \alpha_0) \sin \theta \sin i + [\sin \delta \cos \delta_0 - \cos \delta \sin \delta_0 \cos(\alpha - \alpha_0)] \cos \theta \sin i - [\cos \delta \cos \delta_0 \cos(\alpha - \alpha_0) + \sin \delta \sin \delta_0] \cos i \}^{-1} \quad (2)$$

where (α_0, δ_0) is the central coordinate of the LMC, i is the disk inclination, R_{LMC} is the heliocentric distance to the LMC centre, and θ the position angle (PA) of the minor axis. In the reference frame adopted here, the inclination i has negative values when the North side of the LMC is closer to us. In the reference frame adopted, the i angle is reversed to what is typically adopted in the literature.

The density of stars is simply given by

$$\rho(\alpha, \delta) = \rho_0 t(\alpha, \delta)^2 \exp(-R/R_s) + \rho_{BG} f(\alpha, \delta) \quad (3)$$

where R is the radial distance in the disk plane, R_s is the scale length of the exponential disk, $\rho_0 t(\alpha_0, \delta_0)$ is the central density, and ρ_{BG} is the density of background/foreground stars. The function $f(\alpha, \delta)$ is a third degree polynomial which takes into account the spatial variation of MW field stars.

Five parameters are used to model the disk geometry: the LMC central coordinates (α_0, δ_0) , its distance to the Sun (R_{LMC}), the inclination i , and the PA θ . Additionally, 3 parameters describe the density of stars along this disk: the central density ρ_0 , the scale radius R_s , and mean density of background stars ρ_{BG} .

To simplify the problem and to better accommodate the fact that the observations are all on the northern side of the MCs, we make a few assumptions. The LMC centre is kept fixed at the Nikolaev et al. (2004) value of $(\alpha_0, \delta_0) = (79.40^\circ, -69.03^\circ)$. The heliocentric distance to the LMC centre $R_{LMC} = 49.9$ kpc is adopted from the most recent review about the subject (de Grijs et al. 2014).

With the machinery to produce LMC disk models we proceed to a formal fit to the observed distribution of stars in the SPT-E region. This fit was performed on three samples of stars. The selections were made based on PARSEC (Bressan et al. 2012) stellar evolution models. The first is made only of stars older than 3 Gyr, selected using a colour-magnitude cut shown in Figure 4. The second sample selects only stars younger than 3 Gyr. The third sample is made of stars that fall within the limits $17 < g < 23$ and $-0.5 < g - r < 1.0$. We name these samples *old*, *young*, and *all* for simplicity.

Using a TRILEGAL (Girardi et al. 2005) simulation, we modeled the expected MW stellar population in the SPT-E region. Assuming the same colour cuts as the ones used to

select the three stellar populations quoted above, we fit the density of stars as a function of RA and Dec using a third order polynomial, $f(\alpha, \delta)$. The best-fit polynomial for each of the stellar populations cuts is later used to account for foreground contamination while fitting the LMC disk. This polynomial is scaled by ρ_{BG} since the colour-magnitude cuts are not perfectly consistent with the theoretical prediction of TRILEGAL.

To count stars in the sky plane we adopt the HEALPIX pixelization scheme with $N_{side} = 512$ which yields a constant pixel area across the sky of ~ 0.013 deg². The maps built in this scheme for each stellar sample described above are shown in the left panel of Figures 5, 6, and 7.

The best-fit disk model was obtained through a Markov Chain Monte Carlo (MCMC) technique. We used the code EMCEE (Foreman-Mackey et al. 2013) in its version 2.0.0. The test statistics chosen is a binned Poisson log-likelihood model (Dolphin 2002). We refer the reader to these authors for details on the MCMC and statistics used. This is the most appropriate test statistics for data-model comparison since we are dealing with counts that are subject to shot noise, especially in the outermost regions of the LMC. Our MCMC run uses a total of 30 walkers that make 1000 steps each for the *burn-in* phase. After the *burn-in*, we let the walkers advance 5000 more steps each, sufficient to well sample the parameter space and converge to the maxima.

This fitting procedure was repeated for each stellar population (*all*, *old* and *young*), yielding the parameters shown on Table 3. In this table we chose to present the PA of the line of nodes $\theta_0 = \theta + 90^\circ$. This is the quantity most often presented in the literature.

The boxes chosen to select a given stellar population in the colour-magnitude diagram (CMD) assume that the stars are all at the same distance to us. This is not strictly the case for the LMC stars, which are spread across a disk plane inclined relative to the sky plane. To test how this distance spread affects our disk fit we correct the magnitude of each star using the best-fit disk models so as to bring the stars to a common distance. This common distance is chosen as the mean distance to the disk in the SPT-E. Using these distance corrected magnitudes we perform the CMD box selections again. For all the CMD based selections an increase of $< 1\%$ in the number of stars inside the CMD box is observed. Using this distance corrected sample we rerun the fitting procedure and find that the largest change in the parameters is a 5% increase in the inclination. The remaining disk parameters are more stable. We adopt the difference on the parameters found in this experiment as the systematic uncertainty in our parameter estimation. We show this variations as the uncertainties in parenthesis in Table 3.

The left panel of Figure 5 a HEALPIX map in Gnomonic projection shows the logarithm of the number of stars for the *all* stellar population. Overplotted we show the best-fit disk model as isodensity lines. On the right side of the figure we show the sampled probability distribution function for each parameter after marginalization. In light blue we mark the point of maximum probability density, which indicates the maximum likelihood solution. Notice that the samples are distributed in a fairly symmetric way around the maxima, yielding symmetric error bars. On Figures 6 and 7 are similar to the figure described above, yet showing different age-selected populations.

8 *E. Balbinot et al.*

Population	Age Gyr	θ_0 deg	i deg	R_s kpc	ρ_0 stars pixel ⁻¹ kpc ⁻²	ρ_{BG} stars pixel ⁻¹
All	–	129.51 ± 0.17(±1.08)	–38.14 ± 0.08(±1.59)	1.09 ± 0.01(±0.02)	26.41 ± 0.14(±0.59)	0.80 ± 0.03(±0.67)
Young	0 - 3	125.93 ± 0.20(±0.09)	–44.19 ± 0.14(±1.80)	0.72 ± 0.01(±0.00)	22.86 ± 0.28(±1.33)	9.06 ± 0.18(±0.00)
Old	3 - 13	127.40 ± 1.02(±0.59)	–32.94 ± 0.39(±1.25)	1.41 ± 0.01(±0.00)	0.89 ± 0.02(±0.05)	2.08 ± 0.04(±0.01)

Table 3. A summary of the best-fit disk models parameters for each stellar population. The uncertainties are the 3σ confidence level that arises from the MCMC analysis. The uncertainties in parenthesis are obtained from the difference between the fit with and without correcting the magnitudes by the heliocentric distance to each point of the LMC disk. NOTE: our definition of inclination (i) has the opposite sign than what is typically found in literature.

We notice that the *old* population spreads out to declinations of $\sim -55^\circ$, while the *young* population is much more abruptly truncated at $\sim -60^\circ$. This points to different scale radii for these populations. In Table 3 we give a summary of the parameters that best-fit each case. Here we see that the distributions have significantly different values of R_s while retaining similar values for the purely geometrical parameters θ_0 and i .

The difference in the scale length is much more obvious in Figure 8 where we show, for each stellar population, the average number of stars per HEALPIX pixel in bins of distance along the LMC disk. We also show the best-fit disk model for each of the stellar populations, this model includes the MW foreground stars (i.e. the term $\rho_{BG}f(\alpha, \delta)$ in Equation 2). We notice that the *old* (triangles and dot-dashed line) profile is much more extended than the *young* one (crosses and dotted line). It is also remarkable that the LMC *old* density profile is well fit without the need for other components such as a spheroidal halo. However, the *young* profile is not very well described by the disk model. This could also account for the value found for its inclination, which is not in good agreement with the literature (van der Marel & Cioni 2001; Nikolaev et al. 2004; Rubele et al. 2012). In the same figure, the solid line shows the contribution of MW stars, we notice that the slope in the number of stars at the outskirts of the LMC can be accounted by the spatial variation in the number of MW field stars. Due to the large number of stars in each radial bin, the Poisson uncertainty is very low. These uncertainties are only visible, as error bars, on the inset plot, where the outer parts of the *old* population profile is shown.

We notice from Table 3 that the statistical uncertainties in the disk parameters are quite small. This is caused by the relatively poor description that our disk model gives of the LMC stellar population, especially the *young*. In Figure 8 this becomes apparent where we observe that the models deviate significantly from the observations, even when the uncertainties are considered. This can point to the case where there are other systematic effects that were not taken into account. One cause of such effects might be the spatial variation of the star-galaxy classifier. However, the classifier adopted here is very stable especially at bright magnitudes ($g < 22.5$), thus being improbable to be a significant source of error. Also, spatial changes in the completeness of the survey are unlikely to cause a large change in the number of stars per HEALPIX pixel (see Section 3.3). Evidence indicates that the deviations from the fitted disk model are real features of the LMC structure. These features are more

apparent for the younger stellar population, which is most likely to hold signs of disk perturbations such as spiral arms.

We use the *old* population profile to probe the total extent of the LMC. We define the truncation radius as the radius where the observed density profile reaches becomes indistinguishable from the MW foreground population. In the inset plot of Figure 8 we observe that for $\log(R/\text{kpc}) > 1.13$ the profile can be explained solely by the MW contribution. The uncertainty on this truncation radius (R_t) is taken as the size of the radial bin, which is 0.8 kpc. This yields a $R_t = 13.5 \pm 0.8$ kpc.

If we assume that the LMC is tidally truncated by the MW potential we can use the simple theoretical tidal radius formula (Binney & Tremaine 2008), given by:

$$R_t = d_{\text{LMC}} \left(\frac{M_{\text{LMC}}}{2M_{\text{MW}}(d < d_{\text{LMC}})} \right)^{\frac{1}{3}} \quad (4)$$

we find the following relation for the LMC mass (M_{LMC}) and the MW mass (M_{MW}) encircled within a radius equal to the Galactocentric distance of the LMC (d_{LMC}):

$$M_{\text{MW}}(d < d_{\text{LMC}}) = 24.5^{+8.8}_{-6.4} \times M_{\text{LMC}} \quad (5)$$

where the Sun is assumed to be at a distance of $d_\odot = 8.0$ kpc from the MW centre. This yields a d_{LMC} of 49.4 ± 2.1 kpc. The uncertainty in this value was considered for the result in Equation 5. The distance to the Sun is taken as a compromise between two recent determinations from Eisenhauer et al. (2005) and Gillessen et al. (2009). The adoption of $d_\odot = 8.5$ kpc would increase d_{LMC} by $\sim 0.03\%$, leading to an insignificant increase in R_t . Thus, we choose to disregard the uncertainty in d_\odot through this paper.

To further support our claim that there are very few LMC stars beyond 13 kpc we show in Figure 9 the Hess diagrams at different bins of angular separation from the LMC centre. The upper and lower bound of each bin is indicated in each panel. We apply a simple decontamination algorithm in order to remove the contribution of MW stars. The decontamination was done by selecting a region with angular distance greater than $\theta = 20^\circ$. A Hess diagram of this region was constructed. These Hess diagrams were area weighted and subtracted from the Hess diagram of each angular separation bin shown in Figure 9. This process assumes that the contribution of LMC stars at angular distances larger than 20° is negligible. We again assume that the MW stellar population varies very little throughout the SPT-E.

In Figure 9 we note that there is no discernible LMC population in the bottom left panel. This panel corresponds to angular separations between 15° and 16° . This range corresponds to distances from 10.5 and 11.2 kpc along the disk

plane, which are intermediate between the truncations radius of the *old* and *young* population.

With the aid of the GALPY¹ (Bovy 2010) suite for galactic dynamics we compute a three component MW potential with a NFW halo (Navarro et al. 1996), a Miyamoto-Nagai disk (Miyamoto & Nagai 1975), and a Hernquist bulge (Hernquist 1990) following the same recipe as in Bovy et al. (2012). This potential was normalized such as to yield a Solar circular velocity of 220 km/s at the Galactocentric distance of 8 kpc. We obtain that the enclosed MW mass inside a sphere centred in the MW with radius d_{LMC} is $5.6 \times 10^{11} M_{\odot}$. Using the result from Equation 5 and propagating the uncertainties in R_t we obtain an LMC mass of $M_{LMC} = 2.3_{-0.6}^{+0.8} \times 10^{10} M_{\odot}$.

According to the set of simulations by Kallivayalil et al. (2013), the combination of MW and LMC masses found in this work would favor a scenario where the Magellanic System is in its first pericentric passage. However, it is not clear if there is enough time for the LMC to develop a truncation radius without finishing a complete orbit around the MW. We would like to stress that the calculations presented in our work are subject to many uncertainties, especially with respect to our knowledge of the MW mass profile at large distances.

5 THE LMC RED CLUMP AS A DISTANCE ESTIMATOR

The peak magnitude of the RC is used widely in astronomy as a standard candle to determine distances of old and intermediate age star clusters. RC stars are He-burning stars of mass $M \lesssim 2M_{\odot}$; they develop an electron degenerate core after the main sequence, and as a consequence have to increase their core up to a critical mass of $\sim 0.46M_{\odot}$ before Helium can be ignited. The almost-constancy of their Helium-core masses determines that they all share similar (but not constant) luminosities in their central helium burning phase.

Using the RC peak magnitude as a standard candle we define the distance modulus μ_0 with the following equation:

$$\mu_0 = m_{\lambda}^{RC} - M_{\lambda}^{RC} - A_{\lambda} - \Delta M_{\lambda}^{RC} \quad (6)$$

where A_{λ} is the extinction, M_{λ}^{RC} is the absolute magnitude of the RC peak, and ΔM_{λ}^{RC} is a correction in the absolute magnitude due to population mixing effects. Here λ represents the observational filters ($\lambda = g, r, i, z$).

If one is to determine μ_0 , the terms A_{λ} and ΔM_{λ}^{RC} must be inferred. Here we choose to correct the magnitudes for extinction using the Schlegel et al. (1998) dust maps. For the time being we will assume that ΔM_{λ}^{RC} is zero. This assumption will be addressed in more detail later.

To probe μ_0 as a function of position in the LMC, we subdivided the sky in HEALPIX pixels using the pixelization scheme with $N_{side} = 128$. This gives a pixel area of ~ 0.21 deg². We choose a larger pixel than the previous section since the RC is much less populated than the Main Sequence. To measure the peak apparent magnitude of the RC in a given

passband (m_{λ}^{RC}) we compute the number count of stars as a function of magnitude ($N(m_{\lambda})$) for stars that have colours and magnitudes limited by the dashed boxes in Figure 4. The CMD region occupied by RC stars was selected visually.

To build $N(m_{\lambda})$ the bin size is chosen according the method described in Knuth (2006). This avoids issues that may arise from oversampling or undersampling the number of bins. The values of $N(m_{\lambda})$ are fitted by means of a non-linear least square algorithm using a second order polynomial plus a Gaussian. This function is given by the following equation:

$$N(m_{\lambda}) = a + bm_{\lambda} + cm_{\lambda}^2 + d \exp \left[\frac{-(m_{\lambda}^{RC} - m_{\lambda})^2}{2\sigma_{\lambda}^2} \right] \quad (7)$$

where a, b, c are the coefficients of the polynomial, d is the normalization of the Gaussian and σ_{λ} is the standard deviation of the magnitudes around the RC peak.

The uncertainty on m_{λ}^{RC} is given by the standard deviation of the sample mean $\sigma_m = \sigma_{\lambda} / \sqrt{N_{RC}}$, where N_{RC} is determined by integrating the Gaussian term of Equation 7.

It is convenient define the heliocentric distance to points in the LMC disk as a function of the so called line of maximum distance gradient. This line connects points on the disk plane with the most rapidly varying distance from us. The distance along this line is the deprojected distance between a point in the disk to the line of nodes. The distances along this line are given by the y component of Equation A3 of Weinberg & Nikolaev (2001). The PA of such a line is given by θ (Equation 2) and it is oriented approximately in the NE-SW direction.

To infer the absolute magnitude of the RC (M_{λ}^{RC}) we could adopt the prediction from synthetic stellar populations based on stellar evolution models. However, simulations using PARSEC (Bressan et al. 2012) models agree well with the disk models found in this work. A small magnitude offset can be seen on Figure 10, where the solid black line shows the best-fit disk model and the gray points are the inferred distance modulus based on theoretical values of M_{λ}^{RC} .

Despite the small offset in the theoretical value of M_{λ}^{RC} we chose to determine M_{λ}^{RC} by matching the expected distance modulus from our best-fit disk model to the observed values of the RC peak magnitude. This matching was done using stars that are between 3 and 4 kpc along the LMC line of maximum distance gradient. We compute the median value of m_{λ} in this distance range and subtract from that the heliocentric distance expected from the disk model at 3.5 kpc from the LMC centre. This offset is determined for all passbands. The value obtained is then used to compute the RC-based distances consistently with our disk model. These distances are shown as the black points in Figure 10 and the error bars are propagated from the RC peak fit.

In Figure 11 we show the distributions of m_{λ}^{RC} on the sky, for $\lambda = g, r, i, z$. The lines show the direction of maximum gradient and the line of nodes obtained from our best disk model fit using the *all* stellar population. We notice that the entire sampled region in this work is on the same side (near side) of the LMC disk major axis. There is a global trend in the sense that for all passbands the nearest points to us are located in the North-East edge of the LMC. Another remarkable feature present in all maps is that the North edge of the LMC is systematically more distant than

¹ <http://github.com/jobovy/galpy>

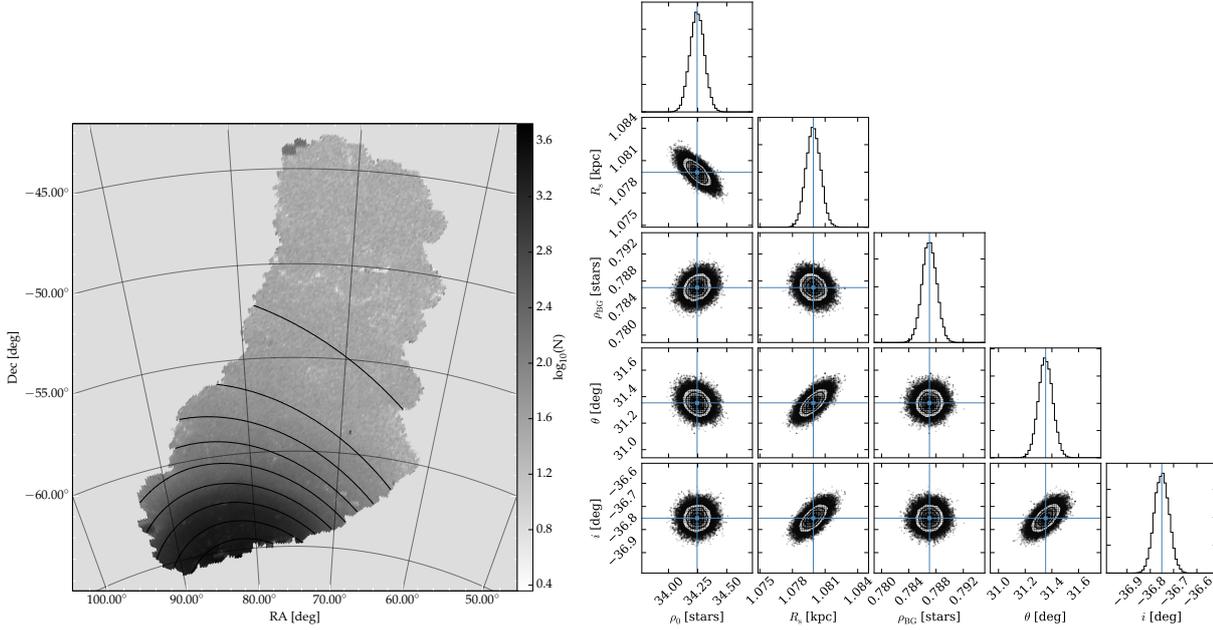
10 *E. Balbinot et al.*

Figure 5. *Left panel:* map showing the number of stars from the *all* sample in grayscale. The stars used to build this map are those that fall inside a simple color cut of $-0.5 < g - r < 1.0$ and $g < 23$. The solid isodensity contours show the best exponential disk model. The contours start at $\log_{10}(N) = 3.3$ and progress in steps of 0.3 dex. *Right panels:* the marginalization for the different disk model pairs of parameters. The solid blue crosshair shows the position of the best solution. The contours show the 1, 2, and 3 σ confidence levels. The histograms in the diagonal panels show the marginalization over each single parameter. Again the blue line shows the point of maximum likelihood.

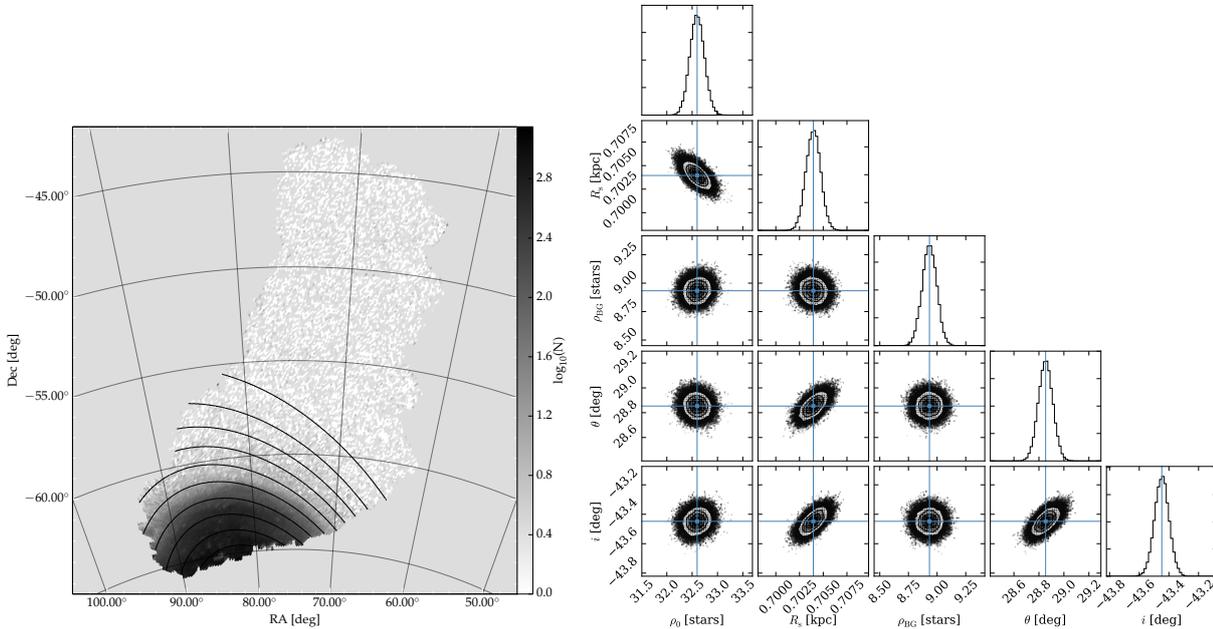


Figure 6. Similar to Figure 5 but for the *young* stellar population. The isodensity contours start at $\log_{10}(N) = 2.9$ and progress in steps of 0.4 dex.

The LMC outer stellar populations and geometry 11

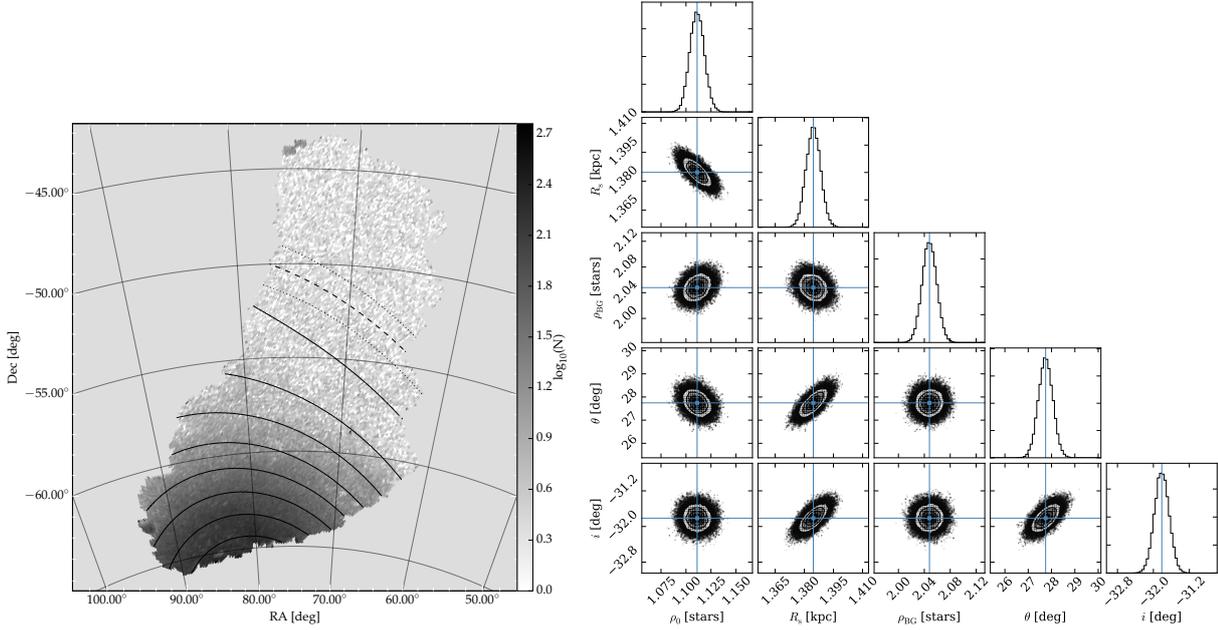


Figure 7. Similar to Figure 5 but for the *old* stellar population. The isodensity contours start at $\log_{10}(N) = 2.5$ and progress in steps of 0.35 dex. In the left panel we also show the truncation radius (R_t) position as the dashed contour, and the dotted contours show the uncertainty in R_t .

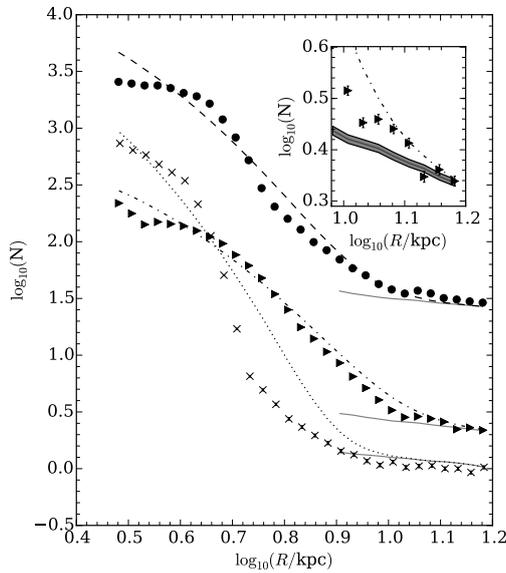


Figure 8. The black circles show the averaged number of stars from the *all* sample per HEALPIX pixel in different bins of distances along the LMC disk. The triangles (crosses) show the same but for the *old* (*young*) sample. The dashed, dot-dashed, and dotted lines show the best-fit disk model for the *all*, *old*, and *young* populations, including the term $\rho_{BG}f(\alpha, \delta)$ that accounts for the contamination of MW stars. In the inset plot we show the outer tail of the *old* profile. The solid line shows the MW contribution and the shaded region shows its uncertainty, propagated from the uncertainty in ρ_{BG} . The errorbar represents the Poisson uncertainty on the number of counts per bin.

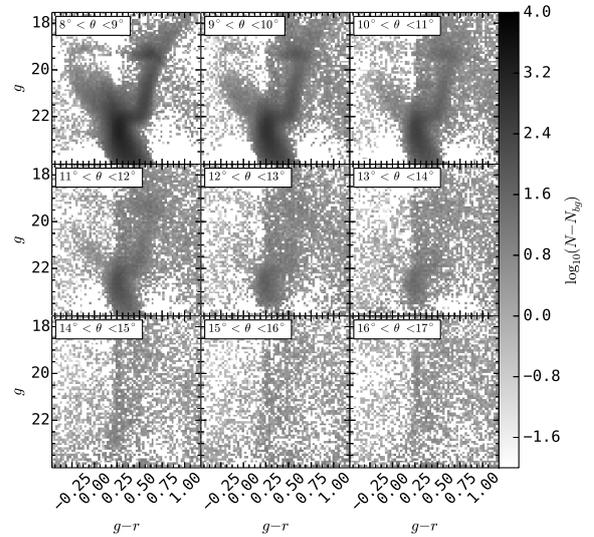


Figure 9. Hess diagrams in $g - r$ vs. g for different angular distance ranges (indicated in the top left of each panel). The contribution from MW stars has been removed as described in the text.

what is expected for the disk model. This effect is noticeable in all passbands.

The discrepancies observed in the maps described above may be due to population mixing in RC stars. The RC luminosity depends slightly on the age and metallicity of the stars (Girardi 1999; Girardi & Salaris 2001). This fact makes the RC of a stellar population older than ~ 3 Gyr dimmer as a function of age. The exact amount of dimming depends

12 *E. Balbinot et al.*

on the metallicity and on the passband used. A detailed discussion about how the RC magnitude of simple stellar populations (SSP) varies with age and metallicity may be found in Girardi & Salaris (2001).

In the case of the LMC we would like to know how the RC magnitude changes as a function of the SFH, therefore mapping ΔM_{λ}^{RC} at different positions in the LMC. However, it is known that the LMC SFH is very complex and varies spatially (Meschin et al. 2014), therefore rendering this a very difficult task.

To assess the amplitude of the populations mixing effect over the RC magnitudes, we conducted a series of synthetic stellar population experiments. These simulations assume that the LMC follows an age-metallicity relation given by Piatti & Geisler (2013) with a spread of 0.15 dex in $[Fe/H]$. We also assume that stars in the LMC follow a Kroupa Initial Mass Function (IMF) (Kroupa 2001). To generate synthetic magnitudes for a set of simulated stars we adopt the PARSEC (Bressan et al. 2012) isochrones in the DES photometric system. Our grid of models has a step of 0.01 in $\log_{10}(age/yr)$ and 0.0002 in Z in the range $[0.0002, 0.001]$ and 0.001 for Z in the range $[0.001, 0.020]$. Photometric uncertainties were included according to Equation 1 and Table 2. The simulations were made in the framework of the open-source code GENCMD²

We adopt three SFHs that are modelled according to what has been found by Meschin et al. (2014) for the outer regions of the LMC (red squares in Figure 11). The simulated SFHs contain two events of star formation that were modelled as Gaussian peaks in SFR. The young peak is centered on an age of 2.5 Gyr with a width of 1 Gyr while the second is centered on 9 Gyr with a width of 1.5 Gyr. The first adopted SFH gives equal amplitude to each star forming event, the second gives twice the amplitude to the older event, and the third gives twice the amplitude to the younger event. The largest difference for the RC peak magnitude was observed between the models with asymmetric peaks in the SFH. We use this difference to estimate the maximum value for ΔM_{λ}^{RC} which was found to be 0.06, 0.06, 0.07, and 0.11 for g , r , i , z respectively. The dashed lines in Figure 10 show the maximum expected deviations due to populations mixing effects.

We notice that the RC distance variations are very similar to the one expected from the best-fit disk model. However there are very discrepant points that the disk model cannot account for, even when population mixing effects are considered. We also notice that the distance moduli determined using different passbands are consistent.

From the RC distributions we may also extract information about the thickness of the LMC disk. This information is embedded in σ_{λ} shown in Equation 7. However, this quantity is also affected by the intrinsic scatter of the RC and by photometric uncertainty. The RC simulations described above incorporate this intrinsic scatter (σ_i) convolved with the photometric one (σ_{phot}). In our simulations we measure this quantity ($\sqrt{\sigma_i^2 + \sigma_{phot}^2}$) and we find that this quantity has a mean value of 0.11, 0.12, 0.13, 0.13 for g , r , i , and z respectively. Finally the last contributions comes from the

depth of the disk along the line of sight itself (σ_{depth}). Thus, we may write:

$$\sigma_{depth}^2 = \sigma_{\lambda}^2 - \sigma_{phot}^2 - \sigma_i^2. \quad (8)$$

In Figure 12 we show σ_{depth} as a function of the distance along the LMC disk. The error bars are taken from the covariance matrix obtained on the least-square fit of the RC distribution as given by Equation 7. We took averages of σ_{depth} in bins of 0.5 kpc, which are shown as the black circles. The error bar is the standard deviation of the values of σ_{depth} in each distance bin. For distances less than ~ 4.5 kpc we observe a constant depth of ~ 0.08 mag (1.8 kpc) measured in r , i , and z while the g band yields a value of 0.12 mag (2.8 kpc). The depth in r , i , and z passbands tends to increase by ~ 0.02 mag (~ 0.5 kpc) towards the edge of the LMC. The slight difference in the g band depth might be due to the underestimate of the intrinsic RC magnitude spread. This effect may be due to changes in the metallicity of the LMC field populations towards its edge (Majewski et al. 2009), leading to the formation of a Horizontal Branch (HB) instead of a RC. The g band is more affected since it is more sensitive to hotter stars.

6 DISCUSSION AND SUMMARY

To the best of our knowledge, this paper is the first to show a clear distinction in the structure of the LMC disk for stellar populations of different ages. Previous studies, based on large spectroscopic samples, reported a clear kinematic distinction between different stellar types and attributed that to an age difference on their samples (van der Marel et al. 2009, and references therein). Here we confirm this distinction based only on stellar photometry.

The disk models obtained in this work are in agreement with what has been reported in the literature (e.g. Rubele et al. 2012; Saha et al. 2010; Nikolaev et al. 2004; Weinberg & Nikolaev 2001). We observe a significant difference between disk models fitted using stars younger and older than 3 Gyr. The most striking difference is found in the scale length (R_s), which suggests a star formation that follows the outside-in paradigm (Meschin et al. 2014). The summary of the disk models parameters can be found in Table 3.

The *young* population is poorly described by an exponential disk model. It presents a prominent feature that strongly deviates from an exponential profile truncated at ~ 8 kpc. The *young* and *old* LMC disk have a clear distinction in the level of substructures. The younger stars are known to have peculiar spiral arms that have most likely been formed in the last SMC-LMC encounter (Staveley-Smith et al. 2003; Olsen & Massey 2007; Bekki 2009). This could explain why the *young* disk cannot be well described by our disk model.

On the other hand, the *old* disk extends over ~ 13 scale lengths. Our results for the scale length and truncation radius are similar to what Saha et al. (2010) found. The authors report $R_s \simeq 1.15$ and a truncation radius that is ~ 12 times this value, which is very similar to our determination. If we assume that the truncation radius of the *old* disk is caused by the tidal field of the MW, we obtain a LMC mass

² <https://github.com/balbinot/genCMD>

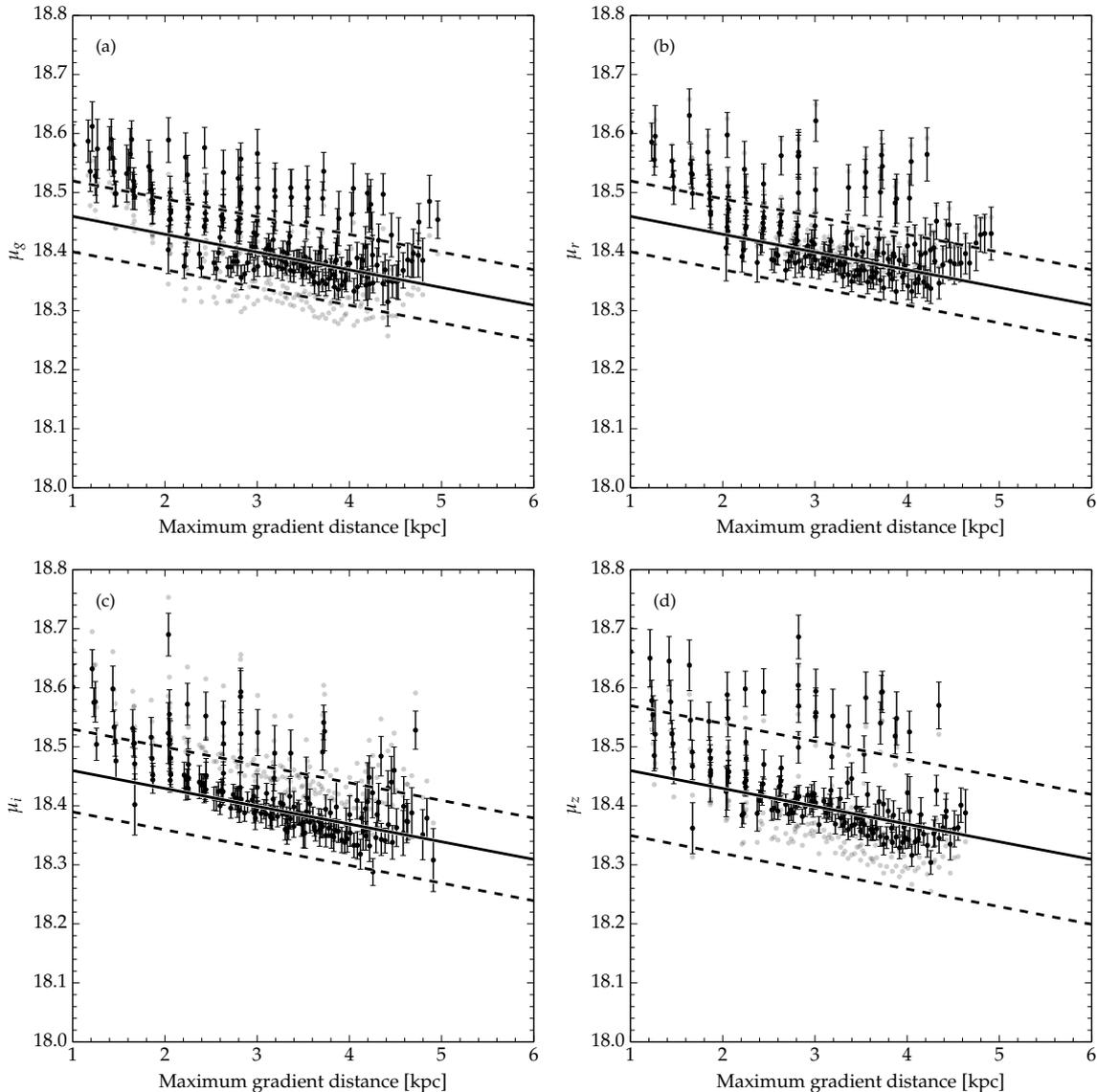


Figure 10. The distance modulus as a function of the distance along the maximum gradient line (\sim NE-SW). The error bars show the $1\sigma_m$ for each measured point. The solid line shows the behaviour expected from the best-fit disk model for the *all* population. The dashed line shows the maximum magnitude variation expected from populations mixing effects. The gray points are the distance modulus inferred using the theoretical RC absolute magnitude. Panels a,b,c, and d show the distance modulus determination using the filters g , r , i , and z respectively.

that is $M_{LMC} = 2.3^{+0.8}_{-0.6} \times 10^{10} M_{\odot}$. This mass is strongly dependent on the efficiency with which the MW potential tidally truncates the LMC stellar distribution. Even if the Clouds are in their first pericentric passage, their orbit is predicted to be past the pericenter, which could allow the formation of a tidal limit (Besla, private communication). In the case where this is not true we would be overestimating the LMC tidal radius, hence the mass value found here would be an upper limit. The absolute mass value is also dependent on the MW mass profile, but the relative LMC to MW encircled mass is not. New more precise determinations of the MW mass in its outer regions will help to more accurately constrain the LMC mass.

The dynamical mass determination by van der Marel & Kallivayalil (2014) suggests $M_{LMC}(R < 8.7\text{kpc}) = (1.7 \pm 0.7) \times 10^{10} M_{\odot}$ that can be extrapolated to the mass inside our truncation radius of $M_{LMC}(R < R_t) = (3.5 \pm 1.4) \times 10^{10} M_{\odot}$ assuming a flat rotation curve. This value is within the error bars of our mass determination, suggesting that the truncation radius found in this work has a tidal origin.

Through the fit of the RC peak magnitude we observe that a few regions coherently grouped in the North of the LMC are systematically more distant than what is expected by an inclined circular disk model. While Olsen & Salyk (2002) found that regions of the South-East LMC are systematically closer, we find that the Northern LMC disk be-

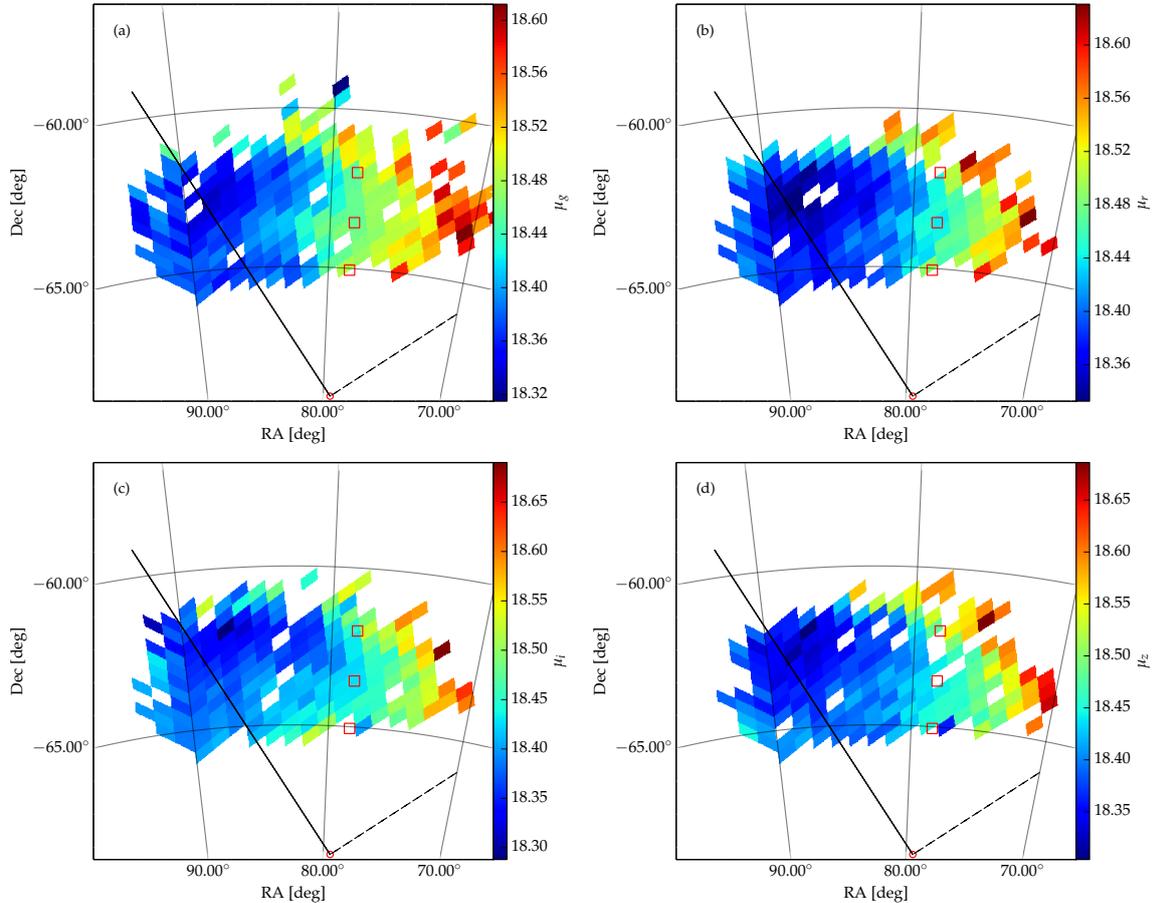
14 *E. Balbinot et al.*

Figure 11. Gnomonic projection of $N_{side} = 128$ maps showing the distance modulus measured in each the g , r , i , and z passband. On every panel the solid line shows the direction of the maximum distance gradient (θ) and the dashed line the direction of the line of nodes (θ_0) expected from the best-fit disk model for the *all* population. The red circle is the LMC centre adopted in this work. Panels a, b, c, and d show the distance modulus determination using the filters g , r , i , and z respectively.

haves in the opposite sense. This is the classic case for a galaxy with warped disk. We demonstrate, through the use of synthetic stellar population models, that the offsets from the disk model are larger than what is expected from population mixing effects.

Using the same synthetic stellar populations quoted above we are able to compute the theoretical magnitude scatter of RC stars. This allows us to disentangle the contribution of the intrinsic scatter from the one caused by the disk thickness. We measure a thickness ranging from 1.8 to 2.8 kpc in the inner parts of the LMC and which increases by 0.5 kpc in its outer parts. If we assume that the disk follows an exponential profile in height we obtain that the scale height ranges from 1.3 to 1.9 kpc, increasing by 0.3 kpc in the outer parts. This slight increase towards the outskirts can be interpreted as the *flaring* of the disk. van der Marel & Cioni (2001) argue that this kind of behaviour is expected if the LMC disk is tidally perturbed by the MW potential. The disk thickening may also be explained solely by LMC dynamical models (Besla et al. 2012), where the old stellar component is expected to form a dynamically hotter component. The fact that we only observe it on the edge of the

LMC may be due to the steep truncation of the *young* disk, allowing us to measure a thickness that is dominated by the *old* population only in the LMC outskirts.

The analysis presented in this work points to a scenario where there are two distinct disk components in the LMC. One is composed of old stars (> 3 Gyr) and possesses a smooth, extended profile out to dozens of scale lengths. The second component is composed of younger stars (< 3 Gyr) and appears to be perturbed and much less extended. We find signs of *warp* and *flare* towards the outskirts of the LMC, both of which have been reported previously (Olsen & Salyk 2002; Subramaniam & Subramaniam 2009).

An alternative scenario for the disk *warp* and *flare* is the existence of a hot halo composed of *old* stars, while the disk could contain both populations. Because the *old* population is more *spatially* extended, this scenario would explain the outward increase in the thickness of the RC as the *young* disk fades, therefore accounting for the “flare” signal. Besides the *flaring*, the *old* spheroidal component would lead to a systematic variation on the heliocentric distances across the LMC in the sense of bringing them closer to the heliocentric

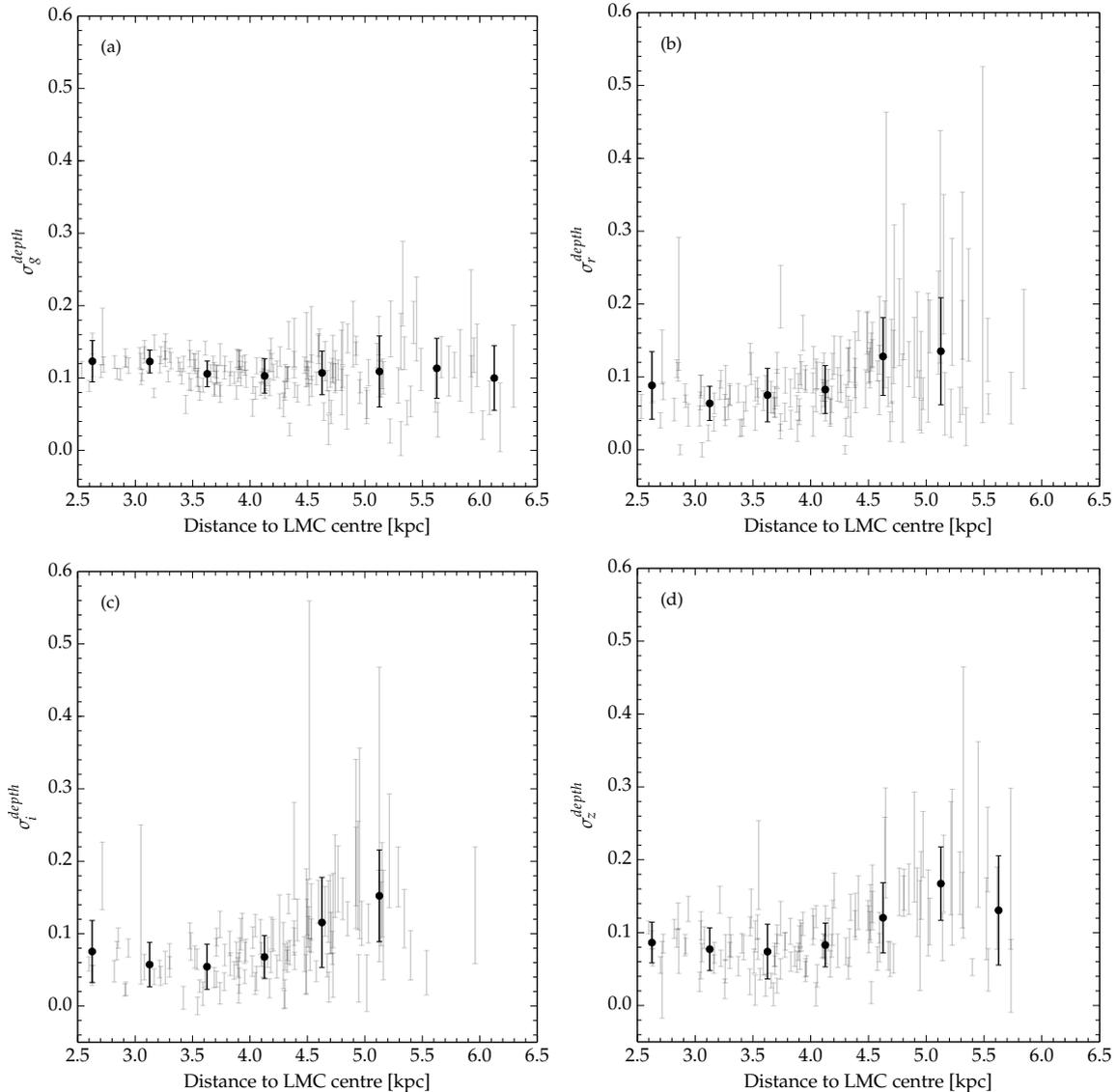


Figure 12. Disk depth as a function of distance to the LMC centre. The gray error bars show the σ_{depth} measured for each HEALPIX pixel shown on Figure 11. The dark circles are the average over 0.5 kpc and the error bar the standard deviation. Panels a,b,c, and d are for determinations using the filters g , r , i , and z respectively.

distance of the LMC centre on both sides of the galaxy, also mimicking a *warp* effect.

The fact that the *old* disk is well fit by a single exponential disk favours the scenario where there is no detectable stellar halo and older stars form a thicker disk. Also the fact that the hot halo has only been detected in the central regions of the LMC (Minniti et al. 2003) raises doubts about the existence of such a stellar component. To investigate the existence of a halo component, a more detailed study must be carried out in the LMC outskirts in order to isolate its extremely sparse stellar population. This kind of study should employ more sophisticated CMD decontamination methods such as the ones used to detect streams and tidal tails (Rockosi et al. 2002).

The upcoming years promise to greatly increase our un-

derstanding of the Magellanic system. With the data already observed during the DES SV campaign, we have the ability to study a vast number of LMC star clusters and their 3-dimensional distribution in the galaxy. The field LMC population may also be used to infer a very detailed, and spatially dependent SFH.

Upcoming DES observations will cover a large portion of the Magellanic Stream allowing for the discovery and characterization of its stellar component, if it exists. Additionally, DES will continue to map the outskirts of the LMC and SMC. This novel dataset will certainly reveal some of the many puzzles of the Magellanic system.

16 *E. Balbinot et al.*

ACKNOWLEDGMENTS

We are grateful for the extraordinary contributions of our CTIO colleagues and the DES Camera, Commissioning and Science Verification teams in achieving the excellent instrument and telescope conditions that have made this work possible. The success of this project also relies critically on the expertise and dedication of the DES Data Management organization.

Funding for the DES Projects has been provided by the U.S. Department of Energy, the U.S. National Science Foundation, the Ministry of Science and Education of Spain, the Science and Technology Facilities Council of the United Kingdom, the Higher Education Funding Council for England, the National Center for Supercomputing Applications at the University of Illinois at Urbana-Champaign, the Kavli Institute of Cosmological Physics at the University of Chicago, Financiadora de Estudos e Projetos, Fundação Carlos Chagas Filho de Amparo à Pesquisa do Estado do Rio de Janeiro, Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico and the Ministério da Ciência e Tecnologia, the Deutsche Forschungsgemeinschaft and the Collaborating Institutions in the Dark Energy Survey.

The Collaborating Institutions are Argonne National Laboratory, the University of California at Santa Cruz, the University of Cambridge, Centro de Investigaciones Energéticas, Medioambientales y Tecnológicas-Madrid, the University of Chicago, University College London, the DES-Brazil Consortium, the Eidgenössische Technische Hochschule (ETH) Zürich, Fermi National Accelerator Laboratory, the University of Edinburgh, the University of Illinois at Urbana-Champaign, the Institut de Ciències de l'Espai (IEEC/CSIC), the Institut de Física d'Altes Energies, Lawrence Berkeley National Laboratory, the Ludwig-Maximilians Universität and the associated Excellence Cluster Universe, the University of Michigan, the National Optical Astronomy Observatory, the University of Nottingham, The Ohio State University, the University of Pennsylvania, the University of Portsmouth, SLAC National Accelerator Laboratory, Stanford University, the University of Sussex, and Texas A&M University.

This paper has gone through internal review by the DES collaboration.

REFERENCES

- Alves D. R., 2004, *ApJ*, 601, L151
- Balbinot E., Santiago B. X., Bica E., Bonatto C., 2009, *MNRAS*, 396, 1596
- Balbinot E., Santiago B., Girardi L., da Costa L. N., Maia M. A. G., Pellegrini P. S. S., Makler M., 2012, in Ballester P., Egret D., Lorente N. P. F., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 461, Astronomical Data Analysis Software and Systems XXI*. p. 287
- Bekki K., 2009, in Van Loon J. T., Oliveira J. M., eds, *IAU Symposium Vol. 256, IAU Symposium*. pp 105–116, doi:10.1017/S1743921308028329
- Bertin E., 2006, in Gabriel C., Arviset C., Ponz D., Enrique S., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 351, Astronomical Data Analysis Software and Systems XV*. p. 112
- Bertin E., 2011, in Evans I. N., Accomazzi A., Mink D. J., Rots A. H., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 442, Astronomical Data Analysis Software and Systems XX*. p. 435
- Bertin E., Arnouts S., 1996, *A&AS*, 117, 393
- Bertin E., Mellier Y., Radovich M., Missonnier G., Dideon P., Morin B., 2002, in Bohlender D. A., Durand D., Handley T. H., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 281, Astronomical Data Analysis Software and Systems XI*. p. 228
- Besla G., Kallivayalil N., Hernquist L., van der Marel R. P., Cox T. J., Kereš D., 2012, *MNRAS*, 421, 2109
- Binney J., Tremaine S., 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition*. Princeton University Press
- Bovy J., 2010, *ApJ*, 725, 1676
- Bovy J., Rix H.-W., Liu C., Hogg D. W., Beers T. C., Lee Y. S., 2012, *ApJ*, 753, 148
- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Busha M., 2014, in prep.
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *ApJ*, 345, 245
- Carlstrom J. E., et al., 2011, *PASP*, 123, 568
- Cioni M.-R. L., et al., 2011, *A&A*, 527, A116
- Dolphin A. E., 2002, *MNRAS*, 332, 91
- Eisenhauer F., et al., 2005, *ApJ*, 628, 246
- Flaugher B., 2005, *International Journal of Modern Physics A*, 20, 3121
- Flaugher B. L., et al., 2010, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*. , doi:10.1117/12.856609
- Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., 2013, *PASP*, 125, 306
- Gillessen S., Eisenhauer F., Fritz T. K., Bartko H., Dodds-Eden K., Pfuhl O., Ott T., Genzel R., 2009, *ApJ*, 707, L114
- Girardi L., 1999, *MNRAS*, 308, 818
- Girardi L., Salaris M., 2001, *MNRAS*, 323, 109
- Girardi L., Groenewegen M. A. T., Hatziminaoglou E., da Costa L., 2005, *A&A*, 436, 895
- Glazebrook K., Peacock J. A., Collins C. A., Miller L., 1994, *MNRAS*, 266, 65
- Górski K. M., Hivon E., Banday A. J., Wandelt B. D., Hansen F. K., Reinecke M., Bartelmann M., 2005, *ApJ*, 622, 759
- Greivech J., Putman M. E., 2009, *ApJ*, 696, 385
- Hernquist L., 1990, *ApJ*, 356, 359
- Hindman J. V., Kerr F. J., McGee R. X., 1963, *Australian Journal of Physics*, 16, 570
- Holtzman J. A., et al., 1999, *AJ*, 118, 2262
- Javiel S. C., Santiago B. X., Kerber L. O., 2005, *A&A*, 431, 73
- Jensen J., Mould J., Reid N., 1988, *ApJS*, 67, 77
- Kallivayalil N., van der Marel R. P., Besla G., Anderson J., Alcock C., 2013, *ApJ*, 764, 161
- Kerber L. O., Santiago B. X., 2009, in Van Loon J. T., Oliveira J. M., eds, *IAU Symposium Vol. 256, IAU Symposium*. pp 391–396, arXiv:0809.3982, doi:10.1017/S1743921308028755
- Klypin A., Kravtsov A. V., Valenzuela O., Prada F., 1999, *ApJ*, 522, 82

- Knuth K. H., 2006, Optimal Data-Based Binning for Histograms, [arXiv:physics/0605197](https://arxiv.org/abs/physics/0605197)
- Kron R. G., 1980, *ApJS*, 43, 305
- Kroupa P., 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Majewski S. R., Nidever D. L., Muñoz R. R., Patterson R. J., Kunkel W. E., Carlin J. L., 2009, in Van Loon J. T., Oliveira J. M., eds, *IAU Symposium Vol. 256*, IAU Symposium. pp 51–56, doi:10.1017/S1743921308028251
- Mathewson D. S., Cleary M. N., Murray J. D., 1974, *ApJ*, 190, 291
- McConnachie A. W., 2012, *AJ*, 144, 4
- McMahon R., 2012, in *Science from the Next Generation Imaging and Spectroscopic Surveys*.
- Meschin I., Gallart C., Aparicio A., Hidalgo S. L., Monelli M., Stetson P. B., Carrera R., 2014, *MNRAS*, 438, 1067
- Minniti D., Borissova J., Rejkuba M., Alves D. R., Cook K. H., Freeman K. C., 2003, *Science*, 301, 1508
- Miyamoto M., Nagai R., 1975, *PASJ*, 27, 533
- Mohr J. J., et al., 2012, in *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, , [arXiv:1207.3189](https://arxiv.org/abs/1207.3189), doi:10.1117/12.926785
- Moore B., Ghigna S., Governato F., Lake G., Quinn T., Stadel J., Tozzi P., 1999, *ApJ*, 524, L19
- Navarro J. F., Frenk C. S., White S. D. M., 1996, *ApJ*, 462, 563
- Nikolaev S., Drake A. J., Keller S. C., Cook K. H., Dalal N., Griest K., Welch D. L., Kanbur S. M., 2004, *ApJ*, 601, 260
- Olsen K. A. G., Massey P., 2007, *ApJ*, 656, L61
- Olsen K., Salyk C., 2002, *The Astronomical Journal*, 124, 2045
- Piatti A. E., Geisler D., 2013, *AJ*, 145, 17
- Putman M. E., et al., 1998, *Nature*, 394, 752
- Renaud F., Gieles M., 2013, *MNRAS*, 431, L83
- Rockosi C. M., et al., 2002, *AJ*, 124, 349
- Rossetto B. M., et al., 2011, *AJ*, 141, 185
- Rubele S., et al., 2012, *A&A*, 537, A106
- Saha A., et al., 2010, *AJ*, 140, 1719
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
- Sevilla I., et al., 2011, *The Dark Energy Survey Data Management System*, [arXiv:1109.6741](https://arxiv.org/abs/1109.6741)
- Skrutskie M. F., et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
- Soumagnac M. T., et al., 2013, *Star/galaxy separation at faint magnitudes: Application to a simulated Dark Energy Survey*, [arXiv:1306.5236](https://arxiv.org/abs/1306.5236)
- Staveley-Smith L., Kim S., Calabretta M. R., Haynes R. F., Kesteven M. J., 2003, *MNRAS*, 339, 87
- Stetson P. B., 1987, *PASP*, 99, 191
- Stewart K. R., Bullock J. S., Wechsler R. H., Maller A. H., Zentner A. R., 2008, *ApJ*, 683, 597
- Subramaniam A., Subramanian S., 2009, *ApJ*, 703, L37
- Swanson M. E. C., Tegmark M., Hamilton A. J. S., Hill J. C., 2008, *MNRAS*, 387, 1391
- Swanson M., Tegmark M., Hamilton A., Hill C., 2012, *Mangle: Angular Mask Software*, ascl:1202.005
- Tucker D. L., et al., 2007, in *Sterken C., ed., Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 364, The Future of Photometric, Spectrophotometric and Polarimetric Standardization*. p. 187, [arXiv:astro-ph/0611137](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0611137)
- Weinberg M. D., Nikolaev S., 2001, *ApJ*, 548, 712
- Yang C.-C., Gruendl R. A., Chu Y.-H., Mac Low M.-M., Fukui Y., 2007, *ApJ*, 671, 374
- Zacharias N., Finch C. T., Girard T. M., Henden A., Bartlett J. L., Monet D. G., Zacharias M. I., 2013, *AJ*, 145, 44
- de Grijs R., Wicker J. E., Bono G., 2014, *AJ*, 147, 122
- de Vaucouleurs G., Freeman K. C., 1972, *Vistas in Astronomy*, 14, 163
- van der Marel R. P., Cioni M.-R. L., 2001, *AJ*, 122, 1807
- van der Marel R. P., Kallivayalil N., 2014, *ApJ*, 781, 121
- van der Marel R. P., Kallivayalil N., Besla G., 2009, in Van Loon J. T., Oliveira J. M., eds, *IAU Symposium Vol. 256*, IAU Symposium. pp 81–92, [arXiv:0809.4268](https://arxiv.org/abs/0809.4268), doi:10.1017/S1743921308028299

AFFILIATION

¹Departamento de Astronomia, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Av. Bento Gonçalves 9500, Porto Alegre 91501-970, RS, Brazil

²Laboratório Interinstitucional de e-Astronomia - LIneA, Rua Gal. José Cristino 77, Rio de Janeiro, RJ - 20921-400, Brazil

³Osservatorio Astronomico di Padova INAF, Vicolo dell'Osservatorio 5, I-35122 Padova, Italy

⁴Observatório Nacional, Rua Gal. José Cristino 77, Rio de Janeiro, RJ - 20921-400, Brazil

⁵Astronomy Department, University of Illinois, 1002 W. Green St., Urbana, IL 61801, USA

⁶National Center for Supercomputing Applications, University of Illinois, 1205 W Clark St., Urbana, IL 61801, USA

⁷Cerro Tololo Inter-American Observatory, National Optical Astronomy Observatory, Casilla 603, La Serena, Chile

⁸Fermi National Accelerator Laboratory, P.O. Box 500, Batavia, IL 60510 USA

⁹Space Telescope Science Institute (STScI), 3700 San Martin Drive, Baltimore, MD 21218

¹⁰Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology 452 Lomita Mall, Stanford University, Stanford, CA, 94305

¹¹Argonne National Laboratory, 9700 South Cass Avenue, Lemont, IL 60439, USA

¹²Department of Physics & Astronomy, University College London, Gower Street, London WC1E 6BT, UK

¹³Carnegie Observatories, 813 Santa Barbara St., Pasadena, CA 91101, USA

¹⁴Institut d'Astrophysique de Paris, Univ. Pierre et Marie Curie & CNRS UMR7095, F-75014 Paris, France

¹⁵George P. and Cynthia Woods Mitchell Institute for Fundamental Physics and Astronomy, and Department of Physics and Astronomy, Texas A&M University, College Station, TX 77843, USA

¹⁶Department of Physics, Ludwig-Maximilians-Universitt, Scheinerstr. 1, 81679 Munchen, Germany

¹⁷Excellence Cluster Universe, Boltzmannstr. 2, 85748 Garching, Germany

¹⁸Department of Physics, University of Michigan, Ann Arbor, MI 48109, USA

¹⁹Department of Astronomy, University of Michigan, Ann Arbor, MI 48109, USA

²⁰Australian Astronomical Observatory, North Ryde, NSW 2113, Australia

²¹Centro de Investigaciones Energéticas, Medioambientales y

18 *E. Balbinot et al.*

Tecnológicas (CIEMAT), Madrid, Spain

²²Department of Physics, The Ohio State University, Columbus, OH 43210, USA

²³SLAC National Accelerator Laboratory, Menlo Park, CA 94025, USA

²⁴Department of Physics and Astronomy, Center for Particle Cosmology, University of Pennsylvania, 209 South 33rd Street, Philadelphia, PA 19104, USA

²⁵Brookhaven National Laboratory, Bldg 510, Upton, NY 11973, USA

4 Conclusão

O presente trabalho estabelece duas frentes de pesquisa que têm como objetivo aprimorar a compreensão do sistema de satélites da Via Láctea. A primeira aborda a questão dos satélites faltantes através do desenvolvimento de uma ferramenta capaz de buscar novas galáxias anãs em grandes conjuntos de dados. Já a segunda frente aborda as peculiaridades da Grande Nuvem de Magalhães, de sua formação e seu histórico orbital, bem como as evidências da interação com a Pequena Nuvem de Magalhães. Espera-se que estas contribuições possam ajudar a estabelecer uma conexão entre o atual estado do sistema de satélites da Galáxia e seu papel passado na formação do conteúdo estelar de nossa Galáxia.

O código FINDSAT, desenvolvido para buscar novas galáxias satélites da Via Láctea, foi aplicado a uma amostra conhecida de satélites. Como resultado, todas as galáxias anãs mais tênues conhecidas foram detectadas. O código foi então aplicado a uma região do SDSS onde nenhuma busca deste tipo havia sido conduzida. Esta busca gerou uma lista de candidatos que necessitavam confirmação. Para tal, observações de *follow-up* foram obtidas em ~ 2.5 noites no telescópio de 3.6m CFHT. Fotometria por ajuste de PSF foi conduzida sobre estes candidatos revelando que um deles é de fato um novo satélite da Galáxia. A análise da população estelar e estrutura deste objeto mostrou que ele possui idade de $\log(\text{idade}/\text{ano}) = 10.07_{-0.03}^{+0.05}$ e possui metalicidade de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.58_{-0.13}^{+0.08}$. Seu raio a meia-luz é de $r_h = 7.24_{-1.29}^{+1.92}$ pc e sua magnitude absoluta integrada é de $M_V = -1.21 \pm 0.66$. A posição deste objeto no plano r_h vs M_V coloca-o muito próximo do limite que diferencia aglomerados de estrelas das galáxias anãs, porém ainda dentro do domínio dos aglomerados de estrelas.

Os demais candidatos observados em *follow-up* foram analisados de maneira sistemática em busca por sobredensidades espaciais e no espaço cor-magnitude. Para isso utilizamos uma ferramenta de descontaminação estatística que é capaz de remover a contribuição de estrelas de campo. A análise cuidadosa destes candidatos não revelou nenhum outro satélite.

Ao todo foram observados de maneira bem sucedida 16 candidatos pelo CFHT. Com isso a taxa de sucesso do FINDSAT foi de 6.2%. São apresentadas uma série de considerações que buscam explicar este baixo valor. Entre elas estão o melhor tratamento da classificação estrela/galáxia e o tratamento da profundidade fotométrica variável em um *survey*.

Apesar disso, o FINDSAT teve como um dos principais requisitos alcançado, a rapidez. Esta preocupação visa à aplicação em futuros *surveys* não somente para

detectar novos objetos, mas também para estimar a completeza da amostra de satélites da Galáxia. Para isso o FINDSAT deve ser utilizado em conjunto com as ferramentas de simulação de populações estelares descritas na seção A.1 e na seção A.2. Desta forma contribuindo para a compreensão do problema dos satélites faltantes.

Ainda com objetivo de caracterizar o sistema de satélites da Galáxia, a LMC foi estudada utilizando um conjunto de dados ainda inexplorados. Estes dados foram obtidos durante a campanha de verificação científica do DES e oferecem o mais amplo e profundo catálogo fotométrico óptico da periferia da LMC existente.

O disco da LMC foi modelado utilizando um perfil de densidade exponencial com simetria circular. De maneira simplificada, este modelo de disco depende da inclinação do disco (i) em relação ao plano do céu, do ângulo de posição da linha dos nodos (θ_0) e do raio de escala do disco exponencial R_s . O modelo foi ajustado a populações estelares com um certo intervalo de idades. Estas populações foram selecionadas com base em cortes no CMD $g-r$ vs g .

O raio de escala obtido do ajuste à amostra estelar com idade < 3 Gyrs foi de $R_s^{<3\text{Gyrs}} = 0.72 \pm 0.01$ kpc enquanto para a população com idade > 3 Gyrs este raio teve o valor de $R_s^{>3\text{Gyrs}} = 1.43 \pm 0.01$ kpc. Esta diferença significativa aponta para um cenário onde a LMC se formou no cenário *outside in*. Ou seja, as estrelas mais velhas estão preferencialmente na periferia, enquanto as mais jovens no centro. Este tipo de evidência havia sido encontrado por Meschin et al. (2014) através do estudo do SFH nas regiões externas da LMC. No entanto, o resultado encontrado aqui é mais robusto, no sentido que não depende do ajuste do SFH e é praticamente independente de modelos de evolução estelar.

Para a amostra estelar sem distinção de idades obtemos um valor de $i = -38^\circ.65 \pm 0.08 (\pm 1.59)$ e $\theta_0 = 129^\circ.27 \pm 0.17 (\pm 1.08)$, os quais têm incerteza estatística e sistemática (entre parêntesis). Estes parâmetros estão de acordo com a literatura (Rubele et al., 2012; Nikolaev et al., 2004; Weinberg & Nikolaev, 2001).

Utilizando o modelo de disco melhor ajustado, um raio de truncagem R_t foi obtido para a LMC. Este raio é definido como a distância do centro da LMC ao longo do disco onde sua população estelar é indistinguível daquela da Galáxia. O valor obtido é de $R_t = 17.78 \pm 2.64$ kpc. Sob a hipótese que esta truncagem é causada pelo potencial gravitacional da Via Láctea, obtemos que a massa total da LMC é de $M_{\text{LMC}} = 4.4_{-1.7}^{+2.2} \times 10^{10} M_\odot$. van der Marel et al. (2014) encontra uma massa de $M_{\text{LMC}}(R < R_t) = (3.5 \pm 1.4) \times 10^{10} M_\odot$ através da curva de rotação da LMC. O valor de massa encontrado neste trabalho está de acordo com o dos autores. Isto tende a confirmar que o raio de truncagem medido é de fato causado por efeitos de maré.

Kallivayalil et al. (2013) mostrou através de simulações da órbita das Nuvens

que o número de órbitas em torno da Galáxia é altamente dependente da razão entre a massa da Galáxia e da LMC. A razão encontrada neste trabalho favorece cenários onde as Nuvens estão em sua primeira passagem perigaláctica. Contudo, devido principalmente a incerteza na massa da Via Láctea, não é possível discernir entre um modelo onde as Nuvens estão ligadas ou não à Galáxia.

Além da análise da distribuição espacial das estrelas da LMC, foi feita a determinação da distância heliocêntrica a diferentes pontos de seu disco. A distribuição destas distâncias está de acordo com os modelos de disco ajustados nesse trabalho. Porém, foram identificadas regiões na periferia norte da LMC onde estas distâncias são mais próximas de nós que o esperado pelo modelo de disco. Essa discrepância é maior do que o esperado pela variação máxima das magnitudes do RC devido a variação espacial do SFH.

Esta região do disco da LMC que é sistematicamente mais próxima de nós pode ser interpretada com o *warp* do disco e vai no sentido contrário ao relatado na extremidade oposta (Sudoeste) da LMC por Olsen & Salyk (2002). Este comportamento reforça a evidência para o *warp* e fornece uma evidência da interação recente da LMC com a SMC.

Através de simulações de populações estelares compostas, a distribuição de magnitudes das estrelas do RC foi modelada. Deste modo, o espalhamento intrínseco das magnitudes do RC foi estimado permitindo isolar a contribuição relativa a espessura do disco da LMC. Assumindo um perfil de altura exponencial para esse disco uma altura de escala de 1.3 à 1.9 kpc é obtida para a parte do disco interna à 4 kpc. Já na periferia esta escala tende a aumentar por 0.3 kpc, evidenciando o *flare* do disco.

A existência do *flare* na periferia da LMC, aliado ao menor raio de escala da população jovem, aponta para a existência de dois componentes no disco da LMC. Estes componentes são um disco fino e jovem e um disco mais espesso e velho que é detectado apenas quando o disco fino é praticamente inexistente. Estudos baseados na cinemática de um grande número de estrelas já haviam proposto a existência de componentes na LMC que se distinguem pela idade (van der Marel et al., 2014). Contudo, esta é a primeira vez que duas componentes do disco da LMC são relatadas baseando-se unicamente na contagem de estrelas.

As descobertas relativas a estrutura e geometria da LMC irão ajudar a impor vínculos sobre os modelos dinâmicos das Nuvens. Esses modelos, a medida que os dados observacionais se acumulam, ficarão mais precisos e vão permitir o pleno entendimento da origem do Sistema de Magalhães. O fato deste sistema estar em sua primeira passagem aponta para uma acreção recente, este evento pode estar associado a origem do disco de satélites em torno da Galáxia. Uma hipótese é que as Nuvens foram acretadas do mesmo filamento de matéria escura que teria dado ori-

gem ao disco de satélites. Contudo, mais evidências necessitam ser obtidas.

Os tópicos desenvolvidos nessa tese estão intimamente relacionados à nova geração de *surveys* fotométricos como o DES, Large Synoptic Survey Telescope (LSST) e GAIA. Em especial, para a busca de UFDs no hemisfério sul, tendo em vista a caracterização da estrutura e população estelar destes novos objetos. Com esse tipo de informação para uma grande amostra de satélites da Galáxia pode-se buscar indicadores do processo de acreção de galáxias menores e a formação dos componentes da Via Láctea.

Na astronomia atual muitas lacunas estão por ser preenchidas. Por exemplo, a cosmologia fez e ainda faz previsões sobre a formação da estrutura em grande escala. No entanto, sofre de problemas fundamentais, como inconsistência quanto à previsão do número de satélites e a aparente abundância de satélites luminosos (LMC e SMC) da Via Láctea. O processo de formação dessas galáxias acontece em escala muito menor que 1 Mpc, porém, a maior dificuldade em criar um modelo cosmológico consistente reside na falta de conhecimento sobre o Grupo Local, em particular sobre a estrutura e distribuição das galáxias anãs. Nesse sentido, a tendência para os próximos *surveys* será de criar uma nova perspectiva sobre o Universo não só sobre as pequenas escalas, mas sobre o Universo como um todo, tanto do ponto de vista da cosmologia tradicional quanto da cosmologia de campo próximo.

Apêndices

APÊNDICE A – Ferramentas de simulação e aplicações

A participação em *surveys* como o DES e SDSS, descritos em mais detalhes nos Capítulos 2 e 3, vem crescendo na comunidade científica brasileira. O valor científico desses projetos na astronomia contemporânea é inquestionável.

No entanto, a entrada nesses projetos não vem sem um ônus. No caso do SDSS a entrada do Brasil foi financiada pelo Observatório Nacional (MCT), tendo se constituído o *Brazilian Participation Group* (BPG). Já a entrada no DES, através do grupo DES-Brazil, foi garantida com a exigência de uma contribuição em mão-de-obra e infraestrutura.

Nesse capítulo são descritas as contribuições específicas para infraestrutura dos *surveys* citados acima. Estas contribuições são uma necessidade para o funcionamento de um grande levantamento de dados e uma obrigação para os membros do DES-Brazil. Além disso, permitiram que ampliássemos nossa experiência em processamento de dados e nossa participação em projetos de pesquisa liderados por outros membros das colaborações SDSS-III e DES.

É importante lembrar que embora as contribuições específicas para estes projetos sejam uma porção significativa desta *tese*, estas não divergem significativamente da grande área de pesquisa que engloba o assunto deste trabalho.

A.1 ADDSTAR

O ADDSTAR é uma ferramenta desenvolvida para simular a população estelar resolvida da nossa Galáxia. O modelo da Galáxia utilizado é o do TRILEGAL (*TRIdimensional modeL of thE GALaxy*). Esse modelo gera populações estelares sintéticas, incluindo os quatro componentes principais da Galáxia: o disco fino e espesso, o halo e o bojo. Para a síntese das populações estelares são usados os modelos de Padova (Girardi et al., 2002) além de modelos auxiliares para anãs marrons (Chabrier et al., 2000), anãs brancas (Benvenuto & Althaus, 1999) e uma receita para a fase de pulsação térmica no *Asymptotic giant branch* (AGB) (?). Mais detalhes sobre o funcionamento do TRILEGAL podem ser vistos em Girardi et al. (2005).

Os diversos parâmetros que descrevem a Galáxia foram calibrados utilizando *surveys* como o 2MASS, SDSS e o catálogo do *Hipparcos*. Recentemente a calibração do TRILEGAL foi estendida ao bojo por Vanhollebeke, Groenewegen & Girardi (2009)

e os demais parâmetros estruturais da Galáxia foram revistos (Girardi et al., 2012). Na Tabela A.1 os parâmetros utilizados para descrever a Galáxia estão listados juntamente com a forma analítica para seus perfis de densidade.

A simulação da população estelar resolvida de um galáxia inteira é um desafio computacional em dois aspectos. O primeiro é o volume de operações matemáticas envolvidas e o segundo é o gerenciamento eficiente do volume de dados gerados.

Uma rodada típica do TRILEGAL para uma região de 1 grau^2 consome cerca de 5 minutos em um CPU moderno. Para simular uma região como a do SDSS com 14000 grau^2 o tempo de processamento seria de 48 dias. Em um *desktop* convencional com 8 CPUs o tempo se reduz a 6 dias. Para agilizar ainda mais o processo é preciso partir para uma abordagem mais sofisticada e utilizar um *cluster* de computadores. Essa necessidade foi suprida através do Portal científico do DES¹. O Portal utiliza uma interface *web* para configurar e despachar processos a um *cluster* com mais de 200 núcleos, localizado no Rio de Janeiro junto ao Laboratório Interinstitucional de e-Astronomia (LIneA). Além de prover a interface com o *cluster*, o portal serve para visualização dos resultados de um processo e a fácil distribuição dos dados dentro de uma rede de colaboradores.

A estratégia de paralelização utilizada no ADDSTAR é a de paralelização por área. Cada núcleo do *cluster* é responsável por simular uma região do céu. Essa região do céu é dividida em células de 1 grau^2 e cada célula é simulada de modo sequencial dentro desse núcleo. Como o TRILEGAL não simula a posição das estrelas, dentro de cada célula as estrelas simuladas são distribuídas homoganeamente levando-se em conta efeitos da curvatura da esfera celeste.

Tradicionalmente o TRILEGAL produz tabelas com as estrelas simuladas no formato de texto ASCII. Apesar da facilidade em lidar com esse tipo de formato, ele apresenta inúmeras desvantagens para o armazenamento de grandes volumes de dados. Entre os problemas desse formato estão a ineficiência da leitura e o nível de compressão baixíssimo.

Um formato muito popular no meio astronômico é o FITS (*Flexible Image Transport System*). Esse formato originalmente foi concebido para armazenar imagens astronômicas, mas posteriormente foi utilizado para tabelas. O formato FITS tem um nível de compressão e tempo de leitura similar ao de arquivos binários, com a vantagem de serem independentes da arquitetura do computador. Por exemplo, em um *desktop* moderno, um arquivo ASCII com 10^6 linhas e 20 colunas tem tempo de leitura de 40 segundos e possui $\sim 150 \text{ MB}$, enquanto um arquivo idêntico no formato FITS leva apenas 0.2 segundos e possui $\sim 80 \text{ MB}$. Logo, para solucionar o problema do

¹ <http://portal.linea.gov.br/>

armazenamento e acesso as simulações do TRILEGAL o ADDSTAR faz uso do formato FITS.

Além de simular a população estelar de campo, o ADDSTAR também é capaz de simular subestruturas no halo. Para simular estes componentes o código GENCMD é utilizado. Esse código foi descrito na seção A.2 e nesse caso foi modificado para gerar caudas de maré, dado um perfil de densidades, orientação e lei de decaimento da densidade das estrelas na cauda.

Uma versão preliminar do ADDSTAR foi utilizada para fazer as simulações de Rossetto et al. (2011). Nesse artigo é descrito em algum detalhe o funcionamento do código e diversas previsões sobre a amostra estelar do DES são feitas. Desde então o ADDSTAR passou por diversas melhorias em seu esquema de paralelização e armazenamento dos dados. O esquema atual de seu funcionamento é descrito em Balbinot et al. (2012).

Nas subseções seguintes serão listados 2 casos onde o ADDSTAR foi empregado para auxiliar as colaborações do SDSS, em específico o BPG, e do DES.

Tabela 6 – Componentes Galácticos e seus parâmetros no TRILEGAL.

	componente & fórmula	parâmetro	significado	valor
Camada de poeira:	$\rho^{\text{dust}} = A^{\text{dust}} \exp(h/h_z^{\text{dust}})$ com $\int_{\ell=0}^{+\infty} \rho^{\text{dust}} d\ell = A_V^{\infty}$	A_V^{∞} h_z^{dust}	extinção total no infinito escala de altura da poeira	Schlegel et al. (1998) 100 pc
Disco fino:	$\rho^{\text{thin}} = A^{\text{thin}} \text{sech}^2(h/h_z^{\text{thin}}) \exp(R/h_R^{\text{thin}})$ com $h_z^{\text{thin}} = h_{z,0}^{\text{thin}} + \left(1 + t/t_{\text{incr}}^{\text{thin}}\right)^\alpha$ e $\int_{h=-\infty}^{+\infty} \rho^{\text{thin}} dz \Big _{\odot} = \Sigma_{\odot}^{\text{thin}}$	$\Sigma_{\odot}^{\text{thin}}$ h_R^{thin} $R_{\text{max}}^{\text{thin}}$ $h_{z,0}^{\text{thin}}$ $t_{\text{incr}}^{\text{thin}}$ α	densidade superficial local comprimento característico raio máximo escala de altura jovem escala de tempo para o aumento de h_z expoente para o aumento de h_z	55.4 $M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ 2910 pc 15 kpc 94.7 pc 5.55 Gyr 1.67
Disco espesso:	$\rho^{\text{thick}} = A^{\text{thick}} \text{sech}^2(h/h_z^{\text{thick}}) \exp(R/h_R^{\text{thick}})$ com $\int_{h=-\infty}^{+\infty} \rho^{\text{thick}} dz \Big _{\odot} = \Sigma_{\odot}^{\text{thick}}$	$\Sigma_{\odot}^{\text{thick}}$ h_R^{thick} $R_{\text{max}}^{\text{thick}}$ h_z^{thick}	densidade superficial local comprimento característico raio máximo escala de altura	0.01 $M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ 2390 pc 15 kpc 800 pc
Halo:	$\rho^{\text{halo}} = A^{\text{halo}} \left(r_{\odot} / \sqrt{R^2 + (z/q)^2} \right)^n$	$\rho_{\text{halo},\odot}$ q n	densidade local <i>oblateness</i> expoente	0.0001 $M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$ 0.62 2.75
Bojo:	$\rho^{\text{bulge}} = A^{\text{bulge}} \frac{\exp(-a^2/a_m^2)}{(1 + a/a_0)^{1.8}}$ com $a = (x'^2 + y'^2/\eta^2 + z^2/\zeta^2)$ e x', y' retacionado por ϕ_0 . x, y	$\rho_{\text{bulge},\text{GC}}$ a_m a_0 η, ζ ϕ_0	densidade central comprimento de escala escala de truncagem proporções 1: η : ζ ângulo com respeito ao Sol-GC	406 $M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$ 2500 pc 95 pc 0.68, 0.31 15°
Outros		R_{\odot} z_{\odot}	Distância do Sol ao centro da Galáxia Altura do Sol em relação ao plano do disco	8.3 kpc 26 pc

A.1.1 Simulações do SEGUE

O *Sloan Extension for Galactic Understanding and Exploration* (SEGUE) é um *survey* espectroscópico com a finalidade de entender a formação da nossa Galáxia através de medidas químicas e dinâmicas de estrelas do disco e halo. Esse projeto teve suas observações encerradas em 2009 e gerou cerca de 3×10^5 espectros de estrelas até magnitude $g \sim 19$ (Yanny et al., 2009).

As observações do SEGUE são feitas com um espectrógrafo multi-fibra localizado no mesmo telescópio utilizado para o BOSS (ver Capítulo 2). Esse instrumento utiliza placas de alumínio perfurado para o posicionamento das fibras dentro do campo de visão de ~ 7 graus². Foram confeccionadas cerca de ~ 400 placas.

Como o número de estrelas no campo de uma placa supera o número de fibras disponíveis (640) um critério deve ser aplicado para selecionar os alvos de interesse. Estes alvos são escolhidos de acordo com os propósitos do *survey* em questão, a esse conjunto de critérios se dá o nome de função de seleção.

Para entender como a função de seleção afeta a amostra de estrelas anãs G o ADDSTAR foi usado para simular todas as placas do SEGUE. Na Figura 29 é mostrada a comparação entre os CMDs de uma placa observada (esquerda) e uma simulada (centro). Também é mostrado o CMD simulado de cada componente galáctico em separado (direita) presente nessa placa. Não foram simulados erros fotométricos.

A grande vantagem de comparar as observações com as simulações do TRILEGAL é que pode-se verificar a sanidade de parâmetros espectroscópicos. Por exemplo, a metalicidade $[Fe/H]$ das estrelas e a gravidade superficial ($\log g$). Na Figura 30 é mostrada a densidade de objetos (em escala de cinza) em função de $[Fe/H]$, $\log g$ e temperatura efetiva T_{eff} nas simulações. Na mesma figura os contornos mostram a distribuição das estrelas anãs observadas pelo SEGUE. É possível notar um deslocamento em $\log g$, apontando um possível problema no *pipeline* de análise espectral do SDSS, uma vez que o $\log g$ das simulações é confiável por ser muito bem calibrado. Esse deslocamento diminui em 0.25 dex o $\log g$ das estrelas observadas quando comparado com as simulações. Evidenciando, portanto, um problema na análise do SDSS.

As simulações do SEGUE que utilizaram o ADDSTAR estão atualmente sendo utilizadas pelo BPG para melhor entender a química e dinâmica do disco espesso da Via Láctea utilizando estrelas G (Brauer et al. 2014 *em preparação*). Na publicação citada o autor da tese é co-autor.

A.1.2 *Blind Cosmology Challenge*

Parte da preparação para a análise dos dados do DES consiste em medir quão bem diferentes grupos conseguem recuperar parâmetros cosmológicos de um uni-

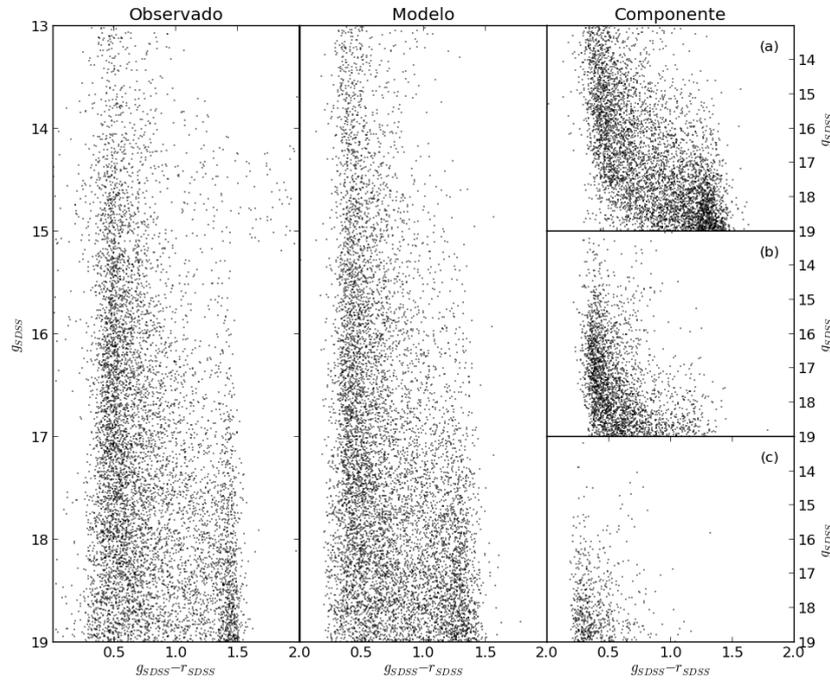


Figura 29 – CMD para a placa 1895 do SEGUE (*esquerda*) e para a placa simulada com o ADDSTAR (*centro*). Nos painéis da direita são mostrados os CMDs para estrelas simuladas que pertencem ao disco fino (a), disco espesso (b) e halo (c).

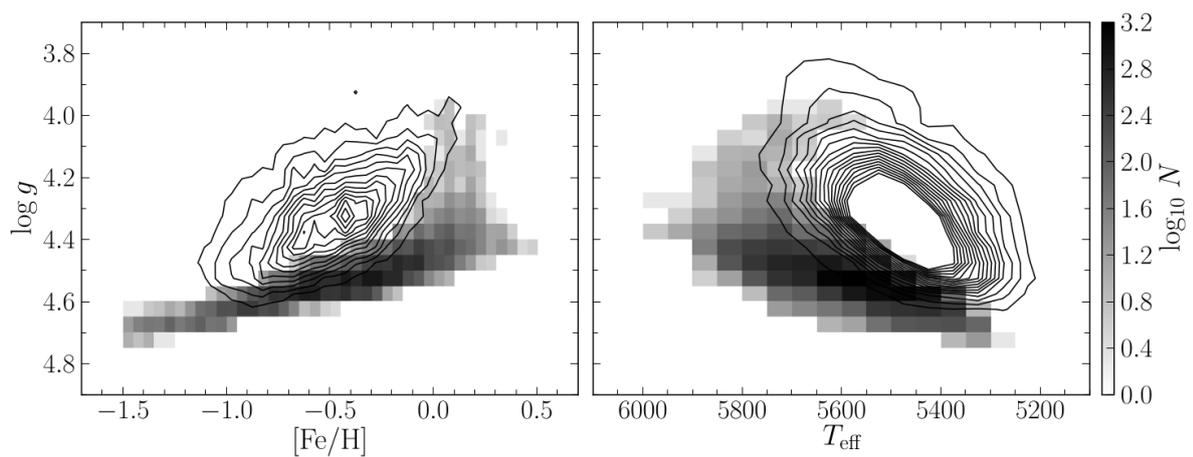


Figura 30 – Painel da esquerda: os contornos mostram a densidade de estrelas anãs do SEGUE no espaço $\log g$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$. A escala de cinza mostra a expectativa para a distribuição destas estrelas segundo o ADDSTAR. Painel da direita: idem, porém para o plano $\log g$ vs. T_{eff}

verso "falso". Esse universo é construído a partir de simulações N-Corpos cosmológicas e outros ingredientes que visam a tornar a simulação a mais parecida possível com um *survey* real. Entre esses ingredientes estão as estrelas de campo de nossa Galáxia, que contaminam a amostra de galáxias e podem prejudicar a precisão da determinação de parâmetros cosmológicos. A esse desafio é dado o nome de *Blind Cosmology Challenge* (BCC).

O BCC simula cerca de $1/4$ do céu observável centrado nas coordenadas equatoriais $(\alpha, \delta) \simeq (1h, -42^\circ)$. Em termos de ângulo sólido isso representa cerca de 10000 graus^2 . Nessa região foram simuladas $\sim 1.36 \times 10^9$ galáxias e 6.4×10^8 estrelas até a profundidade fotométrica do DES. Uma publicação está em fase de preparação onde a simulação da amostra de galáxias é descrita em detalhe (Wechsler et al. 2014 *em preparação*), na qual o autor desta tese faz parte como co-autor.

A simulação das estrelas foi feita utilizando o ADDSTAR no ambiente do Portal levando cerca de 6 horas para ser concluída. O volume de dados final superou os 120 GB. Foram simuladas magnitudes nos sistemas dos *surveys* SDSS, DES e VISTA, totalizando 15 filtros. Atualmente apenas a colaboração do DES tem acesso aos dados, mas há planos de fazer uma versão pública. Na Tabela 7 estão listados os filtros e magnitudes limites simuladas.

Filtro	m_{lim}
u_{SDSS}	25.0
g_{SDSS}	26.0
r_{SDSS}	25.5
i_{SDSS}	24.8
z_{SDSS}	24.3
g_{DES}	26.0
r_{DES}	25.5
i_{DES}	24.8
z_{DES}	24.3
Y_{DES}	23.5
Z_{VISTA}	21.0
J_{VISTA}	21.0
H_{VISTA}	21.0
K_{SVISTA}	21.0

Tabela 7 – Lista de magnitudes limites utilizadas na simulação do BCC.

Na Figura 31 é mostrado um mapa de densidades em projeção de Mollweide no sistema de coordenadas equatoriais para as estrelas simuladas para o BCC. Em escala de cor está representado o logaritmo do número de estrelas. Também é mostrado o plano galáctico (linha contínua) e os planos com latitude galáctica $b = \pm 10^\circ$ (linhas tracejadas).

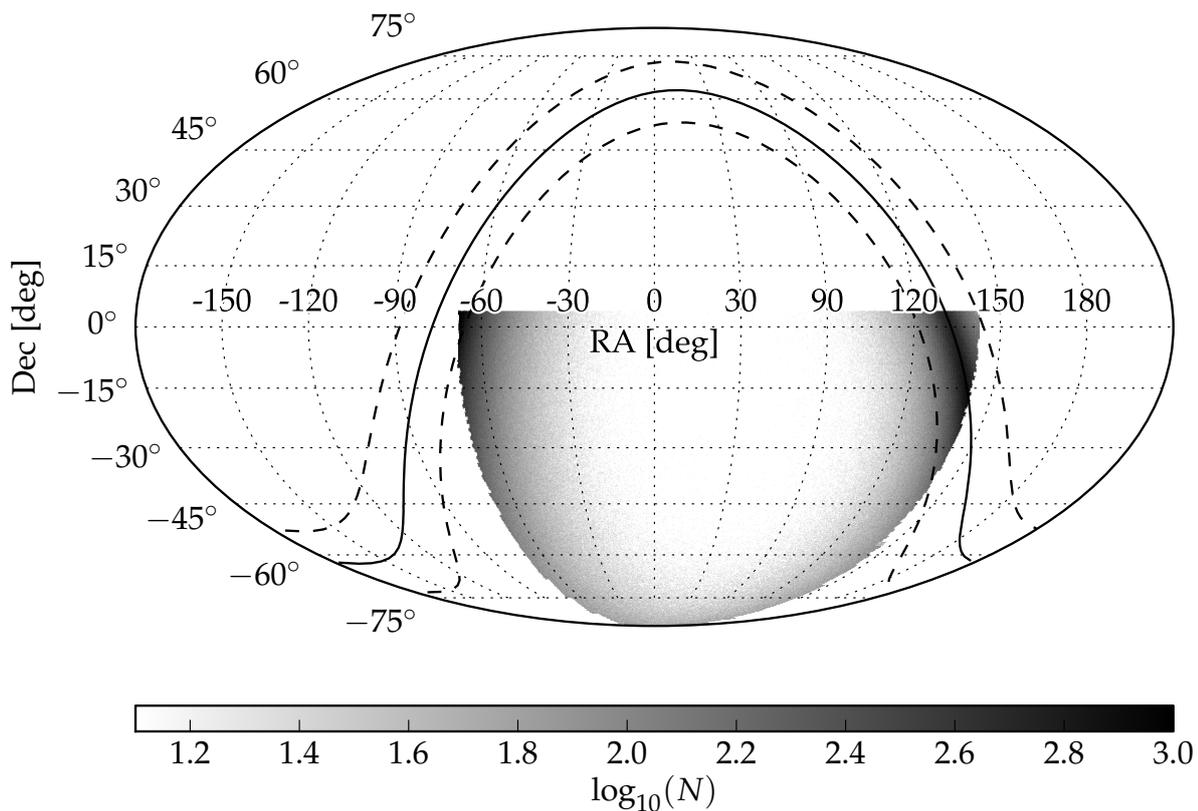


Figura 31 – Mapa de densidades em projeção de Mollweide. Em escala de cor é mostrado o logaritmo do número de estrelas. A linha sólida mostra o plano do disco galáctico e as linhas tracejadas planos paralelos ao disco, mas com $|b| = 10$.

A.2 GENCMD

A teoria de evolução estelar provê a posição no CMD para estrelas com diferentes massas, idades e metalicidades. A sequência de posições em cor e magnitude para estrelas de mesma idade e metalicidade e diferentes massas é denominada isócrona.

Diversos grupos de pesquisa utilizam diferentes métodos para descrever os estágios evolutivos de uma estrela. Cada grupo é especializado em um certo tipo ou estágio de evolução de uma estrela. Um pesquisador que deseja utilizar modelos evolutivos para simular uma certa observação deve enfrentar a escolha entre uma miríade de modelos, cada um com vantagens e desvantagens.

Os modelos de diferentes grupos também diferem fortemente no formato em que as isócronas são distribuídas. Esse tipo de variedade faz com que o usuário final tenha que investir tempo na transformação para um formato padrão.

Além disso, a isócrona por si só não é capaz de descrever na totalidade uma população estelar. Ainda é necessário assumir uma função de massa e levar em con-

tras efeitos observacionais como erros fotométricos e binarismo não resolvido. Apenas assim é possível traduzir o modelo teórico para o plano observacional.

Existe, portanto, uma barreira técnica para a utilização dos modelos de evolução estelar devido à diversidade de grupos, variedade de formatos e tradução para o plano observacional. Desta barreira surge a motivação para criar o GENCMD, uma ferramenta que aborda estes problemas de forma adequada, além ser computacionalmente eficiente.

A linguagem de programação escolhida para a criação do código GENCMD é o Python. Esta escolha se deu devido a grande família de módulos matemáticos existentes para esta linguagem. Por ser uma linguagem interpretada, em oposição às compiladas, o Python é tido como linguagem de alto nível. Tipicamente essa classe de linguagens apresenta tempo de execução ordens de grandeza maior que as compiladas. Contudo, o Python oferece a fácil interoperabilidade entre linguagens, podendo ter blocos de código compilado em FORTRAN ou C embebidos em seu código principal. Assim, o tempo de execução é drasticamente reduzido ao substituir blocos de código numericamente exigentes por código em alguma linguagem compilada, neste caso FORTRAN. Deste modo pode-se usufruir as facilidades de uma linguagem de alto nível sem comprometer o desempenho do código.

A.2.1 Uniformização dos modelos

Como estudo de caso foram selecionados os modelos de Padova e Basti (Pietrinferni et al., 2004). Estes modelos estão disponíveis em uma grande variedade de sistemas fotométricos. Escolhemos os sistemas do SDSS, DES e VISTA para os modelos de Padova e SDSS para Basti. As tabelas contendo a informação das isócronas foram traduzida para um formato de tabela padrão utilizando uma série de scripts Python.

Estas tabelas são então ingeridas em um banco de dados local baseado em SQLITE. Esse tipo de banco de dados permite a criação de um banco contido dentro de um arquivo do sistema, sobre esse banco de dados pode-se fazer *queries* como em qualquer outro banco de dados SQL. Essa implementação proporciona a rapidez dos bancos de dados relacionais e a facilidade de distribuir a base de dados junto com o código.

A tradução e ingestão dos modelos no banco de dados SQLITE gera um aumento de cerca de 4 vezes no tamanho físico da base de dados, contudo há uma melhoria de 100 vezes na velocidade de acesso e leitura de um modelo.

A.2.2 O código

O GENCMD gera um conjunto de estrelas artificiais baseado em uma isócrona que é obtida com uma *query* ao banco de dados descrito acima. As estrelas são geradas através da amostragem aleatória da IMF. O usuário tem a opção de selecionar uma IMF de Kroupa (lei de potência em pedaços), onde o expoente de cada pedaço pode ser configurado. Além disso há a opção de prover uma lista de massas computadas previamente pelo usuário. Esta última opção é útil quando se deseja transformar resultados de simulações N-Corpos em dados observacionais. Também há a possibilidade de incluir outras formas funcionais para a IMF de maneira simples.

Além disso, o código é capaz de distribuir as estrelas simuladas de acordo com um perfil de densidades de Hubble modificado ou Plummer. A arquitetura do código permite a fácil inclusão de novos perfis.

O código atualmente não possui documentação detalhada, mas uma versão preliminar pode ser obtida em <https://github.com/balbinot/genCMD>.

Infelizmente não só na astronomia, mas na ciência em geral, o desenvolvimento de código e sua documentação são vistos como apenas ferramentas para um fim. Códigos acabam sendo esquecidos pelos seus criadores por falta de utilidade e por falta de documentação acabam sendo muito difíceis de serem reaproveitados por outros. Em oposição à cultura amplamente difundida nesse meio, foi optado pelo uso de uma ferramenta de versionamento formal do código GENCMD. Todo o histórico do desenvolvimento desse código foi arquivado utilizando a ferramenta GIT. Esse histórico, além da versão atual mais estável do código, são de acesso público ilimitado sob a licença *GNU General Public License v3.0*.

APÊNDICE B – Outras contribuições ao DES e SDSS

Além das citadas em A, outras contribuições de infraestrutura foram feitas. Abaixo estão listadas contribuições em diversas áreas, indo desde desenvolvimento de códigos de paralelização em *clusters* de computadores até a integração de órbitas em um potencial gravitacional arbitrário.

B.1 Tile Organizer

Esta é uma ferramenta desenvolvida para o Portal do DES. O principal objetivo é paralelizar um processo utilizando *tiles* predefinidas. Um *tile* é a unidade de particionamento do céu escolhida para o processamento das imagens do DES. O processo é então dividido em N nodos de computação (subprocessos), sendo cada nodo responsável por um *tile*. Para visualizar o resultado de cada subprocesso foi desenvolvida uma interface interativa para permitir a fácil integração com *web browsers*.

B.2 Integrador orbital

Recentes estudos sobre o disco espesso da Galáxia propõem uma seleção mais cuidadosa das estrelas que o compõem (Dierickx et al., 2010). Esta seleção é feita com base na metalicidade e excentricidade da órbita de cada estrela. Para estimar a excentricidade da órbita de uma estrela é necessário conhecer sua posição (X, Y, Z) e velocidade (U, V, W), além do potencial gravitacional ao qual está submetida. A posição e velocidade podem ser obtidas através de *surveys* espectroscópicos como o SEGUE.

Para obter a distribuição de excentricidades das estrelas do SEGUE foi desenvolvido um integrador de órbitas que faz uso da ferramenta GALPY¹. Essa ferramenta dispõe de um conjunto de integradores numéricos e funções auxiliares que permitem a construção de um potencial gravitacional genérico. Nesse caso o potencial adotado foi de Miyamoto-Nagai para o disco, Navarro-Frenk-White para o halo e Hernquist para o bojo. O integrador orbital escolhido foi o simplético tipo *leapfrog*, por ser o que melhor conserva a energia do sistema.

Na Figura 32 são mostradas 9 órbitas para exemplificar o resultado do integra-

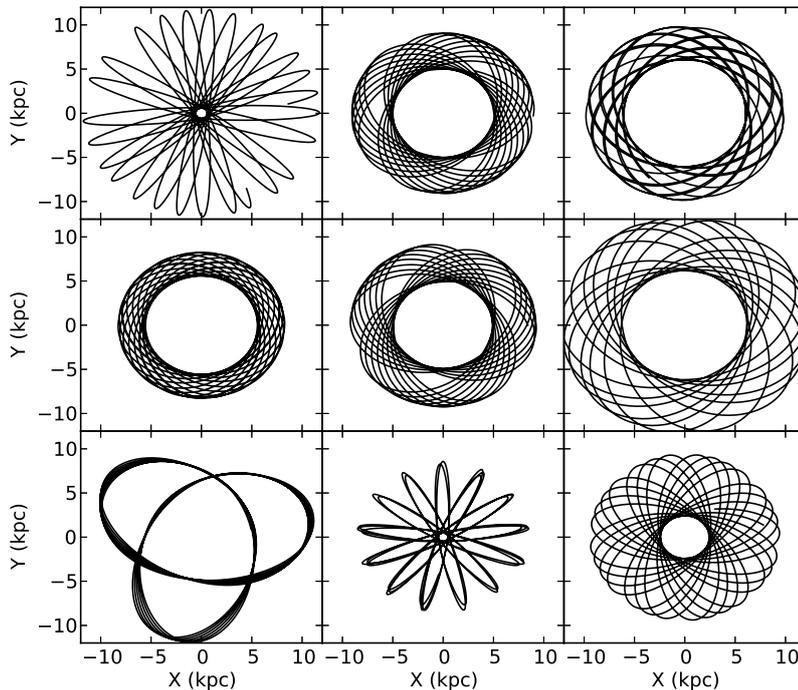


Figura 32 – Órbitas de 9 estrelas retiradas aleatoriamente do catálogo do SEGUE. AS órbitas são projetadas sobre o plano X-Y.

dor. Estas órbitas são projetadas no plano X-Y e foram integradas por 3.5 Gyr.

Esse código está atualmente sendo utilizado para selecionar estrelas do disco espesso da Galáxia. A amostra estelar selecionada dessa maneira pode ajudar a esclarecer a origem do disco espesso e distinguir entre diferentes cenários da formação de galáxias.

Além disso, esse código foi utilizado por Anders et al. (2014) para computar parâmetros cinemáticos de uma amostra de ~ 20000 estrelas com espectros observados pelo *APO Galactic Evolution Experiment* (APOGEE). Estes parâmetros foram utilizados para vincular propriedades químicas a diferentes grupos de estrelas com certas características cinemáticas.

B.3 QA - Procura por *outliers* no espaço cor-cor

Para verificar a qualidade das reduções de dados do DES, um *pipeline* de verificação de qualidade foi desenvolvido junto ao Portal. Esse pipeline, chamado de *Quality Assurance* (QA), contém uma grande variedade de testes e diagnósticos. En-

¹ <http://code.google.com/p/galpy/>

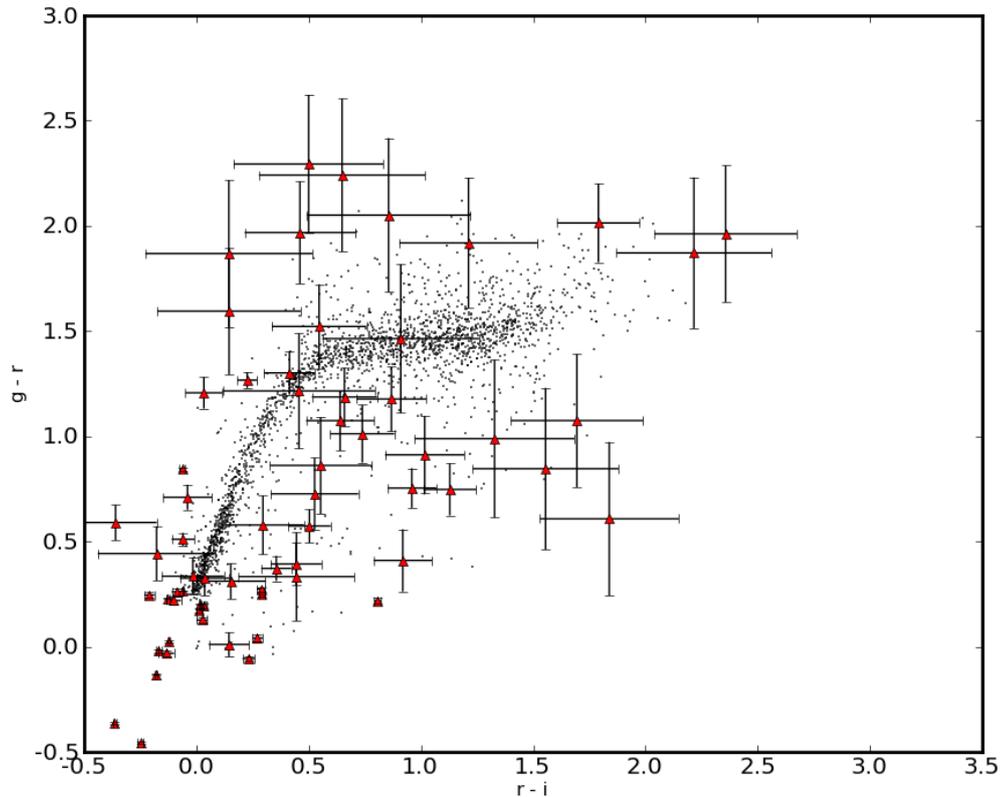


Figura 33 – Diagrama cor-cor ($g-r$) vs ($r-i$) para um *tile* do DES. São mostrados apenas objetos classificados como estrelas (pontos pretos). Os triângulos vermelhos mostram os objetos classificados como *outliers*. Para estes objetos as barras de erro também são mostradas.

tre os testes feitos está a contagem do número de objetos marginalizados no espaço cor-cor, os chamados *outliers*. Estes objetos podem ser oriundos de artefatos gerados durante o processo de redução/observação. No entanto, alguns desses objetos podem ser tipos estelares raros, quasares ou objetos transientes. É visível, portanto, que a busca por *outliers* é de grande utilidade científica, além de auxiliar no julgamento da qualidade dos dados.

Um código para a procura de *outliers* foi desenvolvido reproduzindo o algoritmo descrito em Hatziminaoglou et al. (2002). Esse algoritmo utiliza a distância euclidiana e a distância euclidiana pesada pelo erro fotométrico em N cores simultaneamente. Isso permite a busca por *outliers* utilizando n magnitudes e N cores, onde $N = \frac{n!}{2!(n-2)!}$. Para detalhes do algoritmo nos referimos ao artigo citado acima e referência ali encontradas.

Na Figura 33 pode-se ver um exemplo do resultado da busca por *outliers*. Essa

figura foi extraída diretamente de uma execução do *pipeline* de QA. A figura mostra o diagrama cor-cor para um *tile* do DES. Os *outliers* estão marcados com um triângulo vermelho.

Esse código se encontra em estado funcional dentro do Portal. Atualmente os resultados estão sendo utilizados por toda colaboração do DES.

Anexos

ANEXO A – Artigo

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 767:101 (6pp), 2013 April 20
 © 2013. The American Astronomical Society. All rights reserved. Printed in the U.S.A.

doi:10.1088/0004-637X/767/2/101

A NEW MILKY WAY HALO STAR CLUSTER IN THE SOUTHERN GALACTIC SKY

E. BALBINOT^{1,2}, B. X. SANTIAGO^{1,2}, L. DA COSTA^{2,3}, M. A. G. MAIA^{2,3}, S. R. MAJEWSKI⁴, D. NIDEVER⁵,
 H. J. ROCHA-PINTO^{2,6}, D. THOMAS⁷, R. H. WECHSLER^{8,9}, AND B. YANNY¹⁰

¹ Instituto de Física, UFRGS, CP 15051, Porto Alegre, RS 91501-970, Brazil; balbinot@if.ufrgs.br

² Laboratório Interinstitucional de e-Astronomia—LIneA, Rua Gal. José Cristino 77, Rio de Janeiro, RJ 20921-400, Brazil

³ Observatório Nacional, Rua Gal. José Cristino 77, Rio de Janeiro, RJ 22460-040, Brazil

⁴ Department of Astronomy, University of Virginia, Charlottesville, VA 22904-4325, USA

⁵ Department of Astronomy, University of Michigan, Ann Arbor, MI 48109-1042, USA

⁶ Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, Rio de Janeiro, RJ 20080-090, Brazil

⁷ Institute of Cosmology and Gravitation, University of Portsmouth, Portsmouth, Hampshire PO1 2UP, UK

⁸ Kavli Institute for Particle Astrophysics and Cosmology, SLAC National Accelerator Laboratory,
 2575 Sand Hill Road, Menlo Park, CA 94025, USA

⁹ Department of Physics, Stanford University, Stanford, CA 94305, USA

¹⁰ Fermi National Laboratory, P.O. Box 500, Batavia, IL 60510-5011, USA

Received 2012 October 8; accepted 2013 February 28; published 2013 April 1

ABSTRACT

We report on the discovery of a new Milky Way (MW) companion stellar system located at $(\alpha_{J2000}, \delta_{J2000}) = (22^{\text{h}}10^{\text{m}}43^{\text{s}}.15, 14^{\circ}56'58''.8)$. The discovery was made using the eighth data release of SDSS after applying an automated method to search for overdensities in the Baryon Oscillation Spectroscopic Survey footprint. Follow-up observations were performed using Canada–France–Hawaii–Telescope/MegaCam, which reveal that this system is comprised of an old stellar population, located at a distance of $31.9_{-1.6}^{+1.0}$ kpc, with a half-light radius of $r_h = 7.24_{-1.29}^{+1.94}$ pc and a concentration parameter of $c = \log_{10}(r_t/r_c) = 1.55$. A systematic isochrone fit to its color–magnitude diagram resulted in $\log(\text{age yr}^{-1}) = 10.07_{-0.03}^{+0.05}$ and $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.58_{-0.13}^{+0.08}$. These quantities are typical of globular clusters in the MW halo. The newly found object is of low stellar mass, whose observed excess relative to the background is caused by 95 ± 6 stars. The direct integration of its background decontaminated luminosity function leads to an absolute magnitude of $M_V = -1.21 \pm 0.66$. The resulting surface brightness is $\mu_V = 25.90$ mag arcsec⁻². Its position in the M_V versus r_h diagram lies close to AM4 and Kaposov 1, which are identified as star clusters. The object is most likely a very faint star cluster—one of the faintest and lowest mass systems yet identified.

Key words: galaxies: dwarf – globular clusters: general – Local Group

1. INTRODUCTION

Recent large surveys such as the Sloan Digital Sky Survey (SDSS) and the Two Micron All Sky Survey have delivered an enormous amount of data about the stellar populations of the Milky Way (MW). These studies have probed a new regime in parameter space of Milky Way satellites, by significantly expanding the volume over which the faintest systems can be detected, and have revealed a wealth of new objects. One striking discovery from these surveys is the myriad of substructures that populate the MW structural components, including stellar streams from disrupting satellite galaxies and tidal tails from globular clusters (e.g., Rockosi et al. 2002; Majewski et al. 2003; Rocha-Pinto et al. 2004; Newberg et al. 2010). It has included the exciting discovery of a new class of faint dwarf galaxies (e.g., Willman et al. 2005; Belokurov et al. 2006; Irwin et al. 2007; Walsh et al. 2009), which may elucidate our understanding of small-scale structure in the dark matter distribution and of galaxy formation at the lowest masses. In addition, a handful of very faint stellar systems have been identified in the outer halo (Koposov et al. 2007; Belokurov et al. 2010; Muñoz et al. 2012; Fadelly et al. 2011), with somewhat different properties from more massive clusters.

Studies of extragalactic star cluster systems have also revealed the existence of diffuse and low surface brightness stellar systems around luminous galaxies, such as faint fuzzies and diffuse star clusters (DSCs; Larsen & Brodie 2000; Peng et al. 2006). Studying nearby counterparts of these elusive objects

will allow us to better constrain their structure, dynamics, and formation histories.

A significant population of MW satellites is very likely still left undiscovered (Tollerud et al. 2008; Willman 2010). Future deep surveys, such as the Dark Energy Survey¹¹ and the Large Synoptic Survey Telescope,¹² will allow very faint systems to be probed much farther out in the Galactic Halo, and are likely to provide important new clues to the formation mechanism of globular clusters, to the hierarchical buildup of the Milky Way system, to galaxy formation physics in low-mass systems, and to the abundance and properties of the smallest scale structures in the universe (Rossetto et al. 2011).

In this work, we present the discovery of a new stellar system in the MW halo. The object is located at $(\alpha_{J2000}, \delta_{J2000}) = (22^{\text{h}}10^{\text{m}}43^{\text{s}}.15, 14^{\circ}56'58''.8)$, or $(l, b) = (75^{\circ}.1735, -32^{\circ}.6432)$, in the Pegasus constellation. Its standard SDSS object name is SDSS J2211+1457, although in this work we choose to call it by a shorter name, Balbinot 1. This paper is organized as follows. In Section 2, we describe the data and methods that led to this discovery. In Section 3 the follow-up observations and data reduction are briefly explained. In Section 4, we quantify the properties of the object in Section 5 and discuss the nature of Balbinot 1 in comparison to other satellite systems discovered in the MW. This object is likely a very old stellar cluster, one

¹¹ <http://darkenergysurvey.org>

¹² <http://www.lsst.org>

of the lowest mass and lowest surface brightness objects yet detected.

2. DATA AND METHOD

The Baryon Oscillation Spectroscopic Survey (BOSS) is one of the four surveys that belong to SDSS III. Its imaging stage is now complete, with photometry in the *ugriz* system for $\sim 8 \times 10^7$ sources covering a region of $\sim 2000 \text{ deg}^2$ in the southern Galactic hemisphere released in 2011 January as part of the SDSS Data Release 8 (DR8; Aihara et al. 2011). So far, no systematic search for MW faint satellites has been published in the BOSS footprint. Our discovery data were taken from the DR8 PhotoPrimary view table. A *clean* sample was defined by selecting those objects flagged as reliable stars or galaxies (see detection process below).

To search for stellar systems in a large area of the sky, we developed an automated tool called FindSat. The algorithm closely follows the work of Kopolov et al. (2008) and Walsh et al. (2009). There are three main steps in the algorithm. First a color–magnitude cut based on stellar evolutionary models is applied to enhance the presence of old metal-poor stellar populations relative to field stars. Next, FindSat uses this filtered stellar sample and creates a density map on the sky plane. Finally, the density map is convolved with a kernel that is the difference between two Gaussians, one with the angular size of a typical Milky Way (MW) satellite ($\sim 4'–8'$), and the other much wider, used to smooth out any remaining large-scale structure on the map.

Source detection is performed on the convolved map using SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). To circumvent misidentification due to poor star–galaxy separation, we apply identical steps to build density maps of sources classified as galaxies by the SDSS reduction pipeline and apply SExtractor to them. For a given detected source, FindSat then compares the signals in the smoothed stellar and galaxy density images as determined by SExtractor (S_* and S_{gal} , respectively). Known faint satellites tend to fall in the low S_{gal} and high S_* locus of the S_{gal} versus S_* plane. We use this region to select our new satellite candidates. We also compare the position of these new overdensities with those of known objects found in Abell, Globular Clusters, and NGC catalogs, to remove any known object that may share the same locus of the S_{gal} versus S_* plane.

For the BOSS region we ran FindSat using color–magnitude cuts based on four Padova evolutionary models (Girardi et al. 2002) with ages of 8 and 14 Gyr and $Z = [0.001, 0.006]$. We tuned our CMD filter to search for objects at five distance moduli ($m - M$) = [18.0, 19.0, 20.0, 21.0, 22.0]. Visual inspection of the detected candidates was carried out, revealing Balbinot 1 as a faint overdensity of blue sources consistent with them being stars. However, deeper and higher spatial resolution images were required to investigate the nature of Balbinot 1.

3. FOLLOW-UP OBSERVATIONS

In the first semester of 2012, we obtained follow-up observations of Balbinot 1 using MegaCam, which is installed in the Canada–France–Hawaii Telescope (CFHT). MegaCam is a mosaic 36 CCDs, each with $2048 \times 4612 \text{ pixel}$. The total field of view (FOV) is $0.96 \times 0.94 \text{ deg}$, with a pixel scale of $\sim 0''.19 \text{ pixel}^{-1}$.

We designed the observations to reach the magnitude of the main-sequence turnoff (MSTO) of a 10 Gyr stellar population at 150 kpc distance with signal-to-noise ratio (S/N) ~ 10 .

Exposure times of 2800 s in the *g* band and 3800 s in the *r* band were required. The total exposure time was divided into six dithering exposures for each passband to avoid scattered light from bright stars, saturation, and also to cover the smaller gaps between the CCDs. The observations were carried out under photometric conditions, seeing was always below $0''.8$, and the airmass below 1.15.

The basic reduction of the images (overscan and bias subtraction, and flat fielding) was done by the CFHT team. The images were geometrically corrected, registered, and co-added by Terapix, which uses the Astromatic toolkit.¹³ Therefore, source detection is based on SExtractor. Point-spread function (PSF) photometry was carried out using DAOPHOT (Stetson 1994). The input coordinates list for the stars measured using DAOPHOT was the one provided by Terapix. This list presented less spurious detections than the one from DAOFIND. Photometric calibration was achieved using bright and non-saturated ($19 < g_{\text{SDSS}} < 21$) stars in the observed field, whose instrumental magnitudes were then compared to those from SDSS. We found 536 matches which we used to find a calibration equation composed of a photometric zero point and a color term. The equation coefficients were found by means of a least-square fit using sigma clipping rejection. Our mean calibration residuals are of 0.024 in the *g* band and 0.019 in the *r* band.

The observed MegaCam field shows little differential reddening. Using the dust maps from Schlegel et al. (1998) we find a value of $E(B - V) = 0.060$ at a position of Balbinot 1 and a standard deviation of 0.0014 across the whole field.

Thus, differential reddening is not likely to contribute significantly to our analysis. Nonetheless, we choose to correct for reddening using the value of $E(B - V)$ at the position of each star in the MegaCam field. We adopt $R_V = 3.1$ and the coefficients from Cardelli et al. (1989) to compute the extinction in the CFHT passbands.

Figure 1 shows a stacked *g*-band image centered on Balbinot 1 (top panel). We also show isodensity contours of our detected sources (bottom panel). A clear overdensity of stars is seen on both panels of the figure very close to where the FindSat candidate was originally identified.

4. RESULTS

From Figure 1 it is evident that there is a concentration of stellar-like objects in the observed region. To confirm its stellar nature we must analyze its CMD. In Figure 2, we show the extinction corrected $(g - r) \times g$ CMDs. In the top left panel we show the CMD based on the SDSS discovery data. On the top right panel we show the CMD from our follow-up CFHT images. In both cases the stars are restricted to a radius of $150''$ from the visual center of Balbinot 1. To discard Balbinot 1 as a density fluctuation of field stars we also show (bottom left panel) the CMD for a ring well away from the object center covering the same area on the sky. By comparing these panels we not only clearly confirm the excess of stars around the position of Balbinot 1 but also conclude that the distribution of these stars on the CMD plane is consistent with a simple stellar population. An obvious MSTO is seen at $(g - r) \simeq 0.21$ and $g \simeq 21.4$, in connection to a red giant branch (RGB) stretching up to $(g - r) \simeq 0.6$ and $g \simeq 18.5$.

The bottom right panel in Figure 2 shows the MSTO region in detail. We also show the best-fitting Padova isochrone (Girardi et al. 2002). It corresponds to an age of $11.7_{-0.8}^{+1.4}$ Gyr and an

¹³ <http://www.astromatic.net/>

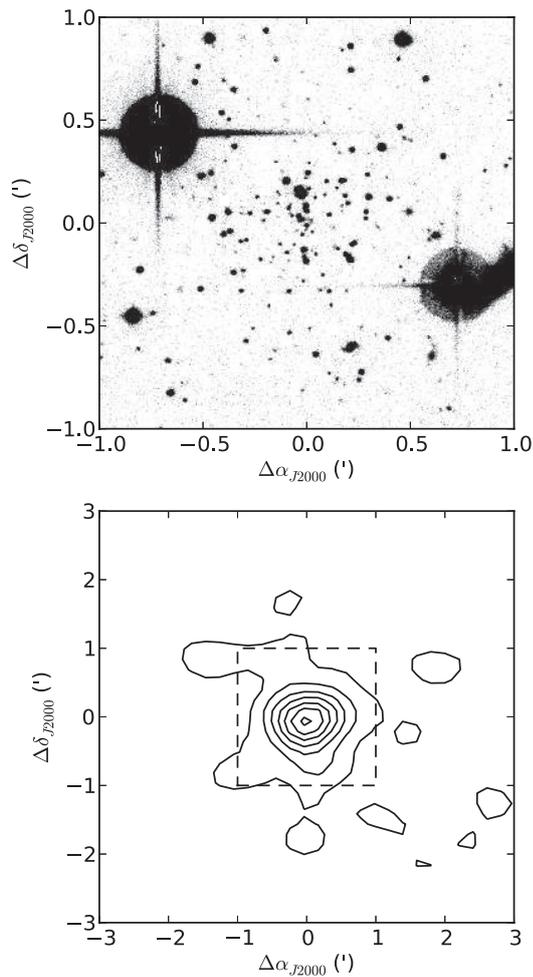


Figure 1. Bottom panel: the isodensity contours built using the list of sources detected by Terapix. The contour levels are for [8, 16, 24, 32, 40] stars arcmin⁻². The dashed box shows a 1' × 1' region for which we show the combined *g*-band image in the top panel.

abundance of $Z = 0.0005$, or $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.58^{+0.08}_{-0.13}$ at a distance of $d_{\odot} = 31.9^{+1.0}_{-1.6}$ kpc. In the same panel, we show the effect of varying the distance modulus within its fit uncertainties. The isochrone fit was performed by means of a χ^2 minimization of the CMD distance between the cluster ridge line and the isochrone set. Our model grid goes from 9.8 to 10.12 in $\log(\text{age yr}^{-1})$ with a step of 0.01, and from 0.0001 to 0.004 in Z , with steps of 0.0001. We adopt a step of 0.01 in distance modulus and a range from 16.0 to 18.0. The best model is the one that minimizes χ^2 . The uncertainties are derived from models that have values of $\chi^2 = \chi^2_{\text{min}} + 1$.

We stress that the best-fit isochrone and its associated parameters are somewhat dependent on the stellar evolution model and on the model grid. In fact, our quoted metallicity uncertainty is comparable to the Padova grid resolution for this parameter. Also, the discrepancies among different evolutionary models are much larger than our quoted uncertainties. For a comprehensive approach to this problem we refer to Kerber & Santiago (2009).

4.1. Radial Profile and Half-mass Radius

To quantify the size and concentration of Balbinot 1 we built the radial density profile (RDP) by counting stars in annuli

around its center. To increase contrast relative to the background, only stars within 2σ in color away from the best-fit isochrone were selected, where σ is the mean photometric error at a given magnitude. The data were also cut at $g < 24$ to avoid photometric incompleteness. The result is shown in Figure 3 where a very peaked distribution of stars is visible.

In order to avoid the binning complications that arise when trying to fit an RDP we chose a maximum likelihood (ML) approach. The method we use here follows closely the one described in Martin et al. (2008).

The ML fit was carried out using stars in the range $0'.0 \leq R \leq 12'$ and fitted both a King and a Plummer model. This limit was chosen to avoid the large CCD gap of MegaCam. The best-fitted models are shown as the solid and dotted lines in Figure 3, respectively. For the King profile we derive $r_{\text{core}} = 0.22^{+0.10}_{-0.06}'$ and $r_{\text{tidal}} = 7.85^{+4.15}_{-3.40}'$. And the Plummer profile fit yields $r_s = 0.60^{+0.16}_{-0.11}'$ and a total number of stars $M^* = 94.7 \pm 5.9$. The uncertainty in each parameter is estimated using the likelihood-ratio approximation, where likelihood values near the maximum approach a chi-squared distribution. The uncertainties are taken as the 90% confidence level of the chi-square distribution. For the Plummer profile we also kept the center of Balbinot 1 as a free parameter. This allowed us to find the best center and its uncertainty. The best center was then used in the King profile fit. Note that the upper bound of the tidal radius uncertainty is outside the range of R available in our observations. For simplicity we have adopted the upper bound as the largest radii available, that is, 12'.

For the Plummer profile the half-mass radius is easily obtained from the relation $r_h = 1.305r_s$, yielding the value of $r_h = 0.78^{+0.21}_{-0.14}'$. For the King model we made an estimate of the half-mass radius as follows. We first integrated the profile from zero to the limiting radius and subtracted the expected number of background stars. The result of this operation yields the total number of observed stars that should belong to Balbinot 1, N_{obs} . We then compute the half-mass radius as the radius which contains $N_{\text{obs}}/2$ stars, again taking care to subtract off the expected background sources. We obtain $r_h = 0.69^{+0.33}_{-0.25}'$. The two estimates of r_h agree within the uncertainties. Since the Plummer model is widely used in most studies of satellites, we choose to use the half-mass radius estimated from it.

4.2. Total Luminosity

The total luminosity of Balbinot 1 is dominated by bright RGB stars and possibly a few red clump (RC) stars, although Figure 2 does not reveal any obvious RC star in the inner 150'' region. The small number of evolved stars in the RGB and, most especially, in the RC, indicates that Balbinot 1 is a low-mass stellar system, more consistent with being a star cluster than a dwarf galaxy. Given its low stellar mass, to properly estimate the total luminosity of Balbinot 1 one must take into account the background (and foreground) star contamination.

We first built the observed luminosity function (LF) of Balbinot 1 by counting stars as a function of magnitude inside a circle of 150'' radius from the cluster center and in a ring with inner border at 300'' and outer at 550''. We subtracted the area-weighted star counts in the ring from the area-weighted counts in the inner circle. This results in an observed LF for Balbinot 1 already decontaminated from field stars. The adopted ring is 10 times larger than the cluster circle to minimize fluctuations in the subtracted field contamination. To build the LFs we again applied a magnitude cut of $g < 24.0$ to avoid incompleteness.

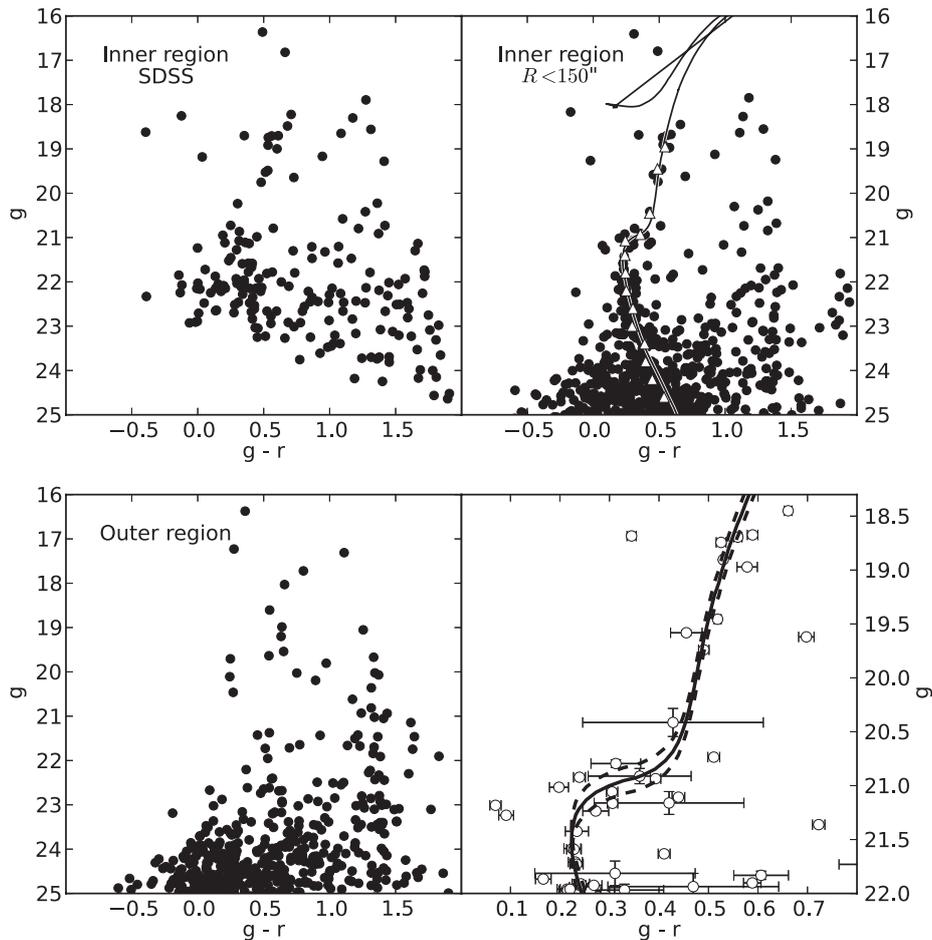


Figure 2. Top left panel: $(g-r) \times g$ CMD for SDSS measured sources inside a radius of $150''$ from the visual center of Balbinot 1. Top right panel: the CMD for the same region as the previous panel but showing sources from our CFHT photometry. The white triangles show the object ridge line. Bottom left panel: CMD for sources located in a ring far away from the object center. The area of the ring is the same as the area of the inner region. In the bottom right panel we show zoomed in version of the top right panel around the MSTO region; we also show the photometric errors for each source. The best-fit isochrone is shown as a solid line. The isochrones with upper and lower limits of the distance modulus are shown by the dashed lines.

The total magnitude is obtained by direct integration of the background decontaminated LF. Using the uncertainty on each bin of the LF and a bootstrap method we derive the uncertainty on the total magnitude. The final value is $M_V = -1.21 \pm 0.66$ for Balbinot 1. Coupling the M_V value with the r_h estimate yields a surface brightness of $\mu_V = 25.90 \text{ mag arcsec}^{-2}$. The value of M_V of Balbinot 1 is comparable to the value obtained for Muñoz 1. This luminosity is also comparable to that of SEGUE 3 (Belokurov et al. 2010; Fadelly et al. 2011).

5. SUMMARY AND DISCUSSION

In this paper, we report on the discovery of a new stellar system in the MW halo, found the SDSS-III/BOSS footprint in the Southern Galactic hemisphere. Its confirmation as a genuine stellar system required deep follow-up imaging from CFHT. By means of a theoretical isochrone fit, we derived a heliocentric distance of $31.9_{-1.6}^{+1.0}$ kpc, an old age of $11.7_{-0.8}^{+1.4}$ Gyr, and a metallicity of $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.58_{-0.13}^{+0.08}$. We also found that a King profile provides a good description of its structure; the best-fit profile has a core radius of $r_c = 2.04_{-0.56}^{+0.93}$ pc¹, a limiting radius of $r_l = 72.84_{-31.55}^{+38.51}$ pc, and a projected half-mass radius

of $r_h = 7.24_{-1.29}^{+1.94}$ pc obtained using a Plummer profile. We carefully estimate the object total luminosity by means of direct integration of the background decontaminated LF. With the aid of a statistical bootstrapping, we estimate the uncertainties on the total absolute magnitude of Balbinot 1, leading to the final value of $M_V = -1.21 \pm 0.66$. In Table 1, we present a summary of the parameter derived for Balbinot 1.¹⁴

The total number of stars and absolute magnitude of Balbinot 1 suggest that it is a star cluster. Its size is larger than that of most clusters in the Galactic system, either open or globular, or in M31 (Schilbach et al. 2006; van den Bergh 2010, 2011). However, it falls close to the median radius when compared to outer halo clusters in the Galaxy. Its size is more typical of the DSCs found by Peng et al. (2006) in early-type galaxies, but again with several orders of magnitude difference in terms of luminosity. It is an extremely low luminosity cluster. In fact, Balbinot 1 seems to be one of the faintest and lowest surface brightness old stellar systems found so far in the MW. Only Muñoz 1 has a lower surface brightness (Muñoz et al. 2012), and only Muñoz 1 and Segue 3 have lower absolute magnitudes.

¹⁴ The scale transformation from sky to physical values is $9.28 \text{ pc arcmin}^{-1}$.

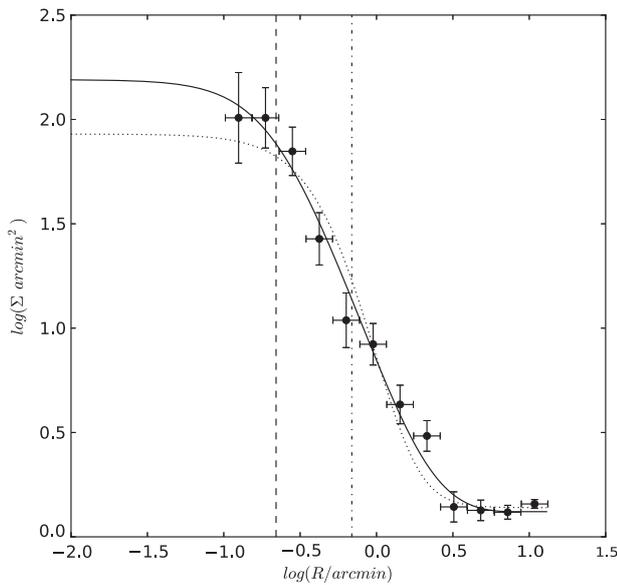


Figure 3. Radial density profile for Balbinot 1 with 1σ error bars in the y -direction. The error bars in the x -direction are the bin sizes. The solid line shows the best-fit King profile. The dashed vertical line shows the position of the core radius. The dot-dashed line shows the half-mass radius, and the dotted line shows the corresponding Plummer profile.

Its location in the luminosity versus size diagram places Balbinot 1 close to other systems identified as low-luminosity outer halo clusters, including Kopusov 1 and AM4 (Fadely et al. 2011).

The stellar cloud that lies closest to Balbinot 1 is the Hercules-Aquila (Belokurov et al. 2007). The cloud is located at $l \sim 50^\circ$ although its extension is poorly known, specially in the southern galactic hemisphere. However, the heliocentric distance of the cloud is 10–20 kpc, making it unlikely that Balbinot 1 is associated with this halo structure.

The small size of the object, and the lack of any clear evidence for complex stellar populations make it unlikely that it is a dwarf galaxy (Willman & Strader 2012). We note that this locus is at the confluence of the branches filled by classical globular clusters and MW dwarfs, as shown for instance in McConnachie (2012). Spectra from individual stars are being obtained and will allow measurement of metallicity spread and line-of-sight velocities, which may help determine the dynamical mass of Balbinot 1 and constrain its stellar population.

Based on observations obtained with MegaPrime/MegaCam, a joint project of CFHT and CEA/DAPNIA, at the Canada–France–Hawaii Telescope (CFHT) which is operated by the National Research Council (NRC) of Canada, the Institut National des Sciences de l’Univers of the Centre National de la Recherche Scientifique of France, and the University of Hawaii.

L.N.d.C. acknowledges the support of FINEp grant 01.09.0298.00 0351/09, FAPERJ grants E-26/102.358/2009, E-26/110.564/2010, and E-26/111.786/2011 and CNPq grants 304.202/2008-8 and 400.006/2011-1.

Funding for SDSS-III has been provided by the Alfred P. Sloan Foundation, the Participating Institutions, the National Science Foundation, and the U.S. Department of Energy Office of Science. The SDSS-III Web site is <http://www.sdss3.org/>. SDSS-III is managed by the Astrophysical Research Consortium for the Participating Institutions of the SDSS-III

Table 1
Summary of the Derived Parameters for Balbinot 1

Parameter	Value	Unit
α_{J2000}	22 : 10 : 43.15 \pm 0.3	h:m:s
δ_{J2000}	14 : 56 : 58.8 \pm 2.0	° : ' : ''
d_\odot	31.9 $^{+1.0}_{-1.6}$	kpc
M_V	-1.21 ± 0.66	mag
$\log(\text{age yr}^{-1})$	10.07 $^{+0.05}_{-0.03}$	dex
[Fe/H]	$-1.58^{+0.08}_{-0.13}$	dex
Plummer		
r_s	0.6 $^{+0.16}_{-0.11}$	arcmin
Σ_{bg}	1.38 $^{+0.03}_{-0.05}$	stars arcmin $^{-2}$
M^*	94.7 \pm 5.9	
r_h	0.78 $^{+0.21}_{-0.14}$	arcmin
King		
r_c	0.22 $^{+0.10}_{-0.06}$	arcmin
r_t	7.85 $^{+4.15}_{-3.40}$	arcmin
Σ_{bg}	1.32 $^{+0.09}_{-0.07}$	stars arcmin $^{-2}$
Σ_c	162.76 \pm 5.0	stars arcmin $^{-2}$
r_h	0.69 $^{+0.33}_{-0.25}$	arcmin

Collaboration including the University of Arizona, the Brazilian Participation Group, Brookhaven National Laboratory, University of Cambridge, Carnegie Mellon University, University of Florida, the French Participation Group, the German Participation Group, Harvard University, the Instituto de Astrofísica de Canarias, the 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, and Yale University.

REFERENCES

- Aihara, H., Allende Prieto, C., An, D., et al. 2011, *ApJS*, 193, 29
 Belokurov, V., Evans, N. W., Bell, E. F., et al. 2007, *ApJL*, 657, L89
 Belokurov, V., Walker, M. G., Evans, N. W., et al. 2010, *ApJL*, 712, L103
 Belokurov, V., Zucker, D. B., Evans, N. W., et al. 2006, *ApJL*, 642, L137
 Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
 Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
 Fadely, R., Willman, B., Geha, M., et al. 2011, *AJ*, 142, 88
 Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, *A&A*, 391, 195
 Irwin, M. J., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2007, *ApJL*, 656, L13
 Kerber, L. O., & Santiago, B. X. 2009, in IAU Symp. 256, The Magellanic System: Stars, Gas, and Galaxies, ed. J. Th. van Loon & J. M. Oliveira (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 391
 Koposov, S., Belokurov, V., Evans, N. W., et al. 2008, *ApJ*, 686, 279
 Koposov, S., de Jong, J. T. A., Belokurov, V., et al. 2007, *ApJ*, 669, 337
 Larsen, S. S., & Brodie, J. P. 2000, *AJ*, 120, 2938
 Majewski, S. R., Skrutskie, M. F., Weinberg, M. D., & Ostheimer, J. C. 2003, *ApJ*, 599, 1082
 Martin, N. F., de Jong, J. T. A., & Rix, H.-W. 2008, *ApJ*, 684, 1075
 McConnachie, A. W. 2012, *AJ*, 144, 4
 Muñoz, R. R., Geha, M., Côté, P., et al. 2012, *ApJL*, 753, L15
 Newberg, H. J., Willett, B. A., Yanny, B., & Xu, Y. 2010, *ApJ*, 711, 32
 Peng, E. W., Côté, P., Jordán, A., et al. 2006, *ApJ*, 639, 838
 Rocha-Pinto, H. J., Majewski, S. R., Skrutskie, M. F., Crane, J. D., & Patterson, R. J. 2004, *ApJ*, 615, 732
 Rockosi, C. M., Odenkirchen, M., Grebel, E. K., et al. 2002, *AJ*, 124, 349

THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 767:101 (6pp), 2013 April 20

BALBINOT ET AL.

Rossetto, B., Santiago, B., Girardi, L., et al. 2011, [AJ](#), **141**, 185
Schilbach, E., Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., & Scholz, R.-D.
2006, [A&A](#), **456**, 523
Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, [ApJ](#), **500**, 525
Stetson, P. B. 1994, [PASP](#), **106**, 250
Tollerud, E., Bullock, J., Strigari, L., & Willman, B. 2008, [ApJ](#), **688**, 277

van den Bergh, S. 2010, [AJ](#), **140**, 1043
van den Bergh, S. 2011, [PASP](#), **123**, 1044
Walsh, S. M., Willman, B., & Jerjen, H. 2009, [AJ](#), **137**, 450
Willman, B. 2010, *AdAst*, 2010
Willman, B., Blanton, M. R., West, A. A., et al. 2005, [AJ](#), **129**, 2692
Willman, B., & Strader, J. 2012, [AJ](#), **144**, 76

Referências

- Abell G. O., 1958, *The Distribution of Rich Clusters of Galaxies.*, ApJS, 3, 211
- Aguilar L., Hut P., Ostriker J. P., 1988, *On the evolution of globular cluster systems. I - Present characteristics and rate of destruction in our Galaxy*, ApJ, 335, 720
- Alves D. R., 2004, *The Stellar Halo in the Large Magellanic Cloud: Mass, Luminosity, and Microlensing Predictions*, ApJ, 601, L151
- Alves D. R., Nelson C. A., 2000, *The Rotation Curve of the Large Magellanic Cloud and the Implications for Microlensing*, ApJ, 542, 789
- Anders F., Chiappini C., Santiago B. X., et al., 2014, *Chemodynamics of the Milky Way. I. The first year of APOGEE data*, A&A, 564, A115
- Andreuzzi G., De Marchi G., Ferraro F. R., Paresce F., Pulone L., Buonanno R., 2001, *VLT observations of the peculiar globular cluster NGC 6712. II. luminosity and mass functions*, A&A, 372, 851
- Balbinot E., Santiago B. X., da Costa L., et al., 2013, *A New Milky Way Halo Star Cluster in the Southern Galactic Sky*, ApJ, 767, 101
- Balbinot E., Santiago B., Girardi L., da Costa L. N., Maia M. A. G., Pellegrini P. S. S., Makler M., 2012, *The DES-Brazil Science Portal: MW Resolved Stellar Populations with TRILEGAL*, ASPC, 461, 287
- Balbinot E., Santiago B. X., Kerber L. O., Barbuy B., Dias B. M. S., 2010, *Probing the Large Magellanic Cloud age gap at intermediate cluster masses*, MNRAS, 404, 1625
- Balbinot E., Santiago B. X., Bica E., Bonatto C., 2009, *The globular cluster NGC 6642: evidence for a depleted mass function in a very old cluster*, MNRAS, 396, 1596
- Battaglia G., Tolstoy E., Helmi A., Irwin M., Parisi P., Hill V., Jablonka P., 2011, *Study of the Sextans dwarf spheroidal galaxy from the DART Ca II triplet survey*, MNRAS, 411, 1013
- Bell E. F., Zucker D. B., Belokurov V., et al., 2008, *The Accretion Origin of the Milky Way's Stellar Halo*, ApJ, 680, 295
- Belokurov V., Zucker D. B., Evans N. W., et al., 2006, *The Field of Streams: Sagittarius and Its Siblings*, ApJ, 642, L137

- Belokurov V., Evans N. W., Irwin M. J., et al., 2007, *An Orphan in the “Field of Streams”*, *ApJ*, 658, 337
- Benvenuto O. G., Althaus L. G., 1999, *Grids of white dwarf evolutionary models with masses from $M=0.1$ to $1.2 m_{\text{solar}}$* , *MNRAS*, 303, 30
- Berlin A., Hooper D., 2013, *Stringent Constraints On The Dark Matter Annihilation Cross Section From Subhalo Searches With The Fermi Gamma-Ray Space Telescope*, arXiv, arXiv:1309.0525
- Bertin E., Arnouts S., 1996, *SExtractor: Software for source extraction.*, *A&AS*, 117, 393
- Besla G., Kallivayalil N., Hernquist L., van der Marel R. P., Cox T. J., Kereš D., 2012, *The role of dwarf galaxy interactions in shaping the Magellanic System and implications for Magellanic Irregulars*, *MNRAS*, 421, 2109
- Bosch G., Terlevich E., Terlevich R., 2009, *Gemini/GMOS Search for Massive Binaries in the Ionizing Cluster of 30 Dor*, *AJ*, 137, 3437
- Bournaud F., Duc P.-A., Brinks E., et al., 2007, *Missing Mass in Collisional Debris from Galaxies*, *Sci*, 316, 1166
- Bullock J. S., Kravtsov A. V., Weinberg D. H., 2001, *Hierarchical Galaxy Formation and Substructure in the Galaxy’s Stellar Halo*, *ApJ*, 548, 33
- Busha M. T., Wechsler R. H., Behroozi P. S., Gerke B. F., Klypin A. A., Primack J. R., 2011, *Statistics of Satellite Galaxies around Milky-Way-like Hosts*, *ApJ*, 743, 117
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, *The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction*, *ApJ*, 345, 245
- Carlstrom J. E., Ade P. A. R., Aird K. A., et al., 2011, *The 10 Meter South Pole Telescope*, *PASP*, 123, 568
- Chabrier G., Baraffe I., Allard F., Hauschildt P., 2000, *Evolutionary Models for Very Low-Mass Stars and Brown Dwarfs with Dusty Atmospheres*, *ApJ*, 542, 464
- Davies B., Bastian N., Gieles M., Seth A. C., Mengel S., Konstantopoulos I. S., 2011, *GLIMPSE-CO1: the most massive intermediate-age stellar cluster in the Galaxy*, *MNRAS*, 411, 1386
- Davis M., Efstathiou G., Frenk C. S., White S. D. M., 1985, *The evolution of large-scale structure in a universe dominated by cold dark matter*, *ApJ*, 292, 371
- Dierickx M., Klement R., Rix H.-W., Liu C., 2010, *Observational Evidence from SDSS for a Merger Origin of the Milky Way’s Thick Disk*, *ApJ*, 725, L186

- Dotter A., Chaboyer B., Jevremović D., Kostov V., Baron E., Ferguson J. W., 2008, *The Dartmouth Stellar Evolution Database*, ApJS, 178, 89
- Erickcek A. L., Law N. M., 2011, *Astrometric Microlensing by Local Dark Matter Subhalos*, ApJ, 729, 49
- Forbes D. A., Lasky P., Graham A. W., Spitler L., 2008, *Uniting old stellar systems: from globular clusters to giant ellipticals*, MNRAS, 389, 1924
- Gilmore G., Wilkinson M. I., Wyse R. F. G., Kleyna J. T., Koch A., Evans N. W., Grebel E. K., 2007, *The observed properties of dark matter on small spatial scales*, ApJ, 663, 948
- Léo Girardi, Mauro Barbieri, Martin A.T. Groenewegen, Paola Marigo, Alessandro Bressan, Helio J. Rocha-Pinto, Basílio X. Santiago, Julio I.B. Camargo, Luiz N. da Costa, *TRILEGAL, a TRIdimensional model of thE GALaxy: status and future*, em *Red Giants as Probes of the Structure and Evolution of the Milky Way*, Astrophysics and Space Science Proceedings, ISBN 978-3-642-18417-8. Springer-Verlag Berlin Heidelberg, 2012, p. 165
- Girardi L., Groenewegen M. A. T., Hatziminaoglou E., da Costa L., 2005, *Star counts in the Galaxy. Simulating from very deep to very shallow photometric surveys with the TRILEGAL code*, A&A, 436, 895
- Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Groenewegen, M. A. T., Marigo, P., Salasnich, B., Weiss, A. (2002) *Theoretical isochrones in several photometric systems. I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets*. A&AS, 391, 195
- Girardi L., Bica E., 1993, *Colour evolution models and the distribution of Large Magellanic Cloud clusters in the integrated UBV plane*, A&A, 274, 279
- Harris W. E., 1996, *A catalog of parameters for globular clusters in the milky way*, AJ, 112, 1487
- Hatziminaoglou E., Groenewegen M. A. T., da Costa L., et al., 2002, *ESO Imaging Survey: Exploring the optical/infrared imaging data of CDF-S: Point sources*, A&A, 384, 81
- Helmi A., 2008, *The stellar halo of the Galaxy*, A&ARv, 15, 145
- Ibata R., Nipoti C., Sollima A., Bellazzini M., Chapman S. C., Dalessandro E., 2013, *Do globular clusters possess dark matter haloes? A case study in NGC 2419*, MNRAS, 428, 3648
- Ibata R. A., Lewis G. F., Conn A. R., et al., 2013, *A vast, thin plane of corotating dwarf galaxies orbiting the Andromeda galaxy*, Natur, 493, 62

- Ibata R. A., Gilmore G., Irwin M. J., 1994, *A dwarf satellite galaxy in Sagittarius*, *Natur*, 370, 194
- Ibata R., Lewis G. F., Irwin M., Totten E., Quinn T., 2001, *Great Circle Tidal Streams: Evidence for a Nearly Spherical Massive Dark Halo around the Milky Way*, *ApJ*, 551, 294
- Javiel S. C., Santiago B. X., Kerber L. O., 2005, *Constraints on the star formation history of the Large Magellanic Cloud*, *A&A*, 431, 73
- Jensen J., Mould J., Reid N., 1988, *The continuity of cluster formation in the Large Magellanic Cloud*, *ApJS*, 67, 77
- Jordan S., 2008, *The Gaia project: Technique, performance and status*, *AN*, 329, 875
- Kallivayalil N., van der Marel R. P., Besla G., Anderson J., Alcock C., 2013, *Third-epoch Magellanic Cloud Proper Motions. I. Hubble Space Telescope/WFC3 Data and Orbit Implications*, *ApJ*, 764, 161
- Kerber L. O., Santiago B. X., 2005, *Physical parameters of rich LMC clusters from modeling of deep HST colour-magnitude diagrams*, *A&A*, 435, 77
- Klement R., Rix H.-W., Flynn C., et al., 2009, *Halo Streams in the Seventh Sloan Digital Sky Survey Data Release*, *ApJ*, 698, 865
- Klypin A., Gottlöber S., Kravtsov A. V., Khokhlov A. M., 1999, *Galaxies in N-Body Simulations: Overcoming the Overmerging Problem*, *ApJ*, 516, 530
- Koposov S., Belokurov V., Evans N. W., et al., 2008, *The Luminosity Function of the Milky Way Satellites*, *ApJ*, 686, 279
- Koposov S. E., Rix H.-W., Hogg D. W., 2010, *Constraining the milky way potential with a six-dimensional phase-space map of the GD-1 stellar stream*, *ApJ*, 712, 260
- Koposov S., Belokurov V., Evans N. W., et al., 2008, *The Luminosity Function of the Milky Way Satellites*, *ApJ*, 686, 279
- Kroupa P., Famaey B., de Boer K. S., et al., 2010, *Local-Group tests of dark-matter concordance cosmology . Towards a new paradigm for structure formation*, *A&A*, 523, A32
- Liu L., Gerke B. F., Wechsler R. H., Behroozi P. S., Busha M. T., 2011, *How Common are the Magellanic Clouds?*, *ApJ*, 733, 62
- Macciò A. V., Kang X., Fontanot F., Somerville R. S., Koposov S., Monaco P., 2010, *Luminosity function and radial distribution of Milky Way satellites in a Λ CDM Universe*, *MNRAS*, 402, 1995

- Mackey A. D., Payne M. J., Gilmore G. F., 2006, *Photometry of Magellanic Cloud clusters with the Advanced Camera for Surveys - II. The unique LMC cluster ESO 121-SC03*, MNRAS, 369, 921
- Massey P., Hunter D. A., 1998, *Star Formation in R136: A Cluster of O3 Stars Revealed by Hubble Space Telescope Spectroscopy*, ApJ, 493, 180
- McConnachie A. W., 2012, *The Observed Properties of Dwarf Galaxies in and around the Local Group*, AJ, 144, 4
- Mellinger A., 2009, *A Color All-Sky Panorama Image of the Milky Way*, PASP, 121, 1180
- Meschin I., Gallart C., Aparicio A., Hidalgo S. L., Monelli M., Stetson P. B., Carrera R., 2014, *Spatially resolved LMC star formation history - I. Outside in evolution of the outer LMC disc*, MNRAS, 438, 1067
- Minniti D., Borissova J., Rejkuba M., Alves D. R., Cook K. H., Freeman K. C., 2003, *Kinematic Evidence for an Old Stellar Halo in the Large Magellanic Cloud*, Sci, 301, 1508
- Mirabel I. F., Dottori H., Lutz D., 1992, *Genesis of a dwarf galaxy from the debris of the Antennae*, A&A, 256, L19
- Moore B., Ghigna S., Governato F., Lake G., Quinn T., Stadel J., Tozzi P., 1999, *Dark Matter Substructure within Galactic Halos*, ApJ, 524, L19
- Nidever D. L., Majewski S. R., Butler Burton W., Nigra L., 2010, *The 200° Long Magellanic Stream System*, ApJ, 723, 1618
- Nikolaev S., Drake A. J., Keller S. C., Cook K. H., Dalal N., Griest K., Welch D. L., Kanbur S. M., 2004, *Geometry of the Large Magellanic Cloud Disk: Results from MACHO and the Two Micron All Sky Survey*, ApJ, 601, 260
- Noël N. E. D., Gallart C., Costa E., Méndez R. A., 2007, *Old main-sequence turnoff photometry in the Small Magellanic Cloud. I. Constraints on the star formation history in different fields*, AJ, 133, 2037
- Olsen K. A. G., Salyk C., 2002, *A Warp in the Large Magellanic Cloud Disk?*, AJ, 124, 2045
- Parmentier G., de Grijs R., 2008, *The poorly constrained cluster disruption time-scale in the Large Magellanic Cloud*, MNRAS, 383, 1103
- Pawlowski M. S., Kroupa P., Angus G., de Boer K. S., Famaey B., Hensler G., 2012, *Filamentary accretion cannot explain the orbital poles of the Milky Way satellites*, MNRAS, 424, 80

- Pawlowski M. S., Pflamm-Altenburg J., Kroupa P., 2012, *The VPOS: a vast polar structure of satellite galaxies, globular clusters and streams around the Milky Way*, MNRAS, 423, 1109
- Piatti A. E., Geisler D., 2013, *The Age-Metallicity Relationship of the Large Magellanic Cloud Field Star Population from Wide-field Washington Photometry*, AJ, 145, 17
- Pietrinferni A., Cassisi S., Salaris M., Castelli F., 2004, *A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. I. Scaled Solar Models and Isochrones*, ApJ, 612, 168
- Rocha-Pinto H. J., Majewski S. R., Skrutskie M. F., Crane J. D., Patterson R. J., 2004, *Exploring Halo Substructure with Giant Stars: A Diffuse Star Cloud or Tidal Debris around the Milky Way in Triangulum-Andromeda*, ApJ, 615, 732
- Rossetto B. M., Santiago B. X., Girardi L., et al., 2011, *The Dark Energy Survey: Prospects for Resolved Stellar Populations*, AJ, 141, 185
- Rubele S., Kerber L., Girardi L., et al., 2012, *The VMC survey. IV. The LMC star formation history and disk geometry from four VMC tiles*, A&A, 537, A106
- Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds*, ApJ, 500, 525
- Simon J. D., Geha M., 2007, *The Kinematics of the Ultra-faint Milky Way Satellites: Solving the Missing Satellite Problem*, ApJ, 670, 313
- Springel V., White S. D. M., Jenkins A., et al., 2005, *Simulations of the formation, evolution and clustering of galaxies and quasars*, Natur, 435, 629
- Stetson P. B., 1987, *DAOPHOT - A computer program for crowded-field stellar photometry*, PASP, 99, 191
- Stewart K. R., Bullock J. S., Wechsler R. H., Maller A. H., Zentner A. R., 2008, *Merger Histories of Galaxy Halos and Implications for Disk Survival*, ApJ, 683, 597
- Subramaniam A., 2003, *Large Magellanic Cloud Bar: Evidence of a Warped Bar*, ApJ, 598, L19
- Sulentic J. W., Tifft W. G., 1999, *Revised New General Catalogue (Sulentic+, 1973)*, yCat, 7001
- Suntzeff N. B., Mateo M., Terndrup D. M., Olszewski E. W., Geisler D., Weller W., 1993, *Spectroscopy of Giants in the Sextans Dwarf Spheroidal Galaxy*, ApJ, 418, 208

- Tollerud E. J., Bullock J. S., Strigari L. E., Willman B., 2008, *Hundreds of Milky Way Satellites? Luminosity Bias in the Satellite Luminosity Function*, ApJ, 688, 277
- van der Marel R. P., Kallivayalil N., 2014, *Third-epoch Magellanic Cloud Proper Motions. II. The Large Magellanic Cloud Rotation Field in Three Dimensions*, ApJ, 781, 121
- Vanhollebeke E., Groenewegen M. A. T., Girardi L., 2009, *Stellar populations in the Galactic bulge. Modelling the Galactic bulge with TRILEGAL*, A&A, 498, 95
- Walker M. G., Mateo M., Olszewski E. W., Gnedin O. Y., Wang X., Sen B., Woodroffe M., 2007, *Velocity Dispersion Profiles of Seven Dwarf Spheroidal Galaxies*, ApJ, 667, L53
- Walsh S. M., Willman B., Jerjen H., 2009, *The Invisibles: A Detection Algorithm to Trace the Faintest Milky Way Satellites*, AJ, 137, 450
- Weinberg M. D., Nikolaev S., 2001, *Structure of the Large Magellanic Cloud from 2MASS*, ApJ, 548, 712
- White S. D. M., Rees M. J., 1978, *Core condensation in heavy halos - A two-stage theory for galaxy formation and clustering*,
- Yanny B., Rockosi C., Newberg H. J., et al., 2009, *SEGUE: A Spectroscopic Survey of 240,000 Stars with $g = 14-20$* , AJ, 137, 4377