



Instituto de Física - Departamento de Astronomia

Uma Análise dos Sistemas de Galáxias Satélites e Aglomerados Estelares do Halo Galáctico

Roberta Ferreira Razera

Porto Alegre - RS, 2019

Roberta Ferreira Razera

Uma Análise dos Sistemas de Galáxias Satélites e Aglomerados Estelares do Halo Galáctico

Monografia apresentada ao curso Bacharelado em Física com ênfase em Astrofísica do Instituto de Física - Departamento de Astronomia, da Universidade Federal do Rio Grande do Sul, como requisito para a obtenção do grau de Bacharelado em Física.

Orientador Prof. Dr. Basílio Santiago

Janeiro de 2020

RESUMO

Neste trabalho, atualizamos o censo de galáxias anãs e aglomerados fracos do halo da Via Láctea com base nas descobertas mais recentes e revisamos aspectos relacionados a este sistema, incluindo (a) as limitações do modelo padrão cosmológico e o papel crucial dos satélites da Via Láctea neste contexto (b) distribuição espacial e no espaço de fase (c) sua função de luminosidade (d) análise comparativa com a galáxia de Andrômeda. Para isso foi feita uma extensa busca na literatura por novos objetos e suas propriedades físicas.

Dentre os aspectos estudados, um dos principais é a confirmação de que existe uma falta de objetos no limite de baixas luminosidades (devido aos limites de detecção dos grandes levantamentos de dados), o que fica evidenciado em gráficos de magnitude absoluta na banda V em função da distância Galactocêntrica. Vimos a relação do tamanho dos satélites em função da sua distância ao centro da Galáxia (MW), mostrando que os objetos mais compactos são aqueles mais próximos de nós, remetendo a efeitos de maré da Galáxia. Também estudamos a estrutura planar em que se encontram as anãs da MW (estrutura VPOS) e observamos que até mesmo os aglomerados fracos do halo se situam nesta estrutura. Analisando a função de luminosidade de satélites da MW, vimos que os satélites variam bastante em luminosidade e estão perto dos limites de detecção de diversos surveys com que foram descobertos, de forma que a função de luminosidade destes objetos não pode ser calculada com grande confiabilidade no domínio de baixas luminosidades.

Também fizemos uma análise comparativa entre MW e a galáxia de Andrômeda (M31), e vimos que, em M31, objetos com magnitudes $M_V > -4$ ainda não foram descobertos. A comparação no espaço de metalicidade por magnitude absoluta V mostrou que M31 possui um halo mais rico em metais e, portanto, isso indica que sua massa seja maior em comparação à da MW. Por fim, vimos também que os satélites de M31 (assim como na MW) não se encontram distribuídos aleatoriamente pelo halo, conforme predito pelo modelo cosmológico Λ CDM, mas sim orbitam em planos preferenciais que se estendem por ≈ 200 kpc no caso da M31 e ≈ 400 kpc no caso da MW.

Palavras-chave: <galáxias anãs>, <galáxias satélites>, <aglomerados globulares>, <aglomerados fracos do halo>.

ABSTRACT

In this paper, we update the census of Milky Way dwarf galaxies and faint halo clusters based on the latest findings, and review aspects related to this system, including (a) the limitations of the standard cosmological model and the crucial role of Milky Way satellites in this context (b) spatial and phase space distribution (c) its luminosity function (d) comparative analysis with the Andromeda galaxy. For that purpose we have made an extensive literature search for newly discovered objects and their physical properties.

One of the main issues found is the evidence of a lack of objects in the faint luminosity regime (due to the surveys detection limitations), which we can clearly see in the plot of visual absolute magnitude as a function of the Galactocentric distance. We investigated the relationship between size of the satellites and their distance to the center of the Galaxy (MW), showing that the most compact objects are those closest to us, which we is the expected result of Galactic tidal effects. We also studied the planar structure of the MW dwarfs (VPOS) and found that even the faint halo clusters are preferentially found in this structure. Analyzing the luminosity function of the MW, we have seen that satellites vary over a large range of luminosities, and are close to the detection limits of the surveys that led to their discovery, meaning that the luminosity function of these objects cannot yet be reliably inferred at the faint end.

We also did a comparative analysis between MW and the Andromeda galaxy (M31). We were able to see that in M31 objects with magnitudes $M_V > -4$ are yet to be discovered. By analysing the plots in metallicity vs. absolute magnitude V space, we conclude that M31 has a metal richer halo, which is an indication that M31 is more massive than the the MW. Finally, we also observed that M31 (as well as MW) satellites are not randomly distributed around the halo, as predicted by the cosmological model Λ CDM. Instead, they orbit within a preferential plane that extends for ≈ 200 kpc for the M31, while that of the MW reaches as far as and ≈ 400 kpc.

Key-words: <dwarf galaxies>, <satellite galaxies>, <globular clusters>, <faint halo clusters>.

SUMÁRIO

1	INTRODUÇÃO	6
1.1	Cosmologia	6
1.1.1	Modelo Padrão de Cosmologia: Λ CDM	7
1.1.2	Limitações do Λ CDM	8
1.1.2.1	O Problema do Pico/Caroço	8
1.1.2.2	O Problema dos Satélites Faltantes	10
1.1.2.3	Too-big-to-fail Problem	10
1.2	A Via Láctea	11
1.3	Galáxias Satélites	12
1.4	Aglomerados Globulares e Aglomerados Fracos do Halo	14
2	MÉTODOS DE ANÁLISE	16
2.0.1	Coleta de Dados	16
2.0.2	Métodos de Detecção	17
2.0.3	Perfis de densidade	17
2.0.4	Fotometria	18
2.0.4.1	Diagramas cor-magnitude	20
2.0.5	Espectroscopia	23
3	ANÁLISE DO SISTEMA	26
3.1	Distribuição no Espaço de Fase	35
3.2	Função de Luminosidade	39
3.3	Análise Comparativa	40
3.3.0.1	Galáxia de Andrômeda - M31	40
4	CONCLUSÕES	43
	Referências	46

1 INTRODUÇÃO

A última década tem sido uma era de ouro para descoberta e estudo de galáxias anãs ultra fracas (UFDs) e aglomerados tênues do halo Galáctico (FHCs). Estes objetos são ferramentas valiosas para estudar a matéria escura, a formação de galáxias e a história cósmica do Universo. Só nos últimos três anos tivemos a descoberta de cinco galáxias anãs ultra fracas (Torrealba et al, 2018a, Torrealba et al, 2018b, Koposov et al, 2018, Homma et al, 2017), três aglomerados fracos do halo (Mau et al. 2019, Luque et al. 2017a, Luque et al. 2018) e sete objetos de transição – que não possuem classificação bem definida – (Torrealba et al. 2019, Luque et al. 2017). Tais descobertas foram feitas com vários *surveys*, incluindo o *Magellanic Satellites Survey* (MagLiteS), GAIA, *Dark Energy Survey* (DES), *Panoramic Survey Telescope and Rapid Response System* (Pan-STARRS) e *Blanco Imaging of the Southern Sky Survey* (BLISS).

O modelo com matéria escura fria (CDM) e energia escura na forma da constante cosmológica (Λ), Λ CDM, é atualmente o modelo cosmológico padrão, fazendo previsões específicas para a abundância, estrutura, subestrutura, agrupamento de halos de matéria escura e os locais de formação de galáxias. Este modelo reproduz extremamente bem a estrutura em grande escala para escalas de comprimento maiores que aproximadamente 1Mpc (Bullock; Boylan-Kolchin, 2017). No entanto, o modelo ainda sofre de alguns problemas na sua aplicação em pequenas escalas de tamanho (<1 Mpc) e em pequenas escalas de massa (menores que $10 \times 10^{11} M_{\odot}$) (Bullock; Boylan-Kolchin, 2017). Estes problemas incluem o problema do pico/carroço (*cusp/core*), o problema dos satélites faltantes, o "too-big-to-fail" e a anisotropia no espaço de fase. Falarei disto com mais detalhes nas seções seguintes.

1.1 COSMOLOGIA

Entender o nascimento do Universo e seu destino final são os passos essenciais para desvendar os mecanismos de como ele funciona. Isso, por sua vez, requer conhecimento de sua história e de seus constituintes. No Universo em que vivemos, apenas uma fração muito pequena (menos de 5%) constitui aquilo que chamamos de matéria bariônica, que conseguimos enxergar. Os demais constituintes (somando, juntos, mais de 95% da composição total) são o que chamamos de matéria e energia escura, os quais não sabemos o que são nem do que são formados (HETDEX Website).

A ideia de matéria escura (*dark matter*–DM) ganhou notoriedade quando Vera Rubin (Rubin; Ford W. KENT, 1970) percebeu que estrelas a distâncias maiores do centro de galáxias espirais giravam mais rápido do que previa (esperava-se que sua velocidade de rotação

diminuísse). Diversas observações astronômicas seguintes reforçaram a ideia de que havia matéria faltando no Universo, e que essa matéria manifestaria-se apenas gravitacionalmente. Já a ideia de energia escura (*dark energy*–DE) ganhou força quando, bem após as observações de Hubble de que o Universo está em expansão, estudos com supernovas Ia (Perlmutter et al., 1999) mostraram que isto está ocorrendo a uma taxa cada vez maior. Astrônomos então começaram a se perguntar o porquê disto, e daí surge o conceito de energia escura.

Sabemos que matéria tem gravidade e que gravidade deforma o espaço. Além disso, a matéria atua no sentido de frear a expansão do Universo, assim como a radiação eletromagnética. Uma questão em aberto é se o Universo tem matéria e energia suficiente para parar a expansão. Já a geometria geral do Universo pode ser matematicamente descrita por sua curvatura, ou seja, a forma do espaço nas maiores escalas. A curvatura do Universo depende do chamado “parâmetro de densidade”: Ω , que é a densidade total de energia e matéria no Universo normalizado por um valor crítico ρ_c , que corresponde justamente ao valor em que o espaço é plano. A constante de curvatura k , que descreve a curvatura do espaço e pode assumir valores $k = -1, 0, 1$, está então ligada ao valor de Ω . Estes parâmetros permitem diferentes formas para o Universo (Tab. 1.1).

$\rho < \rho_c$	$\Omega < 1$	$k = -1$	Aberto
$\rho = \rho_c$	$\Omega = 1$	$k = 0$	Plano
$\rho > \rho_c$	$\Omega > 1$	$k = 1$	Fechado

Num Universo que tenha só matéria e radiação eletromagnética, se houver energia suficiente (ou seja, $\Omega > 1$), a expansão cósmica vai diminuir, parar e tudo vai recolapsar. Se não há matéria suficiente, o Universo vai expandir para sempre. Contudo, a geometria e o destino do Universo não vão estar fortemente relacionados no caso em que o Universo tenha outros constituintes, além da matéria e fótons. Atualmente, o modelo mais aceito prevê que o espaço é plano $k = 0$ (ou seja, $\Omega = 1$), mas a expansão que não será freada no futuro. Isso porque a energia escura, que acelera a expansão, contribui com o parâmetro de densidade também.

1.1.1 Modelo Padrão de Cosmologia: Λ CDM

Embora a definição exata de um modelo cosmológico padrão mude e evolua com o tempo (seguindo novas descobertas e resultados experimentais), a maioria dos cosmólogos concorda com um quadro fundamental, o chamado *Big Bang*, que descreve o Universo como um sistema evoluindo de um estado excessivamente comprimido que existiu bilhões de anos atrás. Atualmente, o modelo cosmológico mais bem aceito é o Lambda Cold Dark Matter (Λ CDM) – veja, por exemplo, resultados da Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) (Spergel et al., 2007). A letra Λ representa a constante cosmológica, atualmente associada

a uma “energia de vácuo” ou energia escura, usada para explicar a expansão acelerada do Universo contra os efeitos da gravidade.

Já a matéria escura fria, CDM, conforme a hipótese atual, é: (i) não bariônica: consiste em outra matéria que não prótons e nêutrons; também não é constituída de elétrons; (ii) fria: sua velocidade é muito menor que a velocidade da luz na época da igualdade entre radiação e matéria¹; (iii) sem dissipação: não pode esfriar irradiando fótons; (iv) sem colisão: as partículas de matéria escura interagem apenas através da gravidade.

Assim como a maioria dos modelos cosmológicos, o Λ CDM é baseado nos conceitos de que o Universo, em uma escala grande o suficiente, parece o mesmo em todas as direções (*isotropia*) e em todos os locais (*homogeneidade*). Este modelo faz uso da métrica de Friedmann – Lemaître – Robertson – Walker, das equações de Friedmann e das equações cosmológicas de estado para descrever o Universo observável logo após a época da inflação até o presente e o futuro.

Um universo Λ CDM é descrito por um conjunto de parâmetros cosmológicos. Tem parâmetro de densidade de energia $\Omega_0 = 1$ (geometria plana), com três constituintes: matéria² com $\Omega_M \approx 0.3$, energia escura com $\Omega_\Lambda \approx 0.7$ e radiação com $\Omega_R \approx 4 \times 10^{-5}$ (Planck Collaboration et al., 2016). Este modelo é frequentemente referido como o modelo padrão da Cosmologia do Big Bang, sendo o modelo que explica razoavelmente bem a maioria das propriedades do Universo, incluindo a existência e a estrutura da radiação cósmica de fundo de micro-ondas, a estrutura em grande escala na distribuição de galáxias, a abundância de hidrogênio, hélio e lítio e a expansão acelerada do Universo.

1.1.2 Limitações do Λ CDM

Apesar do sucesso do Λ CDM como modelo cosmológico padrão, alguns problemas aparecem na sua aplicação em pequenas escalas de comprimento ($<1\text{Mpc}$). Abaixo discuto sobre três das principais incompatibilidades entre modelo e observações: o *cusp/core problem* (problema do pico/caroço), o *missing satellite problem* (problema dos satélites faltantes) e o *too big to fail problem*.

1.1.2.1 O Problema do Pico/Caroço

No início dos anos 90, usando-se o modelo Λ CDM, os primeiros resultados de simulações numéricas de N-corpos de halos de matéria escura baseados na prescrição de matéria escura fria sem colisão (CDM) tornaram-se disponíveis. Estes, não mostraram um comportamento

¹ Isso exclui os neutrinos como candidatos.

² Este termo de matéria possui contribuição de matéria escura ($\Omega_{CDM} \approx 0.23$) e matéria bariônica ($\Omega_B \approx 0.05$).

semelhante ao observado (*core*), sendo melhor descritos por uma distribuição de densidade de massa com uma lei de potência íngreme, o chamado *cusp*. As simulações de N-corpos também mostraram que a distribuição de densidade de um halo de matéria escura de qualquer massa é bem ajustada por um perfil de Navarro-Frenk-White (Navarro; Frenk; White et al, 1996, Navarro; Frenk; White et al, 1997) independentemente das condições iniciais e parâmetros cosmológicos.

Ou seja, as observações parecem indicar uma densidade de matéria escura aproximadamente constante nas partes internas das galáxias, enquanto as simulações computacionais cosmológicas indicam um comportamento cúspide. Essa diferença tornou-se conhecida como o problema “*cusp/core*”.

Fig. 4. from The Observed Properties of Dark Matter on Small Spatial Scales
 Gilmore et al. 2007 ApJ 663 948 doi:10.1086/518025
<http://dx.doi.org/10.1086/518025>
 © 2007. The American Astronomical Society. All rights reserved. Printed in U.S.A.

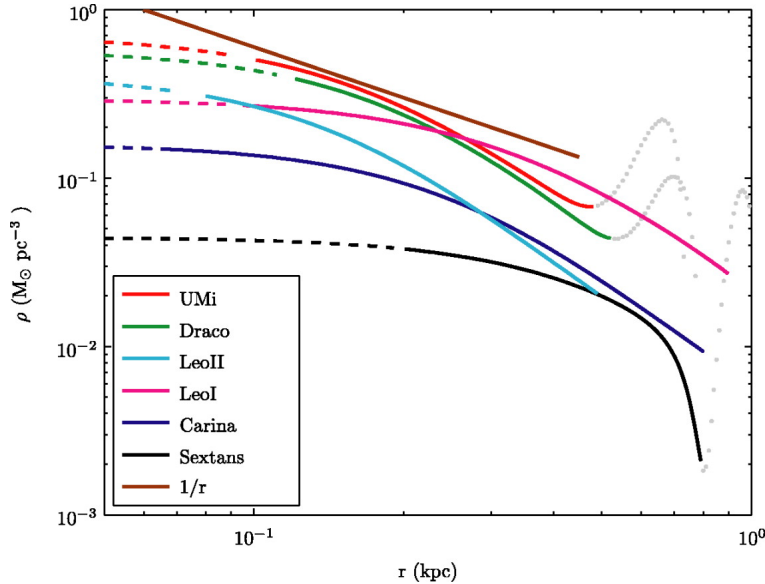


Figura 1.1 – Distribuições de massa interna derivadas das análises da equação (isotrópica) de Jeans para seis galáxias anãs. O perfil de densidade de massa derivado para cada galáxia favorece um núcleo interno do tipo caroço (*core*), em vez do perfil cúspide previsto para a matéria escura fria (Navarro; Eke; Frenk, 1996).

Kaplinghat et al. (2019) alerta que esse problema foi reformulado como um “problema de diversidade”: as curvas de rotação interna das galáxias espirais exibem formas mais diversas do que o previsto pelo modelo CDM. Ao examinar perfis de velocidade circular das galáxias em simulações hidrodinâmicas cosmológicas Λ CDM³ (dos projetos **EAGLE** e **LOCAL GROUP**) e comparar com uma compilação de curvas de rotação observadas de galáxias que abrangem uma ampla faixa de massa, Oman et al. 2015 afirmaram que a forma dos perfis de velocidade

³ No Λ CDM, espera-se que as formas das curvas de rotação de galáxias anãs sejam quase idênticas para sistemas com velocidades circulares máximas similares.

circular das galáxias simuladas varia sistematicamente em função da massa da galáxia, mas que há uma variação notavelmente pequena para velocidade circular máxima fixada. Isto é especialmente verdadeiro para sistemas pouco massivos dominados por DM, estando em desacordo com as galáxias anãs observadas (que mostram uma grande diversidade de formas de curvas de rotação, mesmo a uma velocidade máxima de rotação fixada).

Estudos recentes (Santos-Santos et al., 2019) revelam que a origem da diversidade das curvas de rotação de galáxias anãs e a relação disto com pequenas estruturas de matéria escura fria continuam sendo um problema em aberto.

1.1.2.2 O Problema dos Satélites Faltantes

Modelos de formação de estrutura dominados por matéria escura fria prevêm um processo hierárquico, onde halos de matéria maiores são compostos da junção de subhalos menores. Isso demonstra que devem haver halos de matéria escura em todas as massas resolvidas, sem quebras na função de massa de subhalos. O problema dos satélites faltantes (MSP) é, como o nome sugere, uma aparente discrepância entre o número de satélites esperado pelo modelo do Λ CDM, em comparação com o número de galáxias satélites que foram de fato observadas na Via Láctea (KLYPIN et al. 1999, Bullock 2010). A interpretação mais popular do MSP é que os menores halos de matéria escura do Universo são extremamente ineficientes na formação de estrelas.

O MSP não ganhou uma atenção significativa na comunidade até que estimativas semi-analíticas iniciais foram verificadas por cálculos numéricos diretos em 1999, em que previa-se mais de 50 halos de matéria escura com massas maiores que $3 \times 10^8 M_{\odot}$, sendo esse um número significativamente grande comparado às 12 galáxias satélites conhecidas na época (KLYPIN et al., 1999). Foi só então que o problema dos satélites faltantes ganhou urgência.

Desde 1999, mais de 50 novos UFDs e FHCs foram descobertos. Além disso, simulações mais recentes de N corpos (e.g. Read; Erkal 2019, Garrison-Kimmel et al. 2019), predizem a existência de alguns satélites ainda não descobertos, mas explicam que não há mais evidências para o clássico problema dos satélites faltantes.

1.1.2.3 Too-big-to-fail Problem

Nos últimos anos, muita atenção foi dada aos satélites mais luminosos do MW, que devem habitar os subhalos mais massivos nas simulações de CDM. No entanto, foi demonstrado que esses subhalos são densos demais nas regiões centrais para serem consistentes com a dinâmica estelar das galáxias anãs esferoidais mais brilhantes (Boylan-Kolchin; Bullock; Kaplinghat, 2011). A origem do nome deriva da expectativa de que subhalos tão massivos sejam grandes demais para falhar (*too big to fail*) na formação de estrelas e deveriam

hospedar galáxias observáveis. Estudos de galáxias anãs em Andrômeda (Tollerud; Boylan-Kolchin; Bullock, 2014) e no campo Grupo Local (Garrison-Kimmel et al., 2014) encontraram discrepâncias semelhantes.

1.2 A VIA LÁCTEA

Desde os primórdios, a humanidade tentou entender a natureza da nossa Galáxia. A partir de observações de Galileu Galilei com seu telescópio, notou-se que aquilo que parecia apenas uma mancha esbranquiçada no céu na verdade era um conjunto enorme de estrelas. Conforme as inovações científicas surgiam, tornou-se possível estudar nossa galáxia com cada vez mais detalhes. Atualmente a concepção científica da Via Láctea é de uma grande galáxia espiral complexa, da qual o Sol é apenas uma estrela das bilhões existentes.

A Via Láctea está entre as maiores galáxias pertencentes ao Grupo Local⁴, se estendendo por aproximadamente 100000 anos-luz. Trata-se de uma espiral barrada luminosa, com uma protuberância central, um disco dominante e um halo estelar difuso. Definir um objeto como a Via Láctea não é uma tarefa fácil, tendo em vista que não trata-se de um único objeto sólido, mas sim de uma composição de vários objetos individuais (estrelas, poeira, planetas, etc) gravitacionalmente ligados. Abaixo falo brevemente sobre as estruturas principais da Via Láctea.

Disco: Além de estrelas, o disco contém a maior parte do gás frio e da poeira da Via Láctea. As estrelas encontradas no disco possuem grande diversidade (tanto na idade quanto na metalicidade).

Bojo: No centro da Galáxia, há uma região mais espessa que, segundo estudos recentes, possivelmente possui mais de uma componente. A origem e forma deste componentes ainda são incertas, sendo objetos de estudo até hoje (para mais detalhes veja, por exemplo, Robin et al. 2012, Ness et al. 2013, Gonzalez; Gadotti 2016, Fragkoudi et al. 2018).

Halo: O halo pode ser entendido como uma região aproximadamente triaxial em volta da Via Láctea. Essa é a parte da Via Láctea que contém a maioria dos aglomerados globulares e as galáxias anãs e, portanto, esses objetos são usados para rastrear a extensão total do halo. A densidade de estrelas no halo é muito menor do que no disco, tornando difícil a identificação desses objetos para estudar essa população estelar em detalhes. No entanto, conseguimos mostrar que as estrelas no halo são em sua maioria antigas e possuem baixa metalicidade. Dados mais recentes também revelam que o halo contém uma grande quantidade de gás ionizado, que emite raios-X moles (Miller; Bregman, 2015).

⁴ O Grupo Local é um grupo composto por mais de 54 galáxias, incluindo a Via Láctea, Galáxia de Andrômeda e Galáxia do Triângulo.

1.3 GALÁXIAS SATÉLITES

As UFDs que orbitam nossa galáxias são os sistemas estelares mais antigos, mais dominados por matéria escura, mais pobres em metais e menos evoluídos quimicamente. Estes objetos representam o limite inferior extremo da função de luminosidade de galáxias, sendo este um limite que ainda requer estudo para um entendimento completo da formação de estrelas e galáxias que habitam esta extremidade da função de luminosidade de galáxias.

As primeiras observações de galáxias anãs ocorreram por volta de 1518, durante a circum-navegação da Terra, quando Fernão de Magalhães e sua expedição avistaram o que hoje chamamos de Nuvens de Magalhães: Grande Nuvem de Magalhães (LMC) e Pequena Nuvem de Magalhães (SMC). Já as primeiras galáxias anãs esferoidais, Sculptor e Fornax, foram descobertas em 1938 (Shapley, 1938b), e desde então a busca por galáxias anãs fracas têm sido um esforço quase contínuo. Conforme imagens com maior profundidade no céu se tornaram disponíveis, pesquisas sistemáticas por mais dessas galáxias revelaram lentamente o que hoje são conhecidos como satélites anãs esferoidais clássicas (dSph) da Via Láctea: Canis Major (Martin et al., 2004), Sagittarius (Ibata; Gilmore; Irwin, 1994), Draco (Wilson, 1955), Ursa Minor (Wilson, 1955), Sculptor (Shapley, 1938a), Sextans (Irwin et al., 1990), Carina (Cannon; Hawarden; Tritton, 1977), Fornax (Shapley, 1938c), Leo I (Harrington; Wilson, 1950), Leo II (Harrington; Wilson, 1950). Com a chegada do *Sloan Digital Sky Survey* (York et al., 2000), objetos cada vez mais tênues foram sendo descobertos e a população conhecida das galáxias satélites da Via Láctea mais que dobrou. Nos anos seguintes, a chegada de novos surveys (DES, Pan-STARRS) proporcionou novas descobertas, duplicando novamente a população de galáxias satélites.

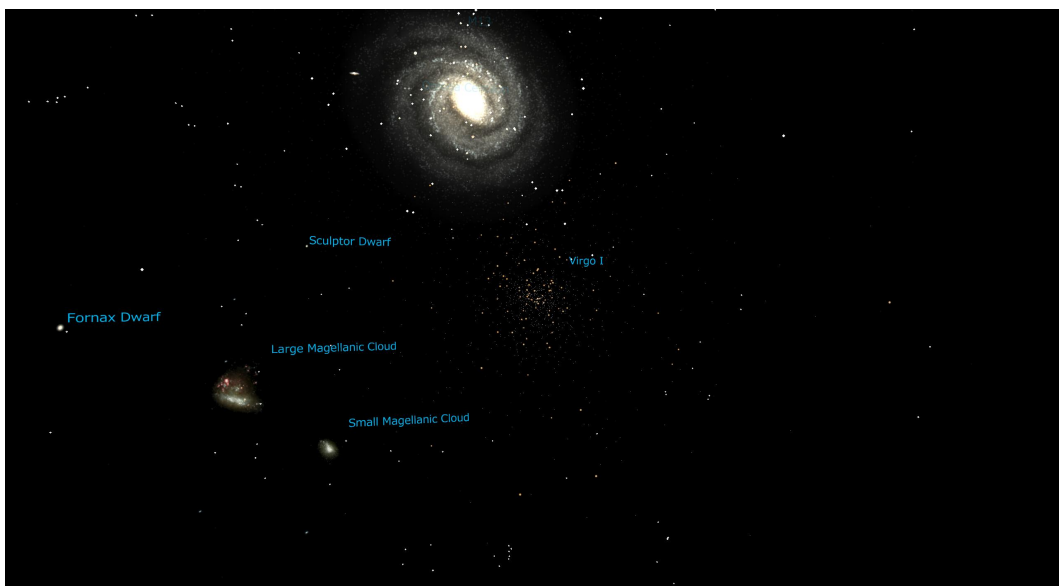


Figura 1.2 – Algumas das galáxias satélites da Via Láctea. Crédito: NAOJ.

A Fig. 1.3 mostra o censo de galáxias satélites ao longo dos anos. Podemos ver claramente o aumento no número de satélites da MW graças ao surgimento do SDSS (2005-2010) e DES/ Pan-STARRS/ (2015-). Só nos últimos dois anos tivemos a descoberta de cinco UFDs (Torrealba; Belokurov; Koposov 2019, Torrealba et al. 2018a, Torrealba et al. 2018c, Koposov et al. 2018a, Homma et al. 2019).

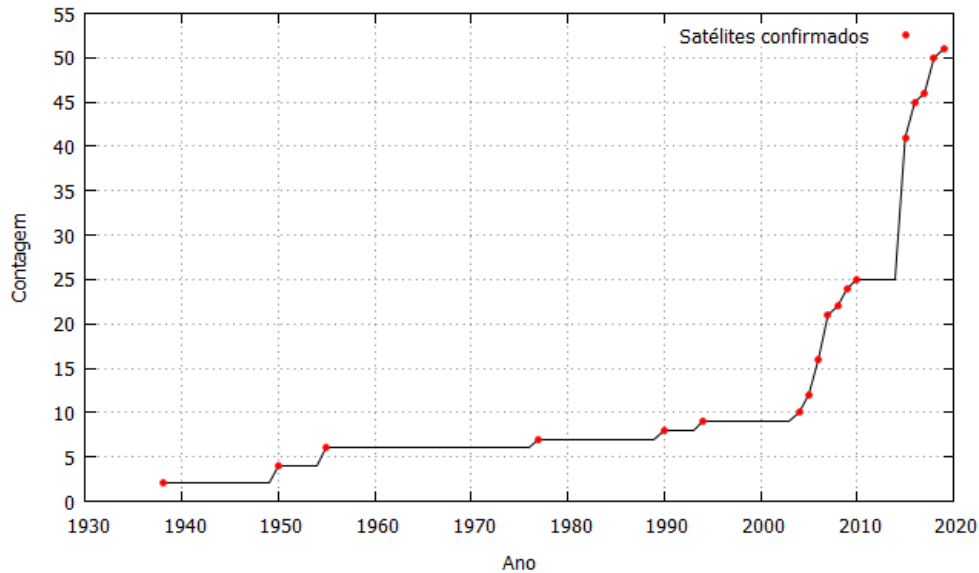


Figura 1.3 – Censo das galáxias satélites da Via Láctea em função do tempo, incluindo apenas objetos já confirmados como galáxias anãs.

Na Fig. 1.4, mostro o gráfico de McConnachie et al, 2012 da distribuição dos satélites da MW e também de outras galáxias (conforme mostrado na legenda) no espaço magnitude absoluta e raio a meia-luz. Vemos que há claramente um efeito de seleção, causado pela dificuldade de se observar objetos grandes muito difusos e com baixa magnitude. Ou, mesmo que pouco provável, pode ser que a função de luminosidade esteja de fato truncada. Respostas para esse tipo de questão exigem um censo atualizado dos objetos em questão.

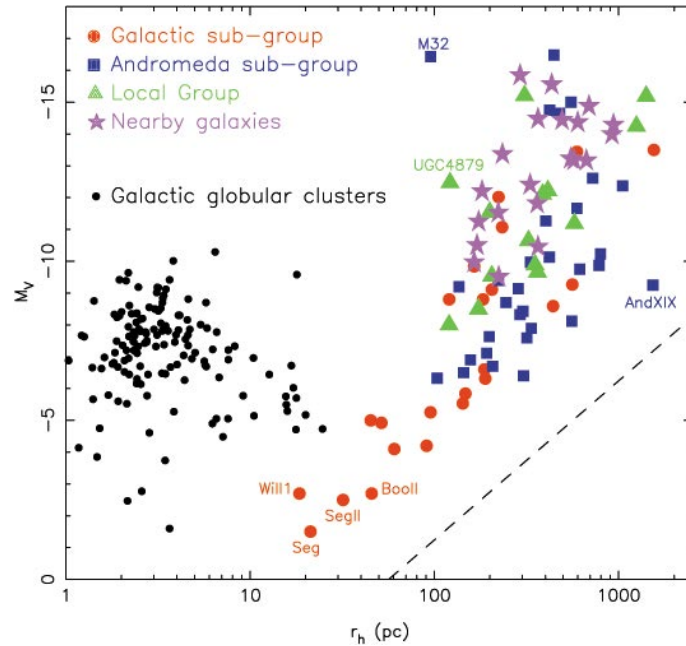


Figura 1.4 – Magnitude visual absoluta vs. raio a meia-luz para a amostra de galáxias. Em pontos pretos, estão indicados os aglomerados globulares, usando os dados do catálogo de Harris (Harris, 1996). A linha tracejada é definida por pontos de brilho superficial constante (McConnachie, 2012).

Mas afinal, por que galáxias anãs são tão importantes? Abaixo estão citados alguns dos aspectos que tornam UFDs importantes objetos de estudo, e em seguida abordo cada aspecto separadamente.

- (i) UFDs se encontram nos menores halos de matéria escura encontrados até o momento.
- (ii) UFDs são também os sistemas mais dominados pela matéria escura conhecidos.
- (iii) UFDs possuem parâmetros extremos: as mais baixas metalicidades, idades mais antigas, menores tamanhos e massas estelares.

O fato de que UFDs são os objetos mais dominados por matéria escura (sendo estes os menores halos encontrados até então) é muito interessante. A combinação destes fatores (pequena massa de halo e massa bariônica desprezível) torna as UFDs ótimos laboratórios para estudar a natureza da matéria escura. A simples contagem do número desses objetos ao redor da Via Láctea limita a massa da partícula da matéria escura.

1.4 AGLOMERADOS GLOBULARES E AGLOMERADOS FRACOS DO HALO

As estrelas na nossa galáxia raramente nascem sozinhas, sendo mais provável que surjam quase que simultaneamente formando o que se chama de aglomerados estelares: grupos de estrelas ligados pela atração gravitacional mútua. No geral, possuem mesma composição

química e estão praticamente à mesma distância da Terra. Entretanto, as estrelas diferem na massa, e, portanto, no tipo espectral.

Estudar as populações estelares dos aglomerados estelares é importante por diversos motivos, dentre eles a compreensão da formação e evolução destes e de sua dinâmica estelar (Li; de Grijs; Deng, 2016). Além disso, também são importantes para modelar a forma e estrutura do halo e reconstituir o histórico da formação inicial de estrelas na Galáxia (Pawlowski; Pflamm-Altenburg; Kroupa 2012a, Pawlowski; McGaugh; Jerjen 2015, Carollo et al. 2007), onde ambos exigem um censo mais completo desses objetos, e a determinação de seus parâmetros físicos.

Os objetos que estudo neste trabalho são *aglomerados globulares* (GCs) e os *aglomerados fracos do halo* (FHCs). Aglomerados globulares são objetos compactos e velhos, com mais de 12 Ganos, contendo as populações estelares mais antigas conhecidas⁵. O número de estrelas nestes objetos pode variar bastante, de milhares até centenas de milhares de estrelas. A maioria dos GCs, tanto na Via Láctea quanto em outras galáxias, contém principalmente estrelas antigas. Suas metalicidades variam desde extremamente pobres em metais (menos de 1/100 do valor solar) até valores próximos ao que vemos no Sol. Essa variação na metalicidade é um dos motivos que dá origem tipos distintos de GCs nas galáxias. Na Via Láctea, pelo menos, os GCs mais ricos em metais estão associados ao bojo, com uma cinemática de rotação. Por outro lado, os GCs mais pobres em metais tendem a estar associados com o halo, com um cinemática que não é de rotação. A existência de tipos diferentes de GCs pode ter sérias implicações para modelos de formação de galáxias e, atualmente, ainda não há uma explicação clara para a presença desta distinção entre GCs.

Há objetos que se estendem até mais de 100 kpc⁶. Estes objetos (os chamados aglomerados fracos do halo – FHCs), contêm estrelas antigas pobres em metais (semelhantes às de aglomerados globulares) e têm massas de quase mil vezes a massa solar⁷. Os FHCs diferem dos globulares clássicos quanto a densidade de estrelas: nos FHCs, a densidade de estrelas é muito baixa, mesmo em comparação aos GCs mais externos de baixa densidade. Acredita-se que os globulares do halo externo e as galáxias esferoidais anãs estão em órbita ao redor da Via Láctea, e não apenas passando através da galáxia. Por serem os objetos mais distantes associados à nossa galáxia, seus movimentos devem refletir os efeitos da atração gravitacional de toda a massa da Via Láctea (incluindo matéria não bariônica – matéria escura).

⁵ Apesar disto, há algumas exceções, como por exemplo Palomar 12, com aproximadamente 6 bilhões de anos.

⁶ Kim 2, por exemplo, encontra-se a aproximadamente 104.7 kpc (Kim et al., 2015)

⁷ Por exemplo: Indus I tem massa de $0.8 \times 10^3 M_{\odot}$ e Eridanus III possui $0.9 \times 10^3 M_{\odot}$ (Bechtol et al., 2015)

2 MÉTODOS DE ANÁLISE

2.0.1 Coleta de Dados

A maior contribuição deste trabalho foi manter atualizado o censo de galáxias anãs e aglomerados estelares (globulares e fracos do Halo). Fizemos uma extensa busca na literatura por novas descobertas e análises de satélites da Galáxia. Os dados de anãs e aglomerados fracos do Halo observados até 2012 foram tirados de McConnachie (2012). Já para os aglomerados globulares, partiu-se dos dados de Harris (1996). Na tabela abaixo mostramos os objetos descobertos a partir de 2017. UFD são as galáxias anãs ultra-fracas, T são os objetos de transição (ainda sem classificação), FHC são os aglomerados fracos do halo e GC são os aglomerados globulares.

Nome	Tipo	RA	DEC	l	b	D_H	M_V	r_h	Ref
		(deg)	(deg)	(deg)	(deg)	kpc	mag	pc	
Cetus III	UFD	31,33	-4,27	163,81	-61,13	251	-2,45	90	(Homma et al., 2018)
Hydrus 1	UFD	37,39	79,31	297,42	-36,75	27,6	-4,71	59,63	(Koposov et al., 2018b)
Carina II	UFD	114,11	-58	269,98	-17,14	36,2	-4,5	91	(Torrealba et al., 2018b)
Carina III	UFD	114,63	-57,9	270	-16,85	27,8	-2,4	30	(Torrealba et al., 2018b)
Bootes IV	UFD	233,69	43,73	70,68	53,31	209	-4,53	462	(Homma et al., 2019)
Centaurus I	UFD	189,6	-40,9	300,3	21,9	116,3	-5,55	77,82	(Mau et al., 2019a)
DELVE 1	UFD	247,7	-0,972	14,2	30,3	19	-0,2	5,37	(Mau et al., 2019a)
Antlia 2	UFD	143,87	36,77	264,9	11,27	132	9,03	2920	(Torrealba et al., 2019)
DES J0225+0304	T	36,45	3,07	163,58	-52,2	23,8	-1,1	18,55	(Luque et al., 2017)
FSR 1758	T	17,52	-39,31	286,46	-77,21	11,5	-	-	(Barbá et al., 2019)
DES 4	T	82,1	-61,72	270,87	-33,44	31,3	-1,1	7,58	(Torrealba et al., 2019)
DES 5	T	77,5	-62,58	272,2	-35,47	24,8	0,3	1,31	(Torrealba et al., 2019)
BLISS 1	T	177,55	-41,77	290,86	19,66	23,7	0	4,1	(Mau et al., 2019b)
To 1	T	56,08	-69,42	284,36	-40,91	43,6	-1,6	3,45	(Torrealba et al., 2019)
Gaia 3	T	95,06	-73,41	284,22	-28,13	48,4	-3,3	7,45	(Torrealba et al., 2019)
PS1 1	T	289,17	-27,83	10,04	-17,42	29,6	-1,9	4,69	(Torrealba et al., 2019)
DES J01111341	FHC	17,79	-13,68	142,83	-75,79	26,5	0,3	4,55	(Luque et al., 2017)
DES 3	FHC	325,06	-52,54	343,83	-46,51	66,4	-1,7	6,4	(Luque et al., 2018)
FSR 1716	GC	16,175	-53,75	329,78	-1,59	7,5	-	-1	(Minniti et al., 2017b)
RLGC 1	GC	244,29	-44,59	336,87	4,3	28,8	-	-2,2	(Ryu; Lee, 2018)
RLGC 2	GC	281,37	-5,19	27,63	-1,04	15,8	-	-2,1	(Ryu; Lee, 2018)
Gran 1	GC	269,65	-32,02	-1,23	-3,98	8,8	-	-1	(Gran et al., 2019)
Camargo 1107	GC	-	-	357,98	0,956	4	-6,6	-2,2	(Camargo; Minniti, 2019)
Camargo 1108	GC	-	-	358,4	-1,09	3,3	-8,4	-1,8	(Camargo; Minniti, 2019)
Camargo 1109	GC	-	-	2,17	0,84	4,3	-6,4	-1,5	(Camargo; Minniti, 2019)

Além disto, há dezenas de candidatos a globulares encontrados recentemente nas regiões internas da Galáxia, alguns dos quais foram posteriormente confirmados como sendo de fato

aglomerados globulares. Mais detalhes em: Minniti et al. (2017a), Minniti et al. (2017b), Minniti et al. (2017), Minniti; Alonso-García; Pullen (2017), Palma et al. (2019).

2.0.2 Métodos de Detecção

Nos últimos anos, houve muitos estudos focados em encontrar novas populações estelares ultra fracas no halo tanto da MW (eg. Homma et al. 2019, Mau et al. 2019b) quanto no de outras galáxias vizinhas (incluindo satélites da Via Láctea, como na LMC, por exemplo: Fritz et al. 2019, Pardy et al. 2019). A tarefa de detecção de uma galáxia anã não pode ser subestimada, já que trata-se de um objeto muito tênue e pobre em estrelas comparados às galáxias normais.

Há várias ferramentas utilizadas, dentre elas os códigos SparSEX¹ e o UGaLi (Ultra-faint Galaxy Likelihood)². O SparSEX é baseado no método de *Matched Filter*. Este método minimiza a variação entre o número de estrelas (em bins espaciais e também em bins no CMD) entre uma amostra estelar observada e uma amostra com modelos de populações estelares simples. Já o UGaLi é um conjunto de rotinas desenvolvido para estudos baseados em maximização de likelihood de galáxias satélites da Via Láctea.

2.0.3 Perfis de densidade

Há três funções que são comumente usadas para ajustar os perfis de densidade superficial ou brilho superficial das galáxias anãs e aglomerados estelares do Grupo Local: (a) perfil exponencial (b) perfil de Plummer (Plummer, 1911) (c) perfil King (King, 1962). Os dois primeiros modelos são conhecidos por fornecer descrições mais confiáveis para galáxias anãs, enquanto o terceiro modelo é mais usado para se ajustar perfis de densidade de aglomerados. Tais modelos caracterizam o tamanho de uma dSph usando apenas um ou dois parâmetros e assumem uma inclinação fixa em $r = 0$: ou uma cúspide ou um caroço. Na Tab. 2.0.3 mostramos a forma destas funções para o caso de sistemas esféricos, em que os perfis são função de apenas uma coordenadas radial esférica.

Perfil	Equação	Geralmente usado em
Exponencial	$\Sigma_{Exp}(r) = \Sigma_{0,E} \exp\left(-\frac{r}{r_E}\right)$	galáxias anãs
Plummer	$\Sigma_{Plummer}(r) = \Sigma_{0,P} \left(1 + \frac{r^2}{r_P^2}\right)^{-2}$	galáxias anãs
King	$\Sigma_{King}(r) = \Sigma_{0,K} \left[\left(1 + \frac{r^2}{r_c^2}\right)^{-1/2} - \left(1 + \frac{r_t^2}{r_c^2}\right)^{-1/2} \right]^2$	GCs

¹ Veja mais em <https://github.com/cslab-ntua/sparsex>.

² Veja mais em <https://github.com/DarkEnergySurvey/ugali>.

Aqui, r_E^3 é o raio exponencial, r_P é o raio de Plummer, r_c é o raio de core (ou de King) e r_t é o raio de maré. Esses perfis também podem ser estendidos a formas esféricas, como elipsoides (Martin; de Jong; Rix, 2008). É importante ter em mente que a adoção de tais modelos não fornece medições reais das formas dos perfis de densidade estelar (Moskowitz; Walker, 2019). Resultados de Peñarrubia et al. 2009 indicam que a *tidal stripping* pode alterar a forma do perfil estelar, mostrando que o perfil de luz é uma pista importante para a história dinâmica de uma galáxia. Alguns trabalhos recentes buscam inferir as formas dos perfis de densidade estelar das anãs da MW usando modelos paramétricos flexíveis (Moskowitz; Walker, 2019).

2.0.4 Fotometria

Antes da invenção do telescópio em meados de 1609, o meio mais importante para observação era o olho humano. As primeiras medidas de brilho datam como sendo obtidas por Hiparco⁴, que utilizava o conceito de magnitude visual (que ele relacionava ao tamanho). Com o desenvolvimento do telescópio, uma nova era surgiu, e somente no século XIX iniciou-se a era da fotografia astronômica. Desde então, surgiram detectores que cobrem todo o espectro eletromagnético.

Talvez a medida mais fácil de se obter para uma estrela seja seu *brilho aparente*. Ao falar de brilho aparente, quero dizer o quão brilhante a estrela aparece para um detector aqui na Terra. A *luminosidade* (L) de uma estrela, por outro lado, é a quantidade de luz que ela emite de sua superfície. Ao contrário do brilho aparente, a luminosidade não depende da distância do objeto, sendo uma propriedade intrínseca da estrela. A variação no brilho que observamos para diferentes estrelas é causada por variações na luminosidade e/ou variações na distância⁵.

O fluxo F ⁶ pode ser escrito em termos da luminosidade:

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad (2.1)$$

onde d é a distância à fonte de luz. No entanto, no domínio óptico os astrônomos ainda usam um sistema de medida que tem sua origem no cientista grego Hiparco (as estrelas mais brilhantes são as de primeira magnitude e as estrelas mais fracas que os olhos puderam ver foram listadas como sexta magnitude⁷). O sistema de magnitude é logarítmico em fluxo. Ou

³ O raio exponencial está relacionado com o raio a meia-luz através da relação $r_h = 1.68r_E$.

⁴ No sistema de Hiparco, as estrelas mais brilhantes eram consideradas estrelas de primeira magnitude, as menos brilhantes de segunda magnitude, e assim por diante.

⁵ Uma estrela próxima intrinsecamente fraca pode parecer tão brilhante para nós na Terra quanto uma estrela distante intrinsecamente luminosa. A razão pela qual as fontes de luz parecem mais fracas em função da distância é que, à medida que a luz viaja em sua direção, ela se espalha e cobre uma área maior.

⁶ O fluxo de uma fonte de luz é dado em Joules por segundo por metro quadrado.

⁷ Ou seja, o sistema de magnitude é, portanto, inverso - quanto mais brilhante é uma estrela, menor é sua magnitude.

seja, a magnitude aparente (m) de uma estrela é sua magnitude medida na Terra e pode ser expressa em termos do brilho aparente:

$$m = -2.5 \log F + cte. \quad (2.2)$$

Para determinar a constante (cte) do sistema de magnitudes, que é chamada de *ponto zero* de calibração, se utilizam estrelas com magnitudes bem determinadas. Um sistema muito usado é o sistema UBVRI, e este utiliza a estrela Vega como o zero da escala (ou seja, $m_{Vega} = 0$).

Astrônomos usam o sistema de *magnitudes absolutas* (M) para classificar as estrelas com base em como elas apareceriam se estivessem todas à mesma distância: M é a magnitude que um objeto teria se estivesse a uma distância de 10 pc de nós⁸. Se conhecemos a magnitude absoluta do objeto, e medimos sua magnitude aparente, podemos determinar sua distância d em parsecs a partir da seguinte relação:

$$m - M = 5 \log d (pc) - 5, \quad (2.3)$$

onde $m - M$ também é conhecido como o *módulo de distância*. A Eq. 2.3 só é válida para magnitudes aparentes intrínsecas, já corrigidas para efeitos de absorção e espalhamento da radiação eletromagnética por poeira/gás, ao que se dá o nome de *extinção*. A extinção pode ocorrer devido à atmosfera terrestre e também devido ao meio interestelar. O efeito de extinção atmosférica ocorre devido ao fato de que a atmosfera terrestre absorve a radiação em boa parte do espectro, tornando inviáveis medidas de raios- γ , raios-X e UV do solo. Para levar em conta o efeito da extinção, deve-se reescrever a Eq. 2.3:

$$m - M = 5 \log d (pc) - 5 + A, \quad (2.4)$$

onde A é o coeficiente de extinção. Especificamente, a magnitude visual absoluta M_V de uma estrela de magnitude aparente m_V , localizada a uma distância d seria: $M_V = 5 - 5 \log d (pc) + m_V - A_V$. Similarmente, a magnitude azul absoluta será $M_B = 5 - 5 \log d (pc) + m_B - A_B$. Estes conceitos são de extrema importância para medirmos quantitativamente cores. As cores são medidas tradicionalmente numa escala de magnitudes, que damos o nome de *índice de cor*:

$$M_B - M_V = m_B - m_V - (A_B - A_V). \quad (2.5)$$

Podemos reescrever isto na notação mais comumente usada:

$$(B - M)_0 = (B - V) - E_{B-V}, \quad (2.6)$$

onde $(B - M)_0 = M_B - M_V$ é o índice de cor intrínscico e $E_{B-V} = A_B - A_V$ é o *excesso de cor*. Comparando as Eqs. 2.4 e 2.6, vemos que apesar de a magnitude aparente de uma estrela depender da sua distância, o índice de cor não depende.

⁸ Ou seja, nesse sistema, se uma estrela está precisamente a 10 pc de nós, sua magnitude aparente será a mesma que sua magnitude absoluta.

Para populações estelares fracas, a grande maioria das estrelas não está amostrada no CMD. A magnitude absoluta então será a soma de duas partes: a soma das luminosidades das estrelas amostradas, e uma expectativa das luminosidades das estrelas não amostradas (ou seja, que são fracas demais para se detectar). Para levar isto em conta, é necessário fazer um ajuste de isócronas, assumindo certa função de massa. Na próxima seção falamos de isócronas e modelamento de diagramas cor-magnitude.

2.0.4.1 Diagramas cor-magnitude

No início do século XX, Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell fizeram, independentemente, gráficos semelhantes enquanto investigavam as relações entre as propriedades das estrelas. Hoje em dia nos referimos a esses gráficos como *Diagramas de Hertzsprung-Russell* ou simplesmente diagramas HR. Este diagrama mostra a relação existente entre a luminosidade de uma estrela e sua temperatura superficial (Fig. 2.1).

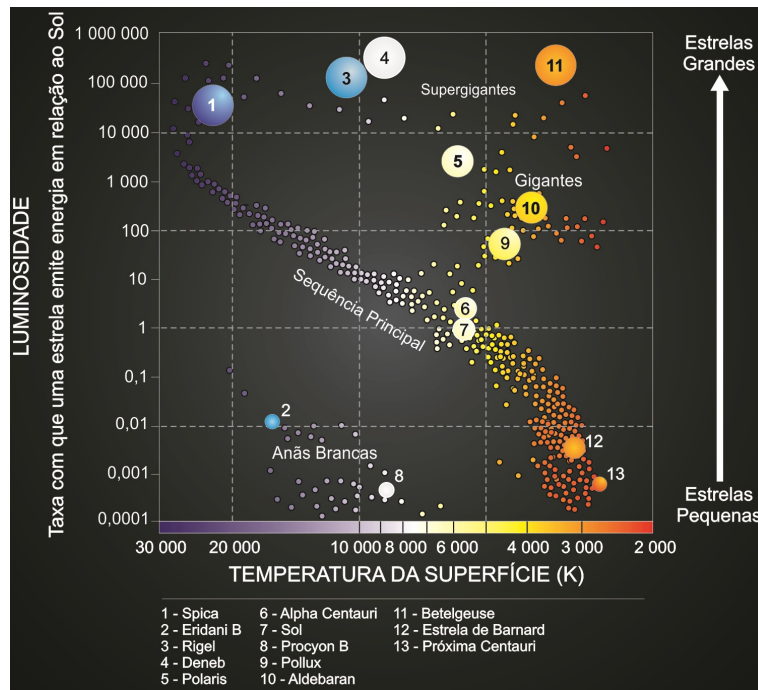


Figura 2.1 – Diagrama de Hertzsprung-Russell. No eixo inferior, a temperatura na atmosfera da estrela. No eixo superior a sua luminosidade, em unidades solares. Fonte: Astronomia e Astrofísica - UFRGS (<http://astro.if.ufrgs.br/>).

Para representar a ampla gama de valores em um diagrama, utiliza-se escala logarítmica. O eixo x do diagrama HR é inverso às convenções normais, com valores diminuindo da esquerda para a direita (estrelas mais quentes ficam do lado esquerdo do diagrama no direito as mais frias). Vemos também, ao analisar a Fig. 2.1, que as estrelas se localizam em partes específicas do gráfico (ou seja, não distribuem-se uniformemente no espaço L vs T)⁹.

⁹ Isso pode ser explicado de maneira muito simples se lembrarmos da relação entre luminosidade e temperatura

Ao invés de temperatura efetiva e luminosidade, há quantidades mais fáceis de medir: cor e magnitude. Desta forma, uma representação alternativa do diagrama HR é o *diagrama cor-magnitude (CMD)*, ferramenta extremamente usada em várias áreas da Astronomia. No contexto deste trabalho, o CMD é importante tanto para a identificação de um objeto quanto para obter suas propriedades físicas (metalicidade, idade, distância, avermelhamento).

O primeiro passo para procurar uma nova galáxia anã é identificar uma densidade em excesso de estrelas no céu, usando dados fotométricos. O próximo passo é avaliar o CMD para ver se esse excesso se deve a estrelas com aproximadamente a mesma distância, idade e metalicidade, ou se são estrelas não relacionadas fisicamente e sobrepostas por efeitos de projeção. A figura 2.2 mostra alguns CMDs de galáxias anãs, que mesmo tendo poucas estrelas ainda mostram uma distribuição de cores e magnitudes consistente como sendo de uma população de estrelas à uma mesma distância, entre outras propriedades físicas. As curvas vermelhas são as isócronas¹⁰ do melhor ajuste.

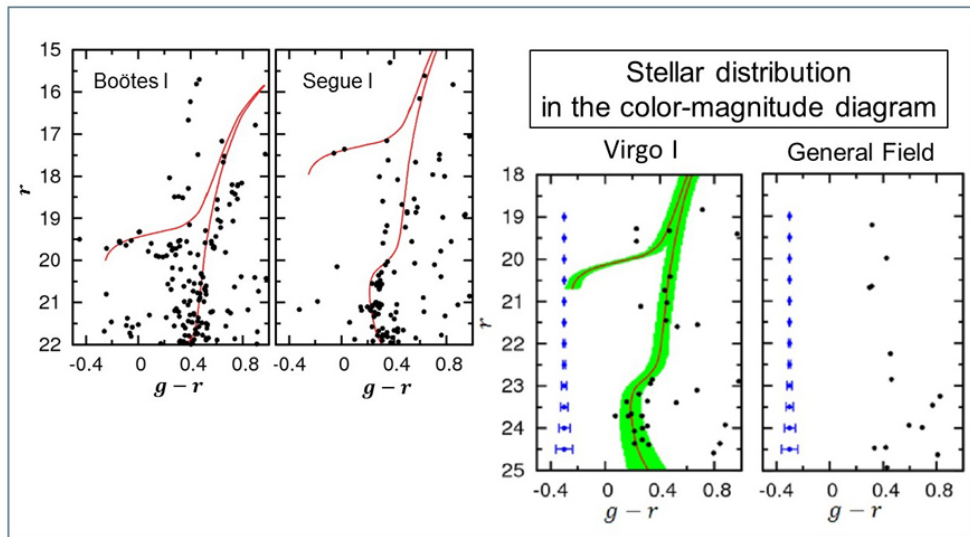


Figura 2.2 – Estrelas no CMD: populações estelares velhas mostram uma distribuição no CMD característica, dominada pelo ramo de gigantes vermelhas, pelo ramo horizontal e pelo ramo assintótico de gigantes. Na figura, da esquerda para a direita: Boötes I, Segue I, Virgo I e um campo geral fora de Virgo I. Podemos observar que as estrelas em um campo geral fora de Virgo I, além de ter menos estrelas, não apresenta a distribuição característica das demais. Fonte: <https://subarutelescope.org/>

Vimos então que as estrelas se agrupam em certos pontos do espaço magnitude vs cor, permitindo que os astrônomos saibam identificar quais estrelas (em suas respectivas fases de

para corpos negros (e se termos em mente que as estrelas se comportam quase como corpos negros):
 $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$.

¹⁰ A partir de modelos computacionais, astrônomos criaram diagramas HR teóricos para uma população de estrelas com uma idade específica. Mas ao invés de traçar os pontos individuais (estrelas), eles traçam uma linha que passa por todas as estrelas no diagrama HR. Como esta curva indica as posições das estrelas com uma idade específica, é chamada de *isócrona*.

evolução estelar) constituem certo objeto. Na Fig. 2.3 mostramos um CMD indicando o local em que estrelas em diferentes fases da evolução estelar aparecem.

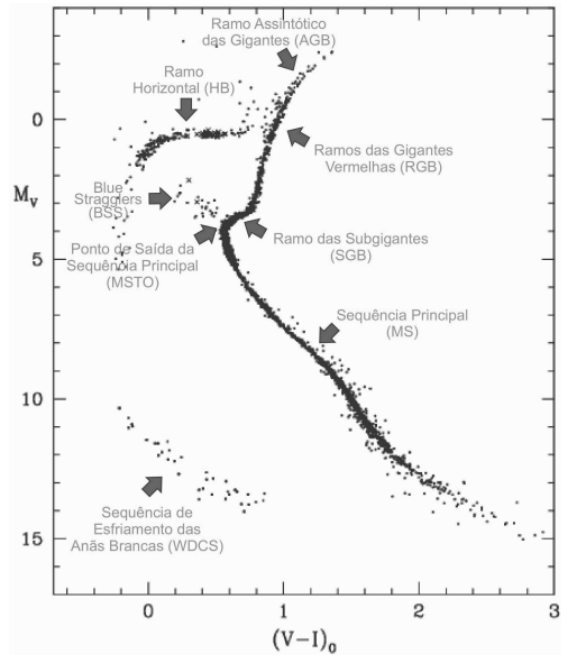


Figura 2.3 – CMD ilustrando suas diferentes regiões. Estrelas que queimam hidrogênio localizam-se na sequência principal (*main sequence* – MS) e eventualmente acabam esgotando o hidrogênio em seus núcleos, migrando para a região de *main sequence turnoff* (ou ponto de término da sequência principal – MSTO). Depois disso, as estrelas geram energia através da fusão de hidrogênio em uma camada que circunda um núcleo inerte de hélio, indo para o *subgiant branch* (ou ramo das subgigantes – SGB). Posteriormente, a superfície da estrela se expande e esfria posicionando-se no *red giant branch* (ou ramo das gigantes vermelhas – RGB). Eventualmente, o núcleo de hélio se torna tão quente e denso que a estrela começa a fundir hélio em seu núcleo (*horizontal branch*, ou ramo horizontal – HB). Uma subclasse são as estrelas variáveis pulsantes (*RR Lyrae*). Quando uma estrela típica esgota seu hélio central e os processos de fusão cessam, ela evolui para se tornar uma anã branca, entrando na sequência de esfriamento das anãs brancas (*white dwarf cooling sequence* (ou sequência de resfriamento de anãs brancas – WDCS). Fonte da figura: “Análise de Diagramas Cor-Magnitude de Aglomerados Globulares Galácticos”, Adriano Pieres, 2013.

Conforme uma população estelar envelhece, a massa das estrelas no *turn-off* diminui. Determinando a massa das estrelas do *turn-off point*, obtemos uma estimativa para a idade da população estelar¹¹. Ou seja, a idade da população é a idade das estrelas que estão no *turn-off point*.

¹¹ Isso só é possível se assumirmos que todas as estrelas do aglomerado se formaram quase que simultaneamente, e portanto que todas as estrelas do aglomerado têm a mesma idade que a estrela mais massiva deixada na Sequência Principal.

2.0.5 Espectroscopia

Junto com a fotometria, a espectroscopia forma a base da Astrofísica moderna. Para entender melhor o que é a espectroscopia, precisamos nos familiarizar com alguns conceitos básicos antes. A luz dos astros que chega até nós é uma forma de radiação eletromagnética, e pode estar em diversas faixas do comprimento de onda: desde os raios gama às ondas de rádio. A distribuição de todas as faixas de energia da luz é que o se chama de espectro eletromagnético.

Sabemos que a luz visível pode ser decomposta através de um sistema óptico envolvendo prismas ou redes de difração. Após decomposta, o espectro resultante permite analisar a natureza da fonte emissora, tirando-se daí diversas informações importantes sobre a fonte. No início da década de 1860, Kirchhoff fez três declarações sobre a formação espectral que ficaram conhecidas como Leis de Kirchhoff¹² da espectroscopia. Tais argumentos permitem descrever espectros contínuos, de emissão e de absorção. As Leis de Kirchhoff são:

1) Um corpo opaco quente (como uma lâmpada) ou um material sólido quente produz um espectro contínuo quando passa por um objeto difrator.

2) Um gás quente e transparente produz um espectro com linhas de emissão quando passa por prisma (ou rede de difração).

3) Um gás frio e transparente na frente de uma fonte mais quente de emissão contínua produz (após dispersão) um espectro com linhas de absorção.

Considerando o modelo de Bohr¹³, os elétrons são os principais causadores das linhas de absorção/emissão que vemos nos espectros estelares. Um elétron pode absorver ou emitir um fóton com energia igual a diferença entre dois níveis eletrônicos. Lembrando destes conceitos, podemos explicar com mais clareza os espectros de absorção e emissão:

1) Espectro de absorção: Uma fonte contínua de luz emite fótons com todas as energias diferentes. Quando esses fótons passam por uma nuvem de gás, eles podem encontrar os átomos desse gás (cada um dos quais com um conjunto de elétrons com níveis de energia específicos). Os fótons que possuem exatamente a diferença de energia entre dois níveis do átomo podem ser absorvidos. Assim, o que vemos depois que a luz de um corpo negro (ou seja, a fonte contínua) passa através de uma nuvem de gás são linhas de absorção. Todas as linhas de absorção correspondem exatamente a comprimentos de onda ou frequências que são determinados pela diferença de energia entre os níveis de energia dos elétrons nos átomos que compõem a nuvem.

¹² Essas são leis empíricas, tendo sido formuladas com base em experimentos.

¹³ Este modelo simples para átomos exigia que os elétrons ocupassem certas órbitas (formando um conjunto discreto) em torno do núcleo. Estas órbitas específicas possuem energias bem determinadas (ou quantizadas), de forma que, quando o elétron está em uma dessas órbitas, ele possui uma quantidade específica de energia.

2) Espectro de emissão: Quando temos uma nuvem de gás de baixa densidade que está sendo aquecida por algum processo, os elétrons nos átomos nessa nuvem não estarão todos no nível mais baixo (estarão em níveis mais altos). Assim, à medida que eles decaem para níveis mais baixos, emitem fótons com frequências específicas, dando origem a linhas de emissão.

Na Fig. 2.4 mostramos o espectro de quatro estrelas da galáxia anã de Sculptor, numa variedade de $[Fe/H]$ e temperaturas. As linhas de absorção de Fe, Mg, Si e Ti variam de estrela para estrela, mostrando a não homogeneidade química da galáxia anã. Em especial, nos dois primeiros painéis, as temperaturas efetivas variam por 211K e há uma clara diferença na intensidade das linhas metálicas, devido à diferença nas abundâncias químicas. Nos dois últimos painéis, como as estrelas têm aproximadamente a mesma temperatura, as diferenças na força das linhas são devido à diferença na razão S/R.

A dispersão de metalicidade e a presença de estrelas muito pobres em metais ($[Fe/H] < -3$) demonstram que o objeto em questão (Sculptor) tem características químicas de uma galáxia anã ao invés de um aglomerado globular. Vimos então que as metalicidades das estrelas das UFDs são importantes para classificá-las como galáxias.

Em uma série recente de artigos importantes, Boylan-Kolchin, Weisz, e colaboradores quantificaram a correspondência entre galáxias anãs observadas hoje no Grupo Local e galáxias fracas em alto redshift. Boylan-Kolchin et al. 2015 usaram a história de formação estelar de anãs próximas a nós para calcular suas luminosidades ultravioleta (UV) em função do tempo, e mostraram que as dSphs clássicas tinham magnitudes UV na era de reionização semelhantes às magnitudes da banda V de hoje, enquanto os UFDs tinham magnitudes de UV a alto redshift que eram de 1 a 2 mag mais brilhantes do que as magnitudes ópticas atuais¹⁴.

¹⁴ Para mais detalhes, veja, por exemplo, Boylan-Kolchin et al. 2015 e Weisz; Boylan-Kolchin 2017.

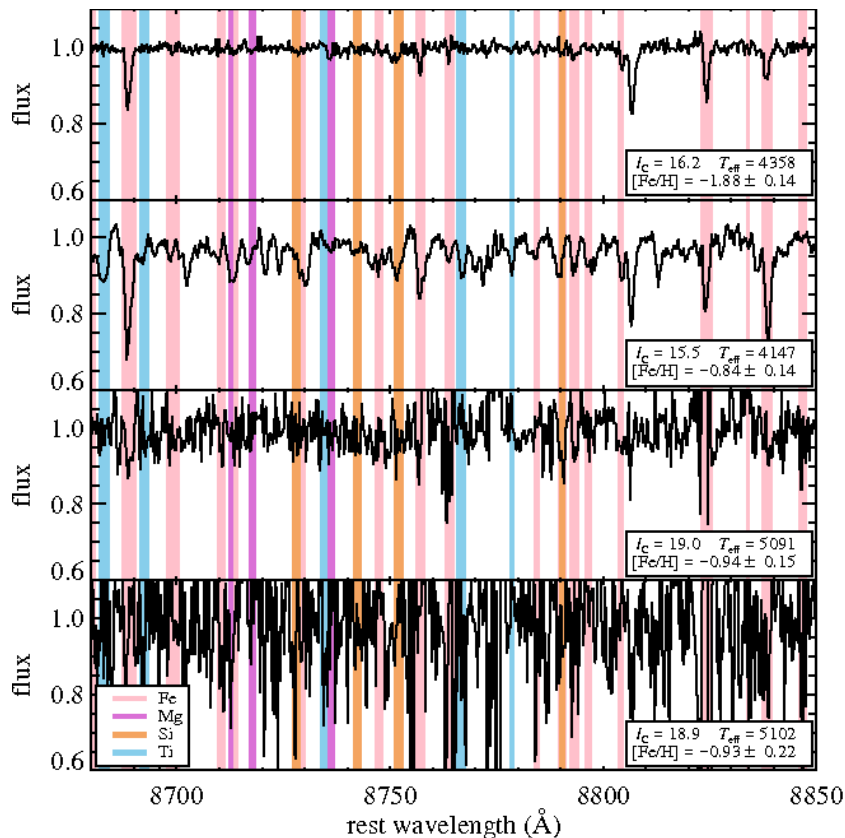


Figura 2.4 – Espectro (DEIMOS) de quatro estrelas da galáxia anã Sculptor (Kirby et al., 2009). As primeiras duas figuras são estrelas com $[Fe/H]$ muito diferentes, enquanto que as duas últimas figuras mostram duas estrelas com quase a mesma temperatura e $[Fe/H]$, mas com SNR (signal-to-noise ratio) diferentes.

Com as técnicas de síntese espectral desenvolvidas na última década e outros métodos, a abundância de vários elementos (além do ferro) também pode ser obtida a partir de espectros de média resolução de estrelas de galáxias anãs (Koposov et al., 2015). No entanto, o detalhamento dos padrões de abundância química geralmente requer observações com uma resolução espectral mais alta, o que é desafiador para galáxias anãs, porque mesmo as estrelas mais brilhantes são geralmente fracas (magnitudes aparente $m_V > 21$).

As primeiras medições espectroscópicas de metalicidade para UFDs mostraram que estes objetos têm metalicidades muito baixas ($[Fe/H] \lesssim -2$) e que as estrelas constituintes abrangem uma gama em metalicidade (Muñoz et al. 2006, Martin et al. 2007). Estudos posteriores com dados mais precisos mostraram que a maioria das UFDs contêm estrelas extremamente pobres em metais ($[Fe/H] \lesssim -3$), distinguindo-se de aglomerados globulares e anãs clássicas (Kirby et al., 2008).

Através de espectros, também podemos obter medidas de velocidades radiais individualmente para cada estrela suficientemente brilhante que constitui uma anã satélite. A média dessas velocidades nos dá a velocidade radial da satélite, enquanto a dispersão de velocidades em torno dessa média pode ser usada para estimar a massa dinâmica do objeto, aplicando-se

o Teorema do Virial ou um modelo dinâmico mais detalhado.

3 ANÁLISE DO SISTEMA

Nesta seção, iremos utilizar a compilação de galáxias anãs satélites da MW e de aglomerados globulares e fracos do halo com a finalidade de analisar as propriedades gerais desses sistemas de objetos do halo. A compilação foi descrita na Seção 2.0.1.

Na Fig. 3.1 mostramos a distribuição dos satélites da Via-Láctea projetada no céu, superposta a grade de coordenadas equatoriais. Nela estamos incluindo os FHCs e os GCs. Nas Fig. 3.2 e 3.3 mostramos os mesmos mapas projetados no céu, mas com o código de cores representando objetos com diferentes distâncias Galactocêntricas e magnitudes absolutas, respectivamente. Essas figuras mostram claramente que os aglomerados globulares se concentram muito mais em torno do centro da Galáxia, situado em $(\alpha, \delta) = (270^\circ, -30^\circ)$ (na direção da constelação de Sagitário), tendo distâncias Galactocêntricas tipicamente < 30 Kpc e um domínio relativamente estreito de magnitudes absolutas. Pela Fig. 3.2 podemos ver que os objetos mais próximos de nós são aqueles mais compactos (GCs) que conseguem se manter mesmo sob os efeitos de maré da MW. Já da Fig. 3.3, vemos que os globulares variam pouco em magnitude, estando em um intervalo de aproximadamente $-4 < M_V < -10$, enquanto que os demais objetos cobrem intervalos maiores em magnitude absoluta.

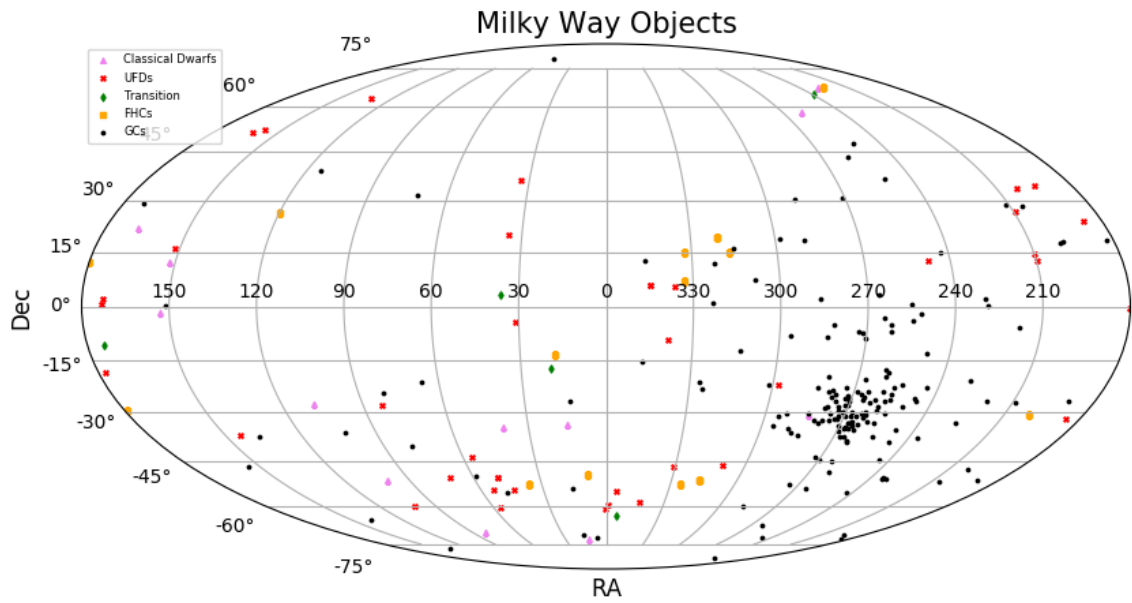


Figura 3.1 – Mapa (projeção Mollweide) dos objetos orbitando a Via Láctea, incluindo: galáxias anãs (Classical Dwarfs e UFDs), aglomerados fracos do halo (FHCs) e aglomerados globulares (GCs). Alguns objetos têm propriedades intermediárias entre aglomerados e galáxias anãs, sendo então classificados como objetos de transição (Transition).

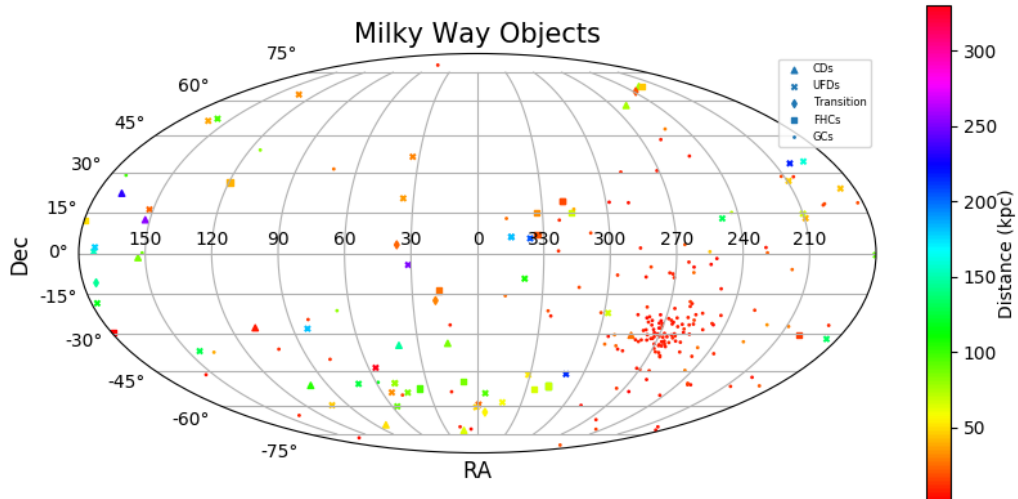


Figura 3.2 – Distribuição dos objetos orbitando a Via Láctea, incluindo: galáxias anãs (Classical Dwarfs e UFDs), aglomerados estelares (GCs e FHCs). O código de cores representa objetos com diferentes distâncias Galactocêntricas.

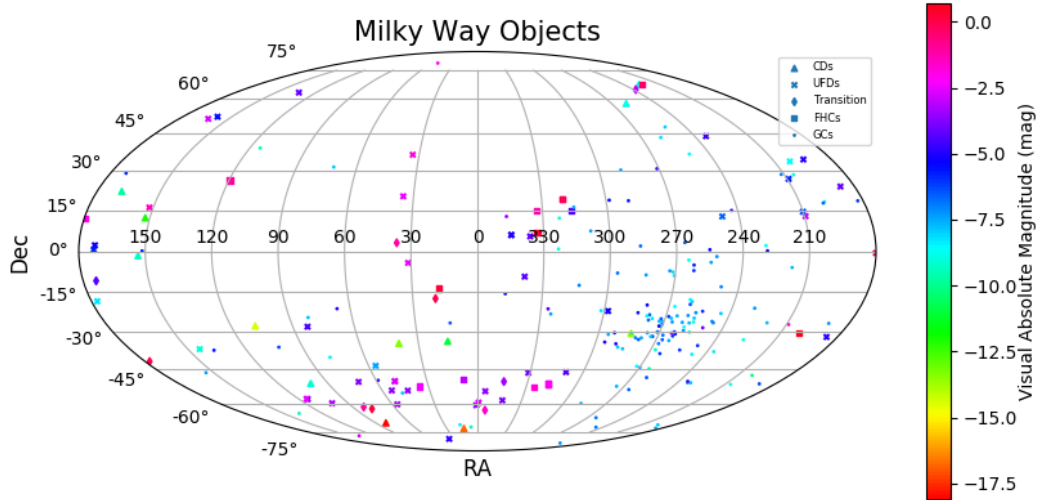


Figura 3.3 – Distribuição dos objetos orbitando a Via Láctea, incluindo: galáxias anãs (Classical Dwarfs e UFDs), aglomerados estelares (GCs e FHCs). O código de cores representa objetos com diferentes magnitudes absolutas na banda V.

Na Fig. 3.4, mostramos a magnitude absoluta contra o raio a meia-luz para satélites da Via Láctea, incluindo novamente as anãs clássicas, UFDs, FHCs, GCs, estes últimos dados da amostra de (Harris, 1996), além de alguns objetos de transição, ou seja, ainda sem classificação bem definida. Os objetos descobertos a partir de 2017 (ver Tabela ???? na seção ????) estão representados por símbolos x em vermelho. A Fig. 3.4 mostra que as descobertas de novos satélites da Via Láctea em baixas luminosidades tendem a atenuar a clara distinção entre aglomerados estelares e galáxias anãs observada no domínio de maiores luminosidades. A maioria das novas descobertas cobre a região mais escassamente povoada do canto inferior esquerdo da figura. É importante também ressaltar a incompletude dos dados: nenhum dos 29 aglomerados globulares descobertos após 2017 está graficado, pois falta informação de M_V e/ou r_h .

Vemos da Fig 3.4 que as galáxias anãs ficam bem separadas dos aglomerados globulares no regime $M_V < -6$. Dentre todos os satélites do Halo, os FHCs representam os menores valores de magnitude absoluta. As UFDs também encontram-se em um regime de magnitudes muito fracas. Devido à falta de estrelas brilhantes nestes objetos, uma caracterização espectroscópica detalhada de UFDs e FHCs possivelmente ficará limitada aos satélites da Via Láctea ou do Grupo Local, mesmo após a entrada em operação dos telescópios extremamente grandes.

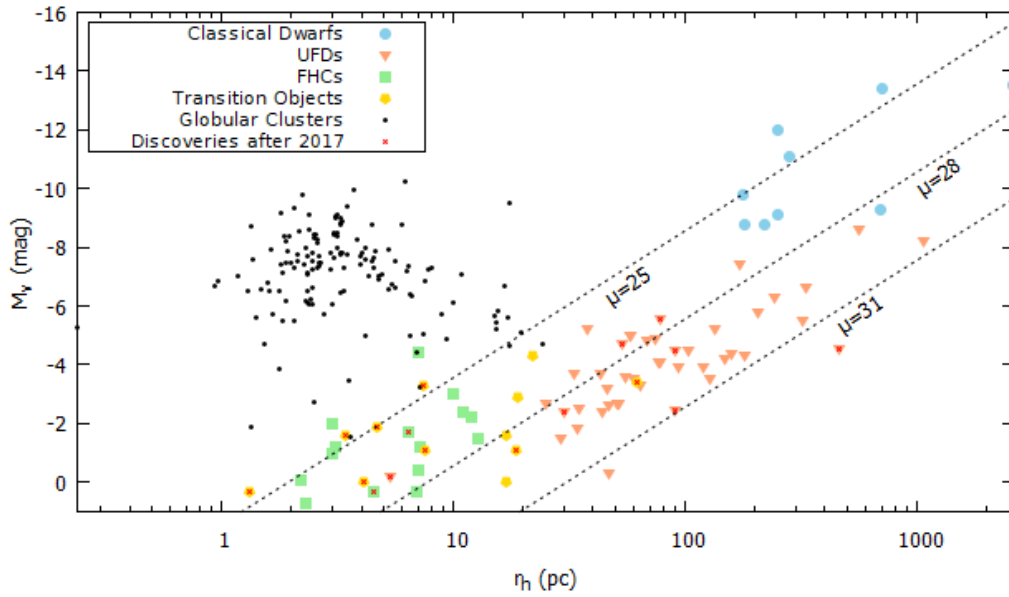


Figura 3.4 – Magnitude absoluta (M_V) em função do raio a meia-luz (r_h) para satélites da Via Láctea: anãs clássicas, UFDs, FHCs, GCs e objetos de transição. Em símbolos x vermelhos estão os objetos descobertos a partir de 2017. As linhas tracejadas correspondem a valores de brilho superficial constante (de 25, 28 e 31 mag arcsec⁻²).

Apesar de uma nítida diferença entre aglomerados globulares e galáxias anãs para magnitudes absolutas $M_V < -5$, para magnitudes mais fracas e no regime de $1pc < r_h < 30pc$, fica mais difícil ver uma diferença nítida entre estes objetos. Diversos estudos tentaram encontrar um raio a meia-luz limítrofe na caracterização entre estes sistemas: por exemplo, Gilmore et al. 2007 estimou razões massa/luminosidade para os sistemas de GCs e anãs da MW e chegou à conclusão de que todos os sistemas com $r_h \gtrsim 22$ pc aparentemente estão embutidos em halos de matéria escura (ou seja, são galáxias), enquanto que todos os sistemas com $r_h \lesssim 22$ pc são aglomerados de estrelas. Isso fornece uma interpretação física da distribuição do tamanho em termos de uma escala mínima para sistemas dominados pela matéria escura, mas ainda é muito incerto que haja de fato um valor fixo de r_h que determine as diferenças observadas em GCs e anãs.

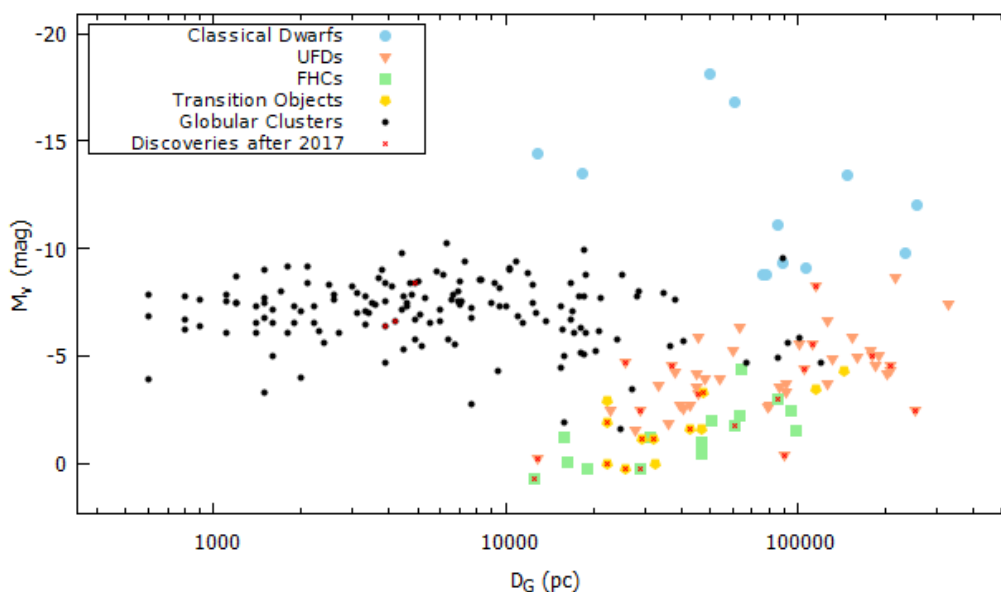


Figura 3.5 – Magnitude absoluta (M_V) em função da distância Galactocêntrica para satélites da Via Láctea: anãs clássicas, UFDs, FHCs, GCs e objetos de transição. Em símbolos x vermelhos estão os objetos descobertos a partir de 2017.

A Fig. 3.5 mostra as magnitudes absolutas de GCs, FHCs, UFDs, anãs clássicas e objetos de transição em função da distância Galactocêntrica. A ausência de objetos na parte superior reflete a função de luminosidade de satélites, já que todos os objetos de mais alta luminosidade já devem ter sido identificados. A figura mostra que, enquanto os GCs têm luminosidades mais homogêneas, as galáxias anãs mostram ampla dispersão em luminosidade. A amostra de anãs clássicas provavelmente já está completa, com a possível exceção de regiões bem próximas ao plano do disco Galáctico, sujeito a alta extinção.

Vemos que para grandes distâncias ($D > 100$ kpc) não há (ainda) detecções de objetos fracos (com magnitudes absolutas $M_V > -3$). Uma possível explicação para isto seria que a função de luminosidade é truncada. No entanto, isto é improvável, e o mais aceito é que na verdade esse comportamento seja um efeito de seleção, devido às limitações na profundidade dos levantamentos de dados atuais. Além disso, deve-se atentar ao fato de que acima de $D \approx 100$ kpc é que está contida a maior parte do volume da Via Láctea. Considerando que a Via Láctea possui um raio do virial de $r \approx 200$ kpc (Dehnen; McLaughlin; Sachania, 2006), então o volume dentro de $D = 100$ kpc é aproximadamente 10% do total da Via Láctea.

Já a Fig. 3.6 mostra raios a meia-luz em função da distância Galactocêntrica. Uma das coisas que podemos notar ao analisar a Fig. 3.6 é que objetos mais próximos de nós são mais compactos em comparação aos mais distantes. Isso se deve ao efeito de maré da Galáxia. Considerando órbitas elípticas excêntricas para os satélites Galácticos, a posição atual de cada um tende a estar mais próxima do apo-Galáctico do que do peri-Galáctico. Ou seja, satélites com distâncias *observadas* maiores tendem a ter raio orbital médio maior,

sendo menos afetadas pelo efeito de maré da Galáxia ao longo de sua órbita. Isso permite que tenham raios de maré maiores, o que também se reflete nas medidas do raio a meia-luz.

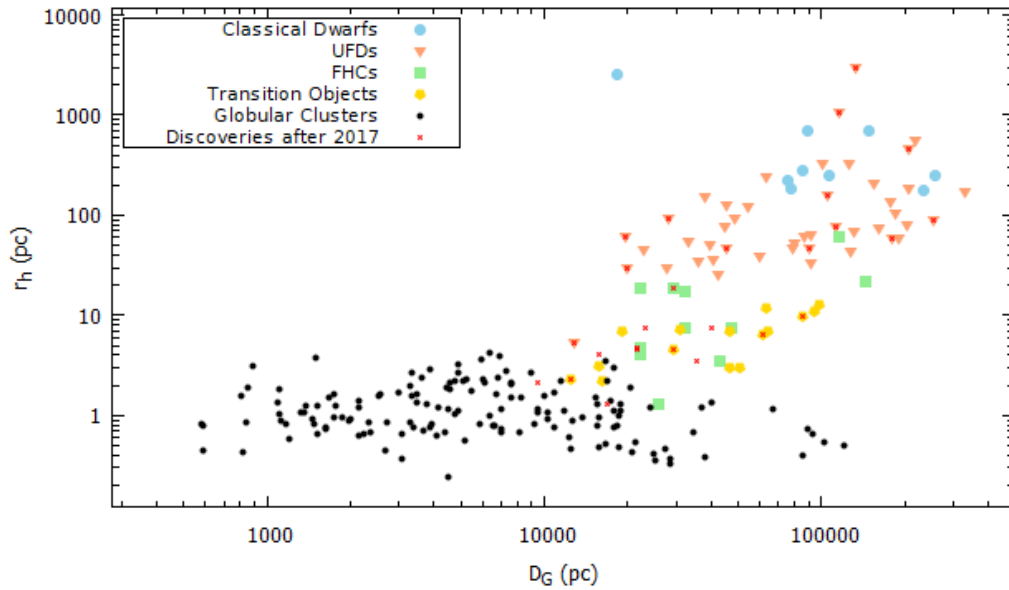


Figura 3.6 – Relação entre o raio a meia-luz e distância Galactocêntrica para os satélites da Via Láctea.

Vemos também que tudo o que sobreviveu na parte mais interna da galáxia é uma população de aglomerados globulares, que ocupam uma pequena região no espaço dos parâmetros de luminosidade e tamanho (eles são predominantemente aglomerados globulares pertencentes ao bojo). Para maiores distâncias, os globulares pertencem ao halo. A distribuição desses objetos é mais ampla, e alguns desses objetos estão em processo de ruptura (por exemplo, NGC 5466 - Fellhauer et al. 2007).

Na Fig. 3.7 mostramos a relação metalicidade vs. luminosidade. Galáxias mais luminosas tendem a ser mais ricas em metais. Isso é comumente explicado como sendo resultado de que galáxias mais luminosas tendem a ter maior massa, não apenas estelar, mas também maior massa total, sendo portanto capazes de reter com mais eficiência materiais ejetados de estrelas no final de sua evolução, tais como em explosões de supernovas ou em ventos estelares fortes. Esse material enriquecido em elementos pesados produzidos nos interiores estelares, por não escapar totalmente da galáxia, acaba sendo aproveitado com mais eficiência na formação de novas estrelas, levando a um processo continuado de enriquecimento químico. Cabe notar que a relação geral entre metalicidade e magnitude absoluta (e, portanto, luminosidade) é clara, embora a dispersão seja grande para baixas magnitudes.

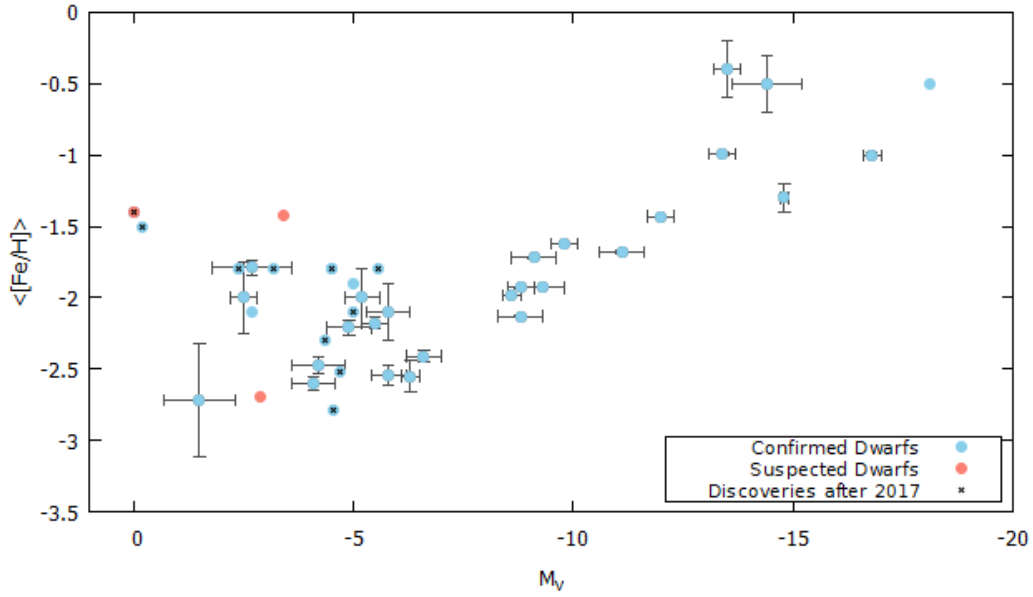


Figura 3.7 – Magnitude absoluta na banda V versus metalicidade para amostra de galáxias anãs da MW que tinham estas medidas disponíveis.

Tentamos estimar a massa da Via-Láctea para diferentes raios utilizando um método aproximado, onde o raio de maré pode ser escrito como

$$r_t^3 = \frac{M_D D_G^3}{2M_{MW}}, \quad (3.1)$$

onde M_D é a massa dinâmica da anã e D_G é a distância Galactocêntrica. Assumindo que a relação entre o raio de maré e o raio a meia-luz seja da forma $r_t = \alpha r_h$, e substituindo na Eq. 3.1, obtemos que a massa da MW pode ser dada por:

$$M_{MW} = \frac{M_D D_G^3}{2r_h^3 \alpha^3} \quad (3.2)$$

Para obter uma estimativa do valor de α , utilizamos dados da anã de Fornax: $r_{t,Fornax} = 2850$ pc (Coleman et al., 2004) e $r_{h,Fornax} = 710$ pc (McConnachie, 2012), resultando em um valor de $\alpha \approx 4.014$. Utilizando este valor, podemos obter uma estimativa para valor de M_{MW}/M_D .

Na Fig. 3.8 mostramos a massa da Galáxia interna a uma dada distância Galactocêntrica em função da mesma (o fato de apenas algumas das anãs possuírem massa conhecida na literatura limitou o número de objetos disponíveis para fazer este gráfico). Nesta figura, vemos que há um aumento na massa com a distância ao centro Galáctico, como é de se esperar. Para a anã de Sagitário (ponto do canto inferior esquerdo), o método aqui utilizado parece ser problemático. Isso pode, no entanto, ser explicado se lembrarmos que este objeto quase certamente não está em equilíbrio dinâmico. A anã de Sagitário está sendo destruída devido ao efeito de maré da MW, e isto faz com que seu raio de maré não seja bem definido.

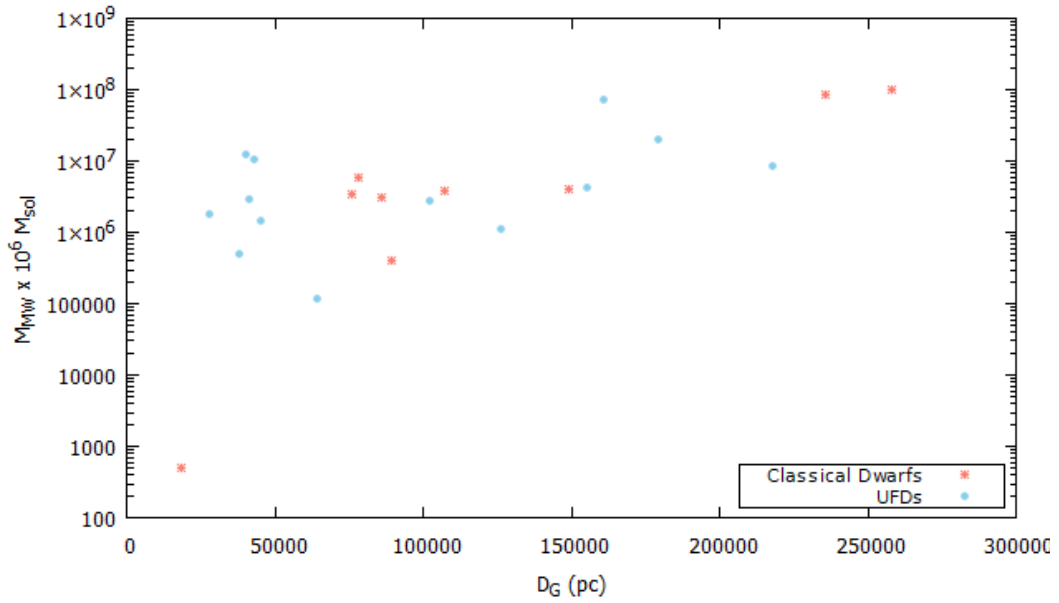


Figura 3.8 – Massa estimada da Via Láctea em função da distância Galactocêntrica.

Vemos também, na Fig. 3.8, que mesmo a uma distância Galactocêntrica fixa, as medidas de massa da Galáxia apresentam grande variação (chegando até em uma ordem de magnitude em alguns casos). Isso reflete as grandes incertezas envolvidas nas medidas das anãs, tanto de tamanho quanto de massa. Além disso, a utilização de um único fator de conversão α entre raio a meia-luz e de maré acrescenta mais incerteza ao método. Porém, o valor médio obtido para $R \leq 150$ Kpc é da ordem de $3 \times 10^{12} M_{sol}$, o que é confirmado por outras análises (por exemplo, Wang et al. (2019) encontrou uma massa total para a Galáxia de $M_{MW} \approx 1 \times 10^{12} M_{\odot}$, enquanto que Karukes et al. (2019) encontrou uma massa total de $M_{tot} = 7.26 \times 10^{11} M_{\odot}$ a uma distância de 119.57 kpc do CG).

Na Fig. 3.9 mostramos a idade das anãs da MW como função das suas distâncias Galactocêntricas. O ponto com $D_G = 258$ kpc e idade de $\simeq 3$ Gano é Leo I (Gyoon Lee et al., 1993, AJ, 106, n4). Carollo et al. 2016 fez um mapa do halo da Via Láctea, com base nas idades inferidas de ≈ 130000 estrelas do *blue horizontal-branch* (BHB) e mostrou que estruturas mais jovens dominam a região mais externa do halo. Isso é oposto ao que observamos com as galáxias anãs, onde vemos um fraco gradiente positivo de idades. Mas novamente, há um grande espalhamento nas idades determinadas a uma distância fixa do centro, sendo que parte das idades menores correspondem a objetos recentemente analisados.

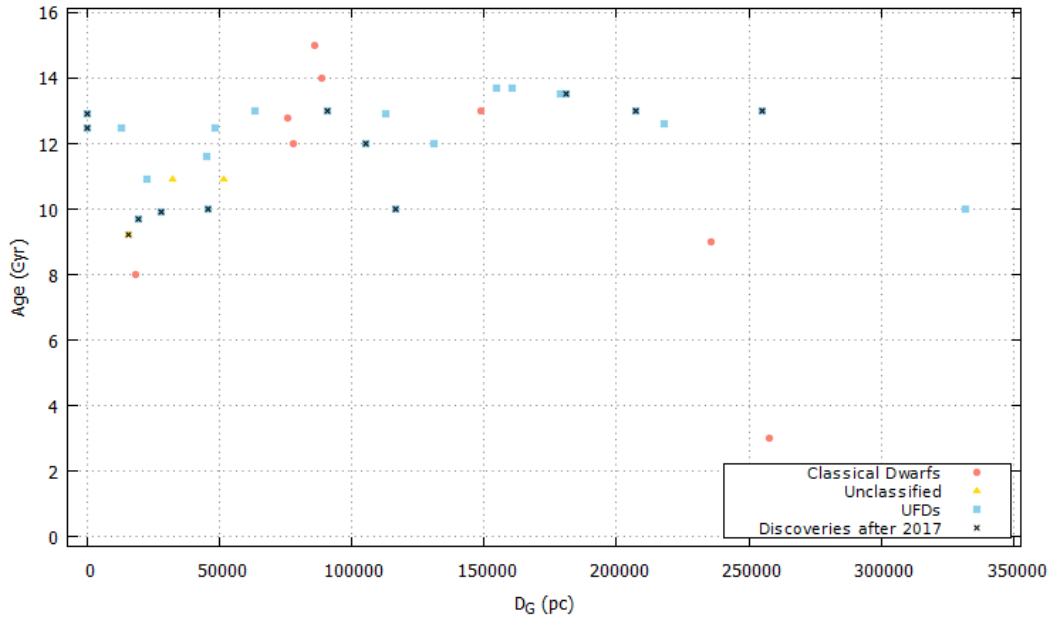


Figura 3.9 – Relação entre idade e distância Galactocêntrica para o sistemas de anãs da MW. Também estão apresentados objetos de transição.

Na Fig. 3.10 mostramos a idade das anãs da MW como função das suas magnitudes absolutas na banda V, mostrando que objetos mais fracos ($M_V > -9$) costumam estar dentro de uma faixa de idades que varia entre $\tau = 10$ Gyr e $\tau = 13$ Gyr, enquanto que para objetos mais luminosos vemos uma relação mais esparsa, com idades variando desde $\tau = 3$ Gyr (Leo I) até $\tau = 13.7$ Gyr (Leo IV e Canes Venatici II).

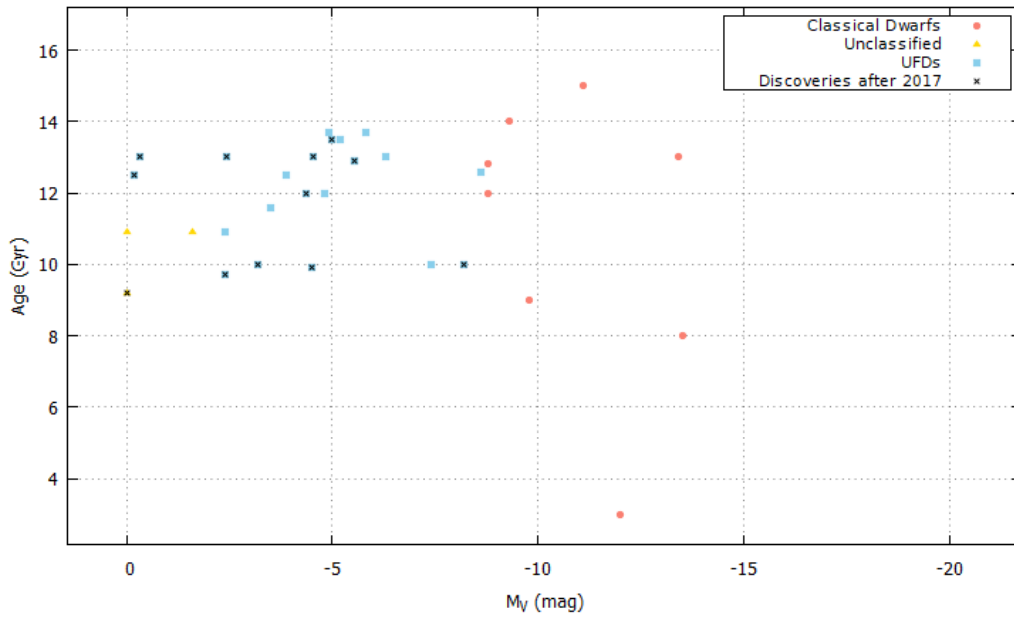


Figura 3.10 – Relação entre idade e magnitude absoluta na banda V para o sistemas de anãs da MW. Também estão apresentados os objetos de transição.

Na Fig. 3.11 mostramos a distribuição dos aglomerados globulares do plano xy da Via Láctea. Vemos claramente que há mais objetos entre nós e o centro Galáctico (CG) em comparação ao lado oposto do CG. Este efeito já é esperado, tendo em vista que o gás e poeira entre nós e esses objetos mais distantes atrapalham o processo de detecção e caracterização dos mesmos, em especial a baixas latitudes Galácticas.

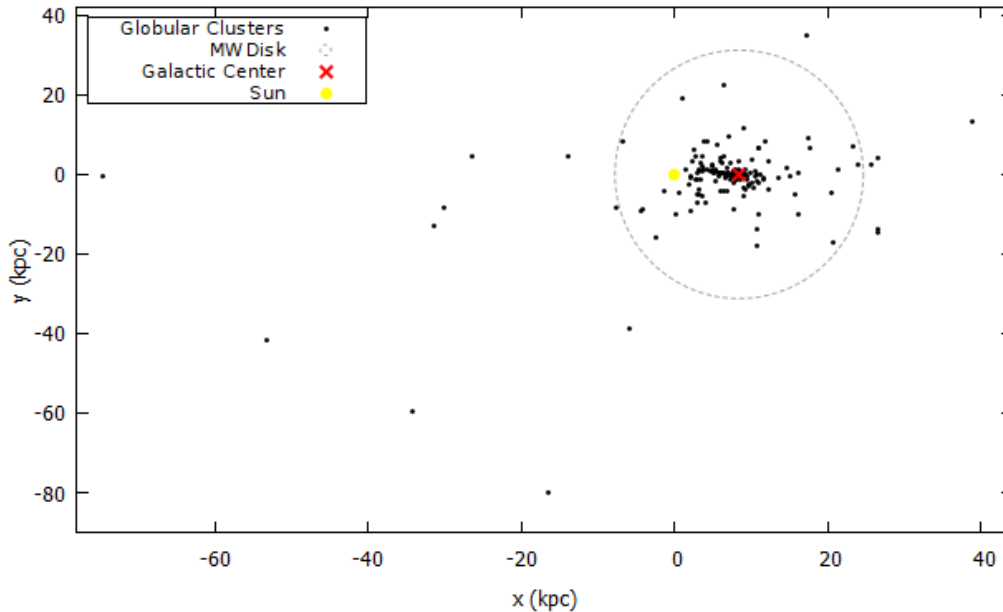


Figura 3.11 – Distribuição de aglomerados globulares no plano xy da Galáxia.

3.1 DISTRIBUIÇÃO NO ESPAÇO DE FASE

A determinação das propriedades orbitais de galáxias anãs ao redor da nossa Galáxia é um passo importante para entender melhor a formação e a evolução destes objetos. Isso requer o conhecimento de suas velocidades e de suas órbitas. No entanto, as medidas de movimento próprio (PM) geralmente têm precisão limitada e estão disponíveis apenas para as anãs mais massivas. Algumas questões em aberto dependem do estudo aprofundado da cinemática desses objetos, como por exemplo: a perda de gás de dSphs e UFDs e o gradiente de metalicidade observado nas anãs da MW (Wang; Jones; Treu 2019, Wang et al. 2019).

Sabe-se há muito tempo que as galáxias satélites da Via Láctea mostram uma significativa correlação no espaço de fase, distribuindo-se em um disco altamente inclinado de satélites (*disc of satellites - DoS*). Planos de galáxias satélites foram descobertos em torno de pelo menos três sistemas: MW, M31 e Centaurus A (Pawlowski, 2018 fez um estudo detalhado e atualizado destes sistemas e de outras galáxias do grupo local). Têm-se procurado em simulações cosmológicas por estruturas análogas a estas (que reproduzam simultaneamente suas assinaturas espaciais e cinemáticas – correlações de velocidade na linha de visada ou

alinhamento de planos e direções orbitais) (Pawlowski, 2018).

A primeira indicação para uma distribuição anisotrópica de galáxias satélites MW foi discutida há mais de 40 anos, quando as então conhecidas galáxias satélites (LMC, SMC, Carina, Ursa Minor, Sculptor, Fornax, Leo I, Leo II, Draco) a distâncias de mais de 50 kpc se encontravam ao longo do mesmo grande círculo polar. Na Fig. 3.12 mostramos o plano de satélites para as atuais onze anãs clássicas ($M_V < -8$) da MW. A figura mostra que a projeção desses objetos no plano de coordenadas cartesianas Galactocêntricas X-Z não é uniforme. As galáxias tendem a se alinhar. Esta estrutura foi ganhando mais forma após a descoberta de diversas UFDs, conforme mostramos na Fig. 3.13, para as mesmas coordenadas, bem como para a projeção no plano Y-Z. Esta distribuição preferencial em um plano pelos satélites hoje é conhecida como *Vast Polar Structure* (VPOS): uma distribuição polar e achatada de galáxias satélites, aglomerados fracos do halo e alguns aglomerados globulares distantes. Pawlowski 2018 mostrou que, dependendo da amostra exata de galáxias satélites consideradas, a distribuição é ajustada por um plano com rms de $r_{\perp} = 20$ a 30 kpc.

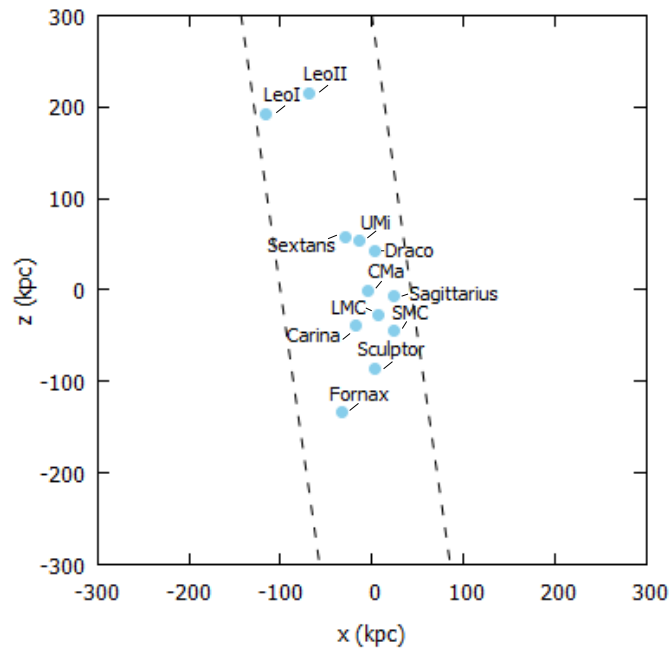
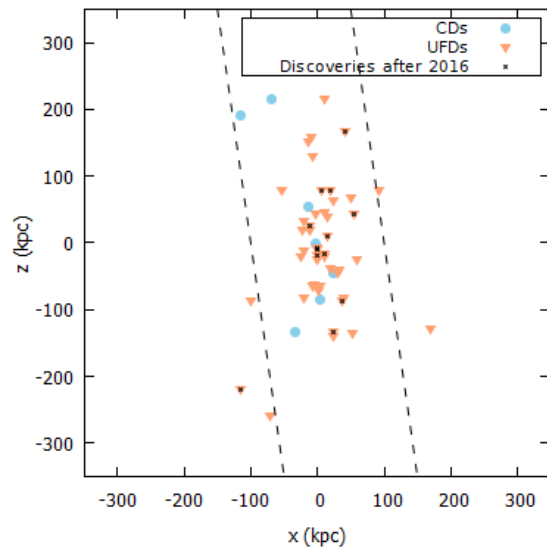
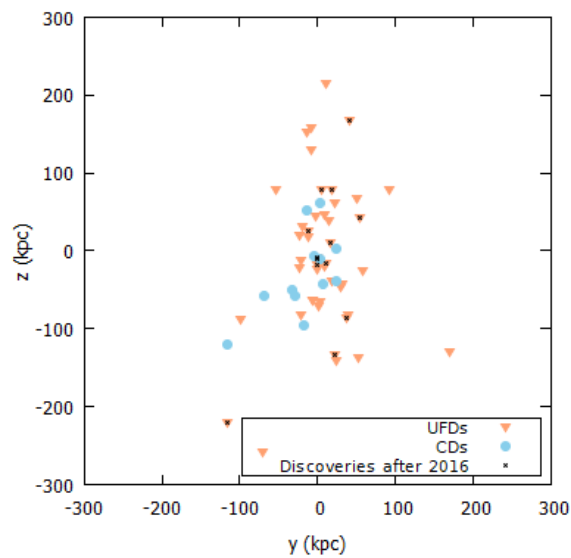


Figura 3.12 – Galáxias anãs clássicas ao redor da Via Láctea formando uma estrutura planar.



(a) Posições no plano xz das 11 galáxias anãs clássicas e das UFDs na periferia da MW.



(b) Posições no plano yz das 11 galáxias anãs clássicas e das UFDs na periferia da MW.

Figura 3.13 – Plano de satélites da MW.

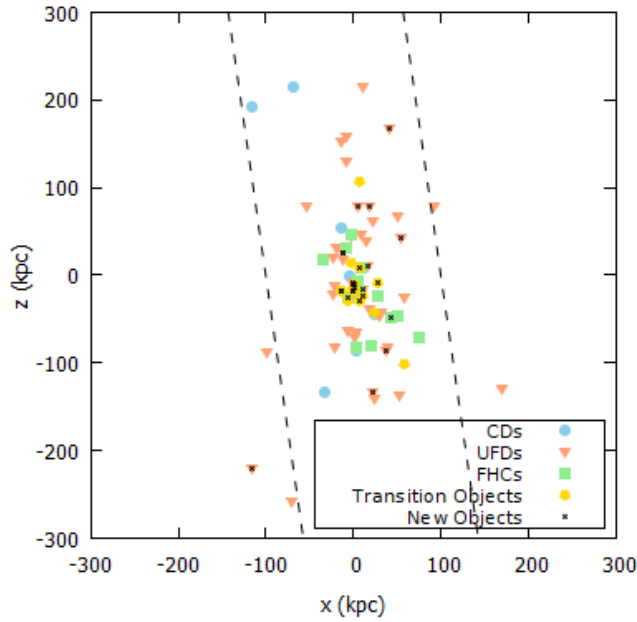


Figura 3.14 – Estrutura VPOS incluindo anãs clássicas (CDs), anãs ultra-fracas (UFDs), aglomerados fracos do halo (FHCs) e objetos ainda sem classificação (podendo ser UFDs, FHCs ou GCs). Os objetos descobertos após 2017 estão marcados com símbolos “x”.

Metz; Kroupa; Jerjen 2007 aplicaram dois métodos matemáticos de ajuste¹ para analisar a distribuição espacial das galáxias satélites de MW e M31. Para a MW, eles encontraram que os satélites dentro de 254 kpc são altamente anisotrópicos. Além disso, esse disco de satélites passa pelo plano Galáctico a uma distância de aproximadamente 8kpc do GC e está inclinado $\approx 12^\circ$ com respeito ao disco Galáctico. As conclusões tiradas deste trabalho são de que a distribuição prevista pelo modelo Λ CDM é inconsistente com a morfologia observada da população de satélites da MW. Além do plano de satélites da MW, mais da metade dos *streams* estelares e gasosos no halo da MW além de 10kpc se alinham cerca de 35° com o plano definido pelas galáxias satélites (Pawlowski; Pflamm-Altenburg; Kroupa, 2012b).

Outro fator que torna importante estudar com cuidado a situação dos planos de satélites é a relação deles com a natureza da matéria escura. Especialmente para as dSphs altamente dominadas pela matéria escura, suas posições e movimentos sistêmicos são amplamente independentes dos processos bariônicos internos, força do feedback estelar e tipo de matéria escura, mas são governados pelo campo gravitacional geral dominado pela distribuição da matéria escura (Pawlowski, 2018). Isso mostra que a distribuição dos satélites no espaço de fases pode atuar como um teste robusto para o modelo cosmológico e também como teste para hipóteses de matéria escura.

A raridade de arranjos de satélites em simulações cosmológicas comparáveis aos planos observados de galáxias satélites coloca um problema para o modelo Λ CDM. A menos que

¹ Os métodos eram: algebraic least-squares (ALS) e orthogonal distance regression (ODR).

o culpado dessa incompatibilidade esteja nos detalhes de como as simulações cosmológicas modelam a formação de estruturas, a existência dos planos observados das galáxias satélites representa um potencial problema para a cosmologia do Λ CDM - e para qualquer modelo concorrente de matéria escura no qual as galáxias satélites são distribuídas e orbitam da mesma forma (por exemplo, matéria escura quente e com interação própria). Mais detalhes sobre este assunto podem ser encontrados em Kroupa; Theis; Boily (2005), Zentner et al. (2005), Metz; Kroupa; Jerjen (2007). Para obter uma resposta mais confiável e sem vieses, será crucial estender a busca por satélites da MW em uma área maior do céu e particularmente em latitudes galácticas mais baixas. Porém, mesmo se for visto que galáxias anãs muito fracas descobertas futuramente não estiverem dentro do grande disco de galáxias satélites, ainda assim há o fato de que as 11 galáxias satélites da MW mais luminosas estão alinhadas no disco.

3.2 FUNÇÃO DE LUMINOSIDADE

A relação entre a função de luminosidade (luminosity function – LF) e a função de massa dos halos e subhalos da matéria escura fala sobre a física da formação de galáxias nos menores halos e impõe restrições aos modelos de matéria escura. A função de luminosidade para galáxias anãs se iguala à verdadeira função de luminosidade se tivermos uma amostra de galáxias completa, cobrindo todo o intervalo de luminosidades e distâncias. Se falarmos de todos os satélites da MW (excluindo GCs, ou seja, considerando apenas as anãs clássicas, FHCs e UFDs), o intervalo de magnitudes absoluta varia de $M_v = 0.7$ (Kim 3) a $M_v = -18.1$ (LMC). Se falarmos apenas das UFDs, as variações na luminosidades vão de $M_v = -0.33$ (Virgo I) a $M_v = -8.6$ (Canes Venatici I). Vemos então que estes objetos variam bastante em luminosidade, e muitos deles estão perto dos limites de detecção dos surveys em que foram descobertos. Assim, a função de luminosidade destes objetos não pode ser calculada com grande confiabilidade. Na Fig. 3.15 mostramos a distribuição do número de satélites da MW descobertos até 2019 (não estão inclusos os GCs) para cada magnitude absoluta.

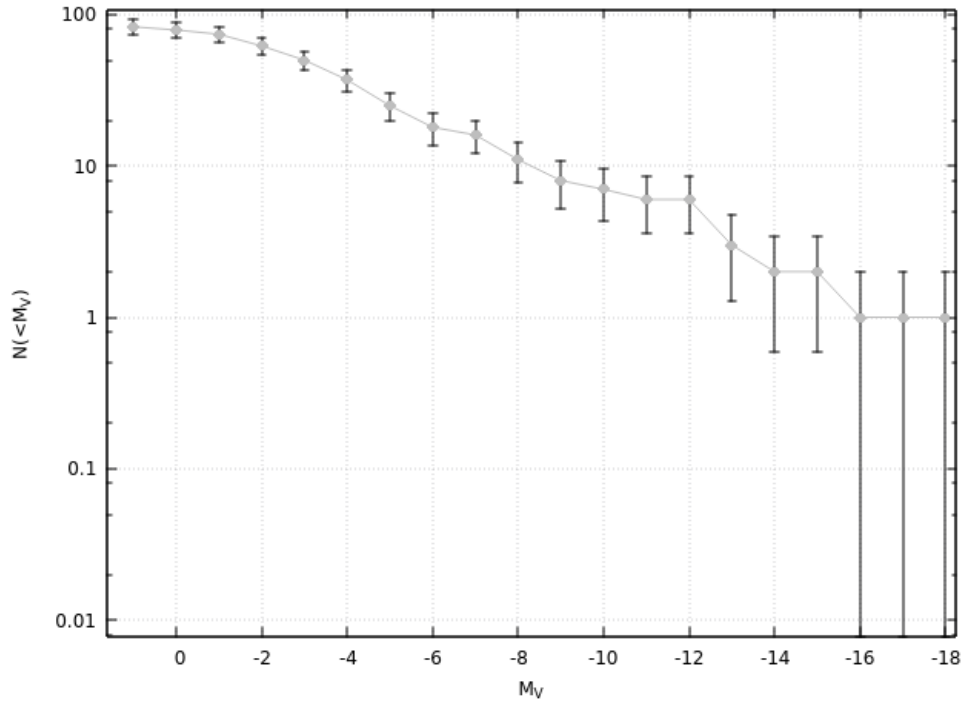


Figura 3.15 – Número de galáxias satélites da MW (até magnitude M_V) em função da magnitude absoluta na banda V.

Vemos que há muito poucos objetos fracos com $M_V > -6$ e enfatizamos que, como nunca sondamos em limites mais fracos que um determinado limite de brilho superficial, pode existir uma população ainda maior de galáxias com baixo brilho superficial e que ainda não pode ser detectadas com o SDSS, DES ou outro *survey* atual. A curva da Fig. 3.15 seria ainda mais inclinada se incluíssemos efeitos de seleção: ou seja, compensar o número de objetos pelo volume da galáxia que amostra até aquela magnitude. Por exemplo, Koposov et al. 2008 calculou a função de luminosidade observada dos satélites da Via Láctea levando em conta efeitos de seleção e mostrou que a função de luminosidade de todos os satélites da MW podia ser bem descrita por uma lei de potência $dN/dM_V = 10 \times 10^{0.1(M_V+5)}$ de $M_V = -2$ a $M_V = -18$, predizendo ≈ 45 satélites mais brilhantes que $M_V = -5$ e ≈ 85 satélites mais brilhantes que $M_V = -2$.

3.3 ANÁLISE COMPARATIVA

3.3.0.1 Galáxia de Andrômeda - M31

Até 2012, M31 tinha ≈ 30 satélites conhecidos (McConnachie, 2012). Desde então, houve várias pesquisas de campo abrangentes sobre M31 que dobraram o número de satélites (Slater; Bell; Martin 2011, Bell; Slater; Martin 2011). Na Fig. 3.16 mostramos a magnitude

absoluta na banda V em função do raio a meia-luz. Comparando com o gráfico análogo para a MW (Fig. 3.4), vemos que apenas galáxias mais brilhantes ($M_V < -6$) foram observadas, em comparação à anãs com $M_V \approx 0$ ao redor da MW. Isso nos leva a pensar que as galáxias anãs mais fracas, essenciais para restringir o extremo menos luminoso da formação das galáxias, ainda estão por serem descobertas no sistema de Andromeda.

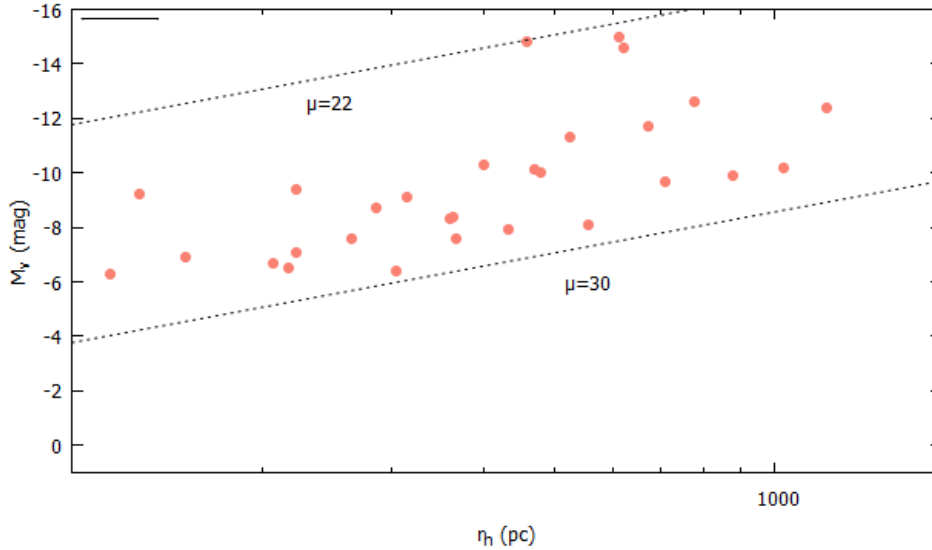


Figura 3.16 – Magnitude absoluta (M_v) em função do raio a meia-luz (r_h) para as galáxias anãs de M31. As linhas tracejadas mostram linhas de brilho superficial constante (de 22 e 30 mag arcsec⁻²).

O PAndAS (*Pan-Andromeda Archeological Survey*) revelou muitas novas galáxias anãs satélites de M31, mas os limites do *survey* restringem especialmente essas descobertas dentro de ≈ 150 kpc (ou $\approx 11^\circ$) da M31 em projeção (Martin et al., 2013). A procura por novos objetos nos permitirá determinar os limites de completude da pesquisa, sendo esta uma ferramenta necessária para comparar de forma confiável observações com previsões de modelos de formação de galáxias em um contexto cosmológico.

Na Fig. 3.17 mostramos como a metalicidade varia em função da magnitude absoluta em V para os sistemas de anãs de M31. Também estão inclusos as galáxias da MW, para vias de comparação. Desta figura, tiramos várias informações importantes. A primeira delas é que M31 possui um halo mais rico em metais em comparação à MW (isso pode ser visto na figura se observarmos que as galáxias mais pobres em metais (canto inferior esquerdo) são todas da MW). Analisando este gráfico também podemos inferir sobre a massa das hospedeiras. Sabemos que objetos mais massivos são mais capazes de reter materiais ejetados (seja por ventos estelares, explosões de supernovas, etc) que são enriquecidos. Isso implica que galáxias mais massivas serão mais ricas em metais e, portanto, terão satélites mais enriquecidos. Como as galáxias mais pobres em metal da M31 são mais ricas do que as mais pobres da MW, podemos inferir que M31 é mais massiva em comparação à MW.

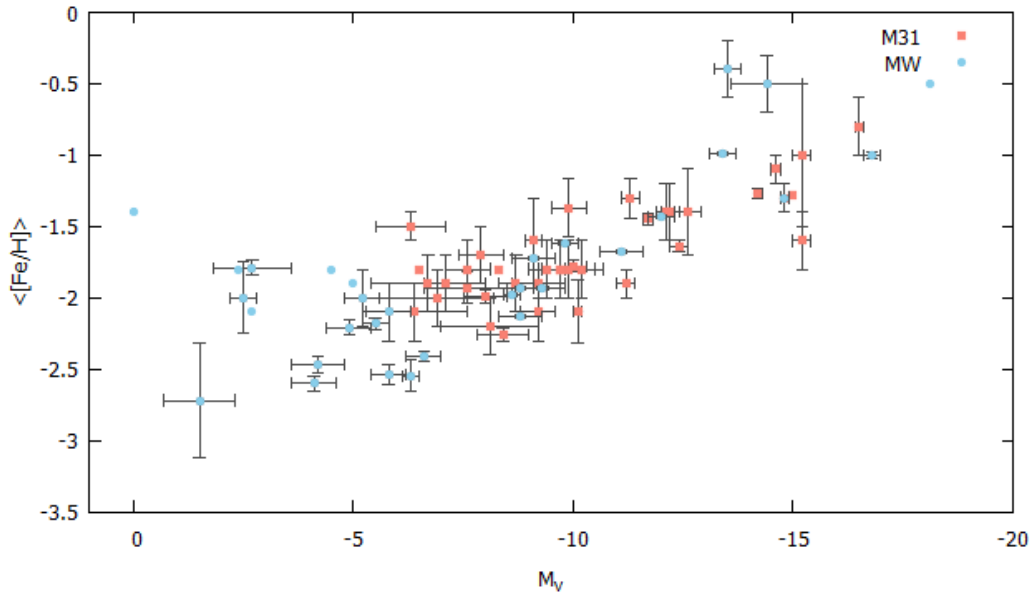


Figura 3.17 – Metalicidade vs. magnitude absoluta na banda V para anãs de M31 e da MW.

Assim como na MW, verificou-se que as galáxias satélites da galáxia de Andrômeda se alinham preferencialmente em planos achatados de galáxias satélites, e as medições de velocidade disponíveis indicam de fato uma preferência dos satélites de co-orbitarem nessas estruturas. Há evidências crescentes de que esses planos preferenciais de satélites também estejam presentes em torno de objetos mais distantes (por exemplo, na galáxia M81 (Chiboucas et al. 2013) e em M101 (Müller et al. 2017)). Na Fig. mostramos a estrutura planar encontrada em M31.

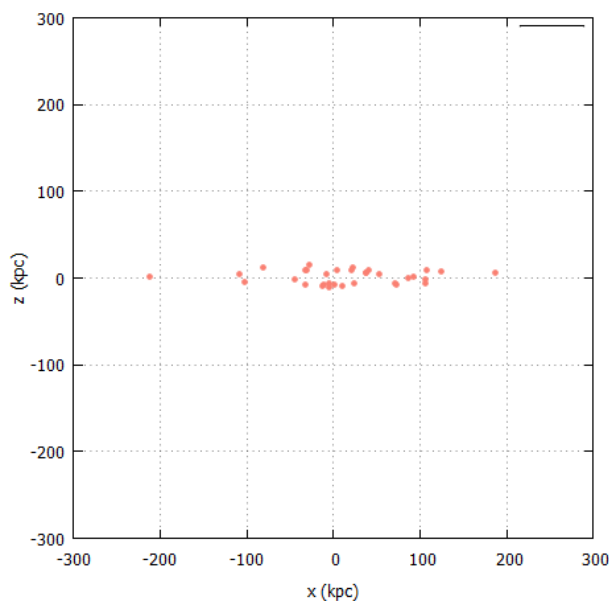


Figura 3.18 – Estrutura planar encontrada na Galáxia de Andrômeda. As coordenadas x e z foram calculadas utilizando a distância das 32 anãs até o centro de M31 (McConnachie, 2012).

Estudos com o PAndAS mostram que aproximadamente 40% das anãs estão alinhadas neste plano, que possui aproximadamente 400kpc de diâmetro (similar ao da MW, que possui aprox 300kpc de diâmetro), o chamado *Great Plane of Andromeda* (GPoA). A estrutura planar da M31 também é mais fina em comparação ao da MW, possuindo rms *scale height* de aproximadamente 12.4 kpc (Pawlowski 2018). Lembremos que na MW a estrutura VPOS tem de 20 a 30 kpc (Pawlowski 2018). Pawlowski estudou os planos de satélites para M31 e mostrou que as velocidades na linha de visada dos satélites do plano mostram uma forte correlação: em relação a M31, os satélites no norte de M31 se afastam de nós, enquanto os do sul se aproximam de nós. O autor também mostrou que, ao contrário do VPOS, o GPoA não é perpendicular ao disco galáctico de M31, estando inclinado por $\approx 50^\circ$

4 CONCLUSÕES

A última década tem sido uma era de ouro para descoberta e estudo de galáxias anãs ultra fracas e aglomerados tênues. Estes objetos constituem laboratórios únicos com os quais pode-se inferir a Física que leva à formação e evolução de galáxias. Neste trabalho, atualizamos o censo de galáxias anãs e aglomerados fracos do halo da Via Láctea com base nas descobertas mais recentes e revisamos aspectos relacionados a este sistema. Vimos que o modelo Λ CDM possui limitações (não explicando as estruturas e os comportamentos que vemos em baixas escalas) e que entender melhor o sistema de satélites da Via Láctea é um passo crucial para uma melhor compreensão do modelo cosmológico padrão. Também vimos

que as anãs e aglomerados (globulares e fracos) não distribuem-se homoganeamente ao redor da Galáxia, mas tendem a se agrupar em uma estrutura planar (VPOS) que também é observada em outras galáxias do GL tais como M31 (GPoA), M101 e M81. Esta estrutura também é uma das inconsistências entre observações simulações de N-corpos Λ CDM. Também constatamos uma discrepância entre o gradiente positivo de idade no halo da MW traçado pelas galáxias anãs com resultados anteriores, como o de Carollo et al. (2016), que observam um gradiente negativo traçado por estrelas de campo.

O principal obstáculo para estudar o sistema de satélites e aglomerados do halo da Galáxia é a falta de objetos no extremo inferior de luminosidade. No caso de Andrômeda, vemos claramente a falta de objetos com $M_V > -4$. Na Via Láctea, o objeto mais fraco detectado até então possui $M_V > 0.7$, sendo a incompleteza no domínio de baixa luminosidade crescente com a distância. Os limites de detecção dos levantamentos de dados atuais ainda não conseguem explorar o extremo inferior da função de luminosidade. Nos próximos anos, com a chegada de novos levantamentos de dados, esperamos completar o senso de objetos fracos do halo da Galáxia. Alguns dos aspectos a serem feitos e estudados ao longo da próxima década são:

1 . Censo completo do sistema de satélites e aglomerados do halo da MW:

O Large Synoptic Survey Telescope (LSST) vai cobrir cerca de $18000^{\circ 2}$ do céu do hemisfério sul, mapeando até $r = 27.6$ (cerca de 4 mag a mais do que o DES), aumentando a profundidade do DES por um fator de até 3 em distância. Isso vai nos dar um melhor entendimento não só do tamanho da população de satélites da MW como também aumentará nosso conhecimento da função de luminosidade dos satélites da Galáxia em baixas magnitudes.

2 . Testes para a natureza da matéria escura:

É esperado que uma seja feita uma grande amostra de velocidades radiais e movimentos próprios, o que, além de colocar um limite inferior na função de massa de halos de DM, permitirá restringir a estrutura interna de densidade de halos de matéria escura de UFDs (permitindo um teste para as previsões de que os perfis de densidade de halos não perturbados de DM deveriam ter picos centrais ao invés de caroços).

3 . Medidas fotométricas e espectroscópicas (novas e follow-up):

Este tipo de informação é essencial para a caracterização dos objetos, através da determinação do seu conteúdo de DM. Com o Gaia, teremos novas medidas de movimento próprio para os satélites, sendo possível reconstituir a velocidade orbital dos mesmos e assim melhor caracterizar a órbita dos satélites. Além disso, os Extremely

Large Telescopes (ELTs) vão trazer grandes avanços no que diz respeito sobre cinemática e abundâncias das estrelas nas anãs e aglomerados. Eles vão mapear magnitudes até $M_{AB} = 25.6$, aumentando o número de estrelas com metalicidade e velocidades radiais medidas, de forma a tornar possível medidas mais precisas da *metallicity distribution function* para as anãs.

Vimos então que nosso conhecimento de galáxias anãs e sistemas fracos do halo progrediu muito nos últimos anos e que há muito trabalho a ser feito neste ramo. Com a chegada de novos levantamentos de dados e instrumentos, essa área deverá continuar sendo uma das mais importantes para a compreensão da formação de galáxias e de estruturas cósmicas em geral e da natureza da matéria escura.

REFERÊNCIAS

- Barbá, R. H. et al. A Sequoia in the Garden: FSR 1758—Dwarf Galaxy or Giant Globular Cluster? , v. 870, n. 2, p. L24, Jan 2019. Citado na página 16.
- Bechtol, K. et al. Eight New Milky Way Companions Discovered in First-year Dark Energy Survey Data. , v. 807, n. 1, p. 50, Jul 2015. Citado na página 15.
- Bell, E. F.; Slater, C. T.; Martin, N. F. Andromeda XXIX: A New Dwarf Spheroidal Galaxy 200 kpc from Andromeda. , v. 742, n. 1, p. L15, Nov 2011. Citado na página 40.
- Boylan-Kolchin, M.; Bullock, J. S.; Kaplinghat, M. Too big to fail? The puzzling darkness of massive Milky Way subhaloes. , v. 415, n. 1, p. L40–L44, Jul 2011. Citado na página 10.
- Boylan-Kolchin, M. et al. The Local Group as a time machine: studying the high-redshift Universe with nearby galaxies. , v. 453, n. 2, p. 1503–1512, Oct 2015. Citado na página 24.
- Bullock, J. S. Notes on the Missing Satellites Problem. *arXiv e-prints*, p. arXiv:1009.4505, Sep 2010. Citado na página 10.
- Bullock, J. S.; Boylan-Kolchin, M. Small-Scale Challenges to the Λ CDM Paradigm. , v. 55, n. 1, p. 343–387, Aug 2017. Citado na página 6.
- Camargo, D.; Minniti, D. Three candidate globular clusters discovered in the Galactic bulge. , v. 484, n. 1, p. L90–L94, Mar 2019. Citado na página 16.
- Cannon, R. D.; Hawarden, T. G.; Tritton, S. B. A new Sculptor-type dwarf elliptical galaxy in Carina. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 180, p. 81P–82P, Sep 1977. Citado na página 12.
- Carollo, D. et al. Two stellar components in the halo of the Milky Way. , v. 450, n. 7172, p. 1020–1025, Dec 2007. Citado na página 15.
- Carollo, D. et al. The age structure of the Milky Way’s halo. *Nature Physics*, v. 12, n. 12, p. 1170–1176, Dec 2016. Citado 2 vezes nas páginas 33 e 44.
- Chiboucas, K. et al. Confirmation of Faint Dwarf Galaxies in the M81 Group. , v. 146, n. 5, p. 126, Nov 2013. Citado na página 42.
- Coleman, M. et al. Shell Structure in the Fornax Dwarf Spheroidal Galaxy. , v. 127, n. 2, p. 832–839, Feb 2004. Citado na página 32.
- Dehnen, W.; McLaughlin, D. E.; Sachania, J. The velocity dispersion and mass profile of the Milky Way. , v. 369, n. 4, p. 1688–1692, Jul 2006. Citado na página 30.
- Fellhauer, M. et al. The tidal tails of NGC 5466. , v. 380, n. 2, p. 749–756, Sep 2007. Citado na página 31.
- Fragkoudi, F. et al. The disc origin of the Milky Way bulge. Dissecting the chemomorphological relations using N-body simulations and APOGEE. , v. 616, p. A180, Sep 2018. Citado na página 11.

- Fritz, T. K. et al. Gaia DR 2 and VLT/FLAMES search for new satellites of the LMC. , v. 623, p. A129, Mar 2019. Citado na página 17.
- Garrison-Kimmel, S. et al. Too big to fail in the Local Group. , v. 444, n. 1, p. 222–236, Oct 2014. Citado na página 11.
- Garrison-Kimmel, S. et al. The Local Group on FIRE: dwarf galaxy populations across a suite of hydrodynamic simulations. , v. 487, n. 1, p. 1380–1399, Jul 2019. Citado na página 10.
- Gilmore, G. et al. The Observed Properties of Dark Matter on Small Spatial Scales. , v. 663, n. 2, p. 948–959, Jul 2007. Citado na página 29.
- Gonzalez, O. A.; Gadotti, D. The Milky Way Bulge: Observed Properties and a Comparison to External Galaxies. In: _____. *Galactic Bulges, Astrophysics and Space Science Library, Volume 418*. ISBN 978-3-319-19377-9. Springer International Publishing Switzerland, 2016, p. 199. [S.l.: s.n.], 2016. (Astrophysics and Space Science Library, v. 418), p. 199. Citado na página 11.
- Gran, F. et al. Globular cluster candidates in the Galactic bulge: Gaia and VVV view of the latest discoveries. , v. 628, p. A45, Aug 2019. Citado na página 16.
- Harrington, R. G.; Wilson, A. G. Two New Stellar Systems in Leo. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, v. 62, n. 365, p. 118–120, Jun 1950. Citado na página 12.
- Harris, W. E. A Catalog of Parameters for Globular Clusters in the Milky Way. , v. 112, p. 1487, Oct 1996. Citado 3 vezes nas páginas 14, 16 e 28.
- Homma, D. et al. Boötes. IV. A new Milky Way satellite discovered in the Subaru Hyper Suprime-Cam Survey and implications for the missing satellite problem. , v. 71, n. 5, p. 94, Oct 2019. Citado 3 vezes nas páginas 13, 16 e 17.
- Homma, D. et al. Searches for new Milky Way satellites from the first two years of data of the Subaru/Hyper Suprime-Cam survey: Discovery of Cetus III. , v. 70, p. S18, Jan 2018. Citado na página 16.
- Ibata, R. A.; Gilmore, G.; Irwin, M. J. A dwarf satellite galaxy in Sagittarius. *Nature*, v. 370, n. 6486, p. 194–196, Jul 1994. Citado na página 12.
- Irwin, M. J. et al. A new satellite galaxy of the Milky Way in the constellation of Sextans. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 244, p. 16P–19, May 1990. Citado na página 12.
- Karukes, E. V. et al. A robust estimate of the Milky Way mass from rotation curve data. *arXiv e-prints*, p. arXiv:1912.04296, Dec 2019. Citado na página 33.
- Kim, D. et al. Discovery of a Faint Outer Halo Milky Way Star Cluster in the Southern Sky. , v. 803, n. 2, p. 63, Apr 2015. Citado na página 15.
- King, I. The structure of star clusters. I. an empirical density law. , v. 67, p. 471, Oct 1962. Citado na página 17.
- Kirby, E. N. et al. Multi-element Abundance Measurements from Medium-resolution Spectra. I. The Sculptor Dwarf Spheroidal Galaxy. , v. 705, n. 1, p. 328–346, Nov 2009. Citado na página 25.

Kirby, E. N. et al. Uncovering Extremely Metal-Poor Stars in the Milky Way's Ultrafaint Dwarf Spheroidal Satellite Galaxies. , v. 685, n. 1, p. L43, Sep 2008. Citado na página 25.

KLYPIN, A. et al. Where are the missing galactic satellites? *The Astrophysical Journal*, IOP Publishing, v. 522, n. 1, p. 82–92, sep 1999. Disponível em: <<https://doi.org/10.1086%2F307643>>. Citado na página 10.

Koposov, S. et al. The Luminosity Function of the Milky Way Satellites. , v. 686, n. 1, p. 279–291, Oct 2008. Citado na página 40.

Koposov, S. E. et al. Kinematics and Chemistry of Recently Discovered Reticulum 2 and Horologium 1 Dwarf Galaxies. , v. 811, n. 1, p. 62, Sep 2015. Citado na página 25.

Koposov, S. E. et al. Snake in the Clouds: a new nearby dwarf galaxy in the Magellanic bridge*. , v. 479, n. 4, p. 5343–5361, Oct 2018. Citado na página 13.

Koposov, S. E. et al. Snake in the Clouds: a new nearby dwarf galaxy in the Magellanic bridge*. , v. 479, n. 4, p. 5343–5361, Oct 2018. Citado na página 16.

Kroupa, P.; Theis, C.; Boily, C. M. The great disk of Milky-Way satellites and cosmological sub-structures. , v. 431, p. 517–521, Feb 2005. Citado na página 39.

Li, C.-Y.; de Grijs, R.; Deng, L.-C. Stellar populations in star clusters. *Research in Astronomy and Astrophysics*, v. 16, n. 12, p. 179, Dec 2016. Citado na página 15.

Luque, E. et al. The Dark Energy Survey view of the Sagittarius stream: discovery of two faint stellar system candidates. , v. 468, n. 1, p. 97–108, Jun 2017. Citado na página 16.

Luque, E. et al. Deep SOAR follow-up photometry of two Milky Way outer-halo companions discovered with Dark Energy Survey. , v. 478, n. 2, p. 2006–2018, Aug 2018. Citado na página 16.

Martin, N. F.; de Jong, J. T. A.; Rix, H.-W. A Comprehensive Maximum Likelihood Analysis of the Structural Properties of Faint Milky Way Satellites. , v. 684, n. 2, p. 1075–1092, Sep 2008. Citado na página 18.

Martin, N. F. et al. A dwarf galaxy remnant in Canis Major: the fossil of an in-plane accretion on to the Milky Way. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, v. 348, n. 1, p. 12–23, Feb 2004. Citado na página 12.

Martin, N. F. et al. A Keck/DEIMOS spectroscopic survey of faint Galactic satellites: searching for the least massive dwarf galaxies. , v. 380, n. 1, p. 281–300, Sep 2007. Citado na página 25.

Martin, N. F. et al. The PAndAS View of the Andromeda Satellite System. I. A Bayesian Search for Dwarf Galaxies Using Spatial and Color-Magnitude Information. , v. 776, n. 2, p. 80, Oct 2013. Citado na página 41.

Mau, S. et al. Two Ultra-Faint Milky Way Stellar Systems Discovered in Early Data from the DECam Local Volume Exploration Survey. *arXiv e-prints*, p. arXiv:1912.03301, Dec 2019. Citado na página 16.

Mau, S. et al. A Faint Halo Star Cluster Discovered in the Blanco Imaging of the Southern Sky Survey. , v. 875, n. 2, p. 154, Apr 2019. Citado 2 vezes nas páginas 16 e 17.

- McConnachie, A. W. The Observed Properties of Dwarf Galaxies in and around the Local Group. , v. 144, n. 1, p. 4, Jul 2012. Citado 5 vezes nas páginas 14, 16, 32, 40 e 43.
- Metz, M.; Kroupa, P.; Jerjen, H. The spatial distribution of the Milky Way and Andromeda satellite galaxies. , v. 374, n. 3, p. 1125–1145, Jan 2007. Citado 2 vezes nas páginas 38 e 39.
- Miller, M. J.; Bregman, J. N. Constraining the Milky Way’s Hot Gas Halo with O VII and O VIII Emission Lines. , v. 800, n. 1, p. 14, Feb 2015. Citado na página 11.
- Minniti, D. et al. New Metal-poor Globular Clusters in the Galactic Bulge: The Elephant Graveyard. *Research Notes of the American Astronomical Society*, v. 1, n. 1, p. 16, Dec 2017. Citado na página 17.
- Minniti, D.; Alonso-García, J.; Pullen, J. The Elephant Graveyard: 24 New Globular Cluster Candidates in the Galactic Bulge. *Research Notes of the American Astronomical Society*, v. 1, n. 1, p. 54, Dec 2017. Citado na página 17.
- Minniti, D. et al. New VVV Survey Globular Cluster Candidates in the Milky Way Bulge. , v. 849, n. 2, p. L24, Nov 2017. Citado na página 17.
- Minniti, D. et al. FSR 1716: A New Milky Way Globular Cluster Confirmed Using VVV RR Lyrae Stars. , v. 838, n. 1, p. L14, Mar 2017. Citado 2 vezes nas páginas 16 e 17.
- Moskowitz, A. G.; Walker, M. G. Stellar Density Profiles of Dwarf Spheroidal Galaxies. *arXiv e-prints*, p. arXiv:1910.10134, Oct 2019. Citado na página 18.
- Muñoz, R. R. et al. Exploring Halo Substructure with Giant Stars: The Dynamics and Metallicity of the Dwarf Spheroidal in Boötes. , v. 650, n. 1, p. L51–L54, Oct 2006. Citado na página 25.
- Müller, O. et al. The M 101 group complex: new dwarf galaxy candidates and spatial structure. , v. 602, p. A119, Jun 2017. Citado na página 42.
- Navarro, J. F.; Eke, V. R.; Frenk, C. S. The cores of dwarf galaxy haloes. , v. 283, n. 3, p. L72–L78, Dec 1996. Citado na página 9.
- Ness, M. et al. ARGOS - III. Stellar populations in the Galactic bulge of the Milky Way. , v. 430, n. 2, p. 836–857, Apr 2013. Citado na página 11.
- Oman, K. A. et al. The unexpected diversity of dwarf galaxy rotation curves. , v. 452, n. 4, p. 3650–3665, Oct 2015. Citado na página 9.
- Palma, T. et al. Analysis of the physical nature of 22 New VVV Survey Globular Cluster candidates in the Milky Way bulge. , v. 487, n. 3, p. 3140–3149, Aug 2019. Citado na página 17.
- Pardy, S. A. et al. Satellites of Satellites: The Case for Carina and Fornax. , p. 2789, Nov 2019. Citado na página 17.
- Pawlowski, M. S. The planes of satellite galaxies problem, suggested solutions, and open questions. *Modern Physics Letters A*, v. 33, n. 6, p. 1830004, Feb 2018. Citado 4 vezes nas páginas 35, 36, 38 e 43.

- Pawlowski, M. S.; McGaugh, S. S.; Jerjen, H. The new Milky Way satellites: alignment with the VPOS and predictions for proper motions and velocity dispersions. , v. 453, n. 1, p. 1047–1061, Oct 2015. Citado na página 15.
- Pawlowski, M. S.; Pflamm-Altenburg, J.; Kroupa, P. The VPOS: a vast polar structure of satellite galaxies, globular clusters and streams around the Milky Way. , v. 423, n. 2, p. 1109–1126, Jun 2012. Citado na página 15.
- Pawlowski, M. S.; Pflamm-Altenburg, J.; Kroupa, P. The VPOS: a vast polar structure of satellite galaxies, globular clusters and streams around the Milky Way. , v. 423, n. 2, p. 1109–1126, Jun 2012. Citado na página 38.
- Peñarrubia, J. et al. The Signature of Galactic Tides in Local Group Dwarf Spheroidals. , v. 698, n. 1, p. 222–232, Jun 2009. Citado na página 18.
- Perlmutter, S. et al. Measurements of Ω and Λ from 42 High-Redshift Supernovae. , v. 517, n. 2, p. 565–586, Jun 1999. Citado na página 7.
- Planck Collaboration et al. Planck 2015 results. XIII. Cosmological parameters. , v. 594, p. A13, Sep 2016. Citado na página 8.
- Plummer, H. C. On the problem of distribution in globular star clusters. , v. 71, p. 460–470, Mar 1911. Citado na página 17.
- Read, J. I.; Erkal, D. Abundance matching with the mean star formation rate: there is no missing satellites problem in the Milky Way above $M_{200} = 10^9 M_{\odot}$. , v. 487, n. 4, p. 5799–5812, Aug 2019. Citado na página 10.
- Robin, A. C. et al. Stellar populations in the Milky Way bulge region: towards solving the Galactic bulge and bar shapes using 2MASS data. , v. 538, p. A106, Feb 2012. Citado na página 11.
- Rubin, V. C.; Ford W. KENT, J. Rotation of the Andromeda Nebula from a Spectroscopic Survey of Emission Regions. , v. 159, p. 379, Feb 1970. Citado na página 6.
- Ryu, J.; Lee, M. G. Discovery of Two New Globular Clusters in the Milky Way. , v. 863, n. 2, p. L38, Aug 2018. Citado na página 16.
- Santos-Santos, I. M. E. et al. Baryonic clues to the puzzling diversity of dwarf galaxy rotation curves. *arXiv e-prints*, p. arXiv:1911.09116, Nov 2019. Citado na página 10.
- Shapley, H. A Stellar System of a New Type. *Harvard College Observatory Bulletin*, v. 908, p. 1–11, Mar 1938. Citado na página 12.
- Shapley, H. Two Stellar Systems of a New Kind. , v. 142, n. 3598, p. 715–716, Oct 1938. Citado na página 12.
- Shapley, H. Two Stellar Systems of a New Kind. *Nature*, v. 142, n. 3598, p. 715–716, Oct 1938. Citado na página 12.
- Slater, C. T.; Bell, E. F.; Martin, N. F. Andromeda XXVIII: A Dwarf Galaxy More Than 350 kpc from Andromeda. , v. 742, n. 1, p. L14, Nov 2011. Citado na página 40.