

Universidade Federal do Rio de Janeiro
Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza
Observatório do Valongo



Estudo de propriedades cinemáticas de objetos circungácticos

Aluna: Erika A. de Souza

Orientador: Dr. Helio Jaques Rocha-Pinto

Projeto de Final de Curso para a obtenção do título de Astrônomo

**Rio de Janeiro
Julho/2009**

Agradecimentos

Primeiramente, agradeço a Deus por ter me sustentado e guiado até aqui. Daqui em diante os agradecimentos não estão em ordem de importância. Agradeço a Helio J. Rocha-Pinto, que além de orientador muitas vezes foi conselheiro até mesmo em assuntos pessoais. Obrigada por ter acreditado em mim e por ter se dedicado para que o trabalho fosse feito da melhor maneira possível. Agradeço, ainda, a meus pais, Ademar e Ivone, que são responsáveis pelo que sou hoje. Aos meus irmãos, Ulisses e Junior, pela compreensão e apoio nas horas difíceis, em especial ao Junior pelo suporte e pelas palavras de incentivo nos momentos de desespero.

Agradeço, especialmente, à minha irmã, Patricia, que por um longo período muito me ajudou, cuidando do meu filho quase como se fosse dela para que eu pudesse me dedicar ao estudos. Apesar de não dizer isso muitas vezes, sei que sem ela tudo teria sido muito mais difícil.

Agradeço imensamente aos meus sogros, Rosa e Jaudir, que, no instante em que minha vida passou por um divisor de águas, me acolheram e me proporcionaram condições para seguir em frente. Deus realmente me abençoou quando os pôs em meu caminho.

Não posso deixar de agradecer a Fernanda, Expedita e Nelson (in memoriam) Oliveira pois, no início da graduação, quando vir para o Rio de Janeiro estudar astronomia era loucura para muita gente, eles prontificaram-se a me auxiliar e me fizeram acreditar que tudo daria certo.

Agradeço ao meu marido, Bruno, pelas dicas e ajuda em muitas ocasiões. Pela paciência e compreensão nos momentos em que minha apreensão e desespero eram exarcebados. Pelos cafés nas madrugadas que foram necessárias para que este trabalho pudesse ficar pronto no tempo que eu desejava. Enfim, pelo companherismo que esteve presente entre nós, especialmente nos últimos meses.

Agradeço aos colegas de graduação que tornaram mais prazerosa esta caminhada. Aos professores e funcionários do Observatório do Valongo por todo suporte prestado ao longo desses anos. Em especial, a Encarnacion, que além de professora mostrou-se amiga, conselheira, enfim, quase uma mãe.

Por fim, agradeço infinitamente ao meu filho, Gabriel, que mesmo sem entender o porquê de tudo isso, respeitou-me nos momentos em que precisei me ausentar e, mesmo com tristeza no olhar, mostrou maturidade além do esperado quando precisei dizer-lhe "a mamãe não pode brincar agora". Sei que não é fácil ser filho de estudante, mas gostaria de dizer que, se preciso fosse, abandonaria tudo por você, Gabriel. Sempre acreditei que o conhecimento fosse o maior bem que alguém podia ter. Hoje, tenho certeza que a maior preciosidade que tenho na vida é o amor do meu filho.

Pelos comentários e sugestões, agradeço aos membros da banca examinadora, Lila I. A. Prado, Tesesinha Stuch e Paulo S. S. Pellegrini.

Resumo

Neste trabalho, faremos um breve estudo sobre as propriedades cinemáticas de objetos circungalácticos. Inicialmente, calculamos as componentes de velocidades para aglomerados globulares e galáxias satélites para aqueles que tinham dados necessários para tal cômputo disponíveis na literatura. Após este passo, estimamos a energia cinética e o momento angular específicos E_{cin} e L_Z , respectivamente. Classificamos os objetos que se agruparam neste espaço de fase como pertencentes a um grupo. Em seguida, queríamos investigar se, dentro de cada grupo, os objetos guardavam alguma outra propriedade em comum, mais especificamente, propriedades orbitais. Para tal, calculamos a órbita de cada objeto segundo um modelo proposto na literatura por Flynn et al. [1996], num intervalo de tempo de 10×10^{10} anos. Paralelamente, também analisamos se existe correlação entre a componente de velocidade perpendicular ao plano galáctico W e a magnitude absoluta M_V para aglomerados que se situam dentro de um raio galactocêntrico menor do que 25 kpc, como foi sugerido por Alfaro et al. [2001]. Além disso, fizemos uma breve análise a respeito da hipótese proposta por Gao et al. [2007]. Esta diz que, possivelmente, alguns aglomerados globulares têm sua origem de formação ligada a galáxias satélites.

Apesar dos poucos dados disponíveis na literatura para os objetos de nosso interesse, ao final de nossas análises, concluímos que aglomerados e galáxias satélites que se aproximam no espaço de fase $E_{\text{cin}} \times L_Z$ não apresentam órbitas semelhantes. Porém, observamos que os aglomerados que aparecem próximos neste espaço de fase apresentam, muitas vezes, propriedades orbitais semelhantes. Quanto a proposta feita por Alfaro et al. [2001] concluímos que a relação apresentada por eles só acontece na época atual, não sendo válida quando a testamos em épocas diferentes. A respeito da hipótese apresentada por Gao et al. [2007], ainda não podemos afirmar nada, pois temos poucos dados em comum com eles, embora para estes poucos não tenhamos encontrado nenhuma semelhança.

Palavras chave: Galáxia; aglomerados globulares; satélites; cinemática.

Abstract

In this monography, we will do a brief study about the kinematic properties of circumgalactic objects. Initially, we have calculated the velocity components for the globular clusters and satellite galaxies which had necessary data available in literature for this calculation. After this, we have estimated the kinetic energy and specific angular momentum E_{cin} and L_Z , respectively. We classified the objects that got into groups in this phase space like belonging to a group. Then, we wanted investigate if, within each group, the objects have some other common property, more specifically, orbital properties. For this, we have calculated the orbit according to model available in literature by Flynn et al. [1996], on time interval of 10×10^{10} years. Paralelly, we also have analysed the existence of a correlation between the velocity component perpendicular to the galactic plane W and the absolute magnitude M_V , for the globular clusters that were located within a radius of 25 kpc, like was suggested by Alfaro et al. [2001]. Also, we have done a brief analysis with respect to the hypothesis proposed by Gao et al. [2007]. It says that, possibly, some globular clusters have their formation origin linked to satellite galaxies.

Although there are few available data in literature for the objects that we are interested, at the end of our analysis we conclude that globular clusters and satellite galaxies do not show similar orbits. Regarding the proposal made by Alfaro et al. [2001], we conclude that the relation presented by them only happens in the current days, being invalid when we test it in different epochs. About the hypothesis showed by Gao et al. [2007], we can not assert anything yet, because we have few data in common with them, though for these ones we did not find anything similar.

Keywords: Galaxy, globular clusters; satellite galaxies; kinematics.

Conteúdo

1	Introdução	1
1.1	O cenário de formação da Galáxia e sua estrutura atual	3
1.2	O sistema da Via Láctea	5
1.2.1	A estrutura interna da Galáxia	5
1.2.2	O sistema externo da Via Láctea	8
1.3	Relações entre aglomerados globulares e galáxias satélites	9
1.4	Objetivo	13
2	Cálculo de velocidades, energia cinética e momento angular	15
2.1	Componentes de velocidades Galácticas	15
2.2	Correções nas velocidades	20
2.2.1	O Padrão Local de Repouso	20
2.3	O movimento Solar	21
3	Integração orbital	27
3.1	Uma breve introdução à teoria de potenciais	27
3.2	O potencial Galáctico	29
3.3	Calculando as órbitas da nossa amostra	32
4	A relação velocidade - magnitude absoluta	34
4.1	Analisando a relação	36

5	Análise dos resultados	41
5.1	Agrupamento dos objetos	41
5.2	Distribuição de energia cinética e momento angular	41
5.3	Análise das órbitas	45
5.3.1	Grupo 1	45
5.3.2	Grupo 2	47
5.3.3	Grupo 3	47
5.3.4	Grupo 4	48
5.3.5	Grupo 5	51
5.3.6	Grupo 6	51
5.4	Órbitas de aglomerados associados a correntes mareais	53
6	Conclusões e Perspectivas	57
A	Métodos numéricos e estatísticos utilizados	59
A.1	Método de Runge-Kutta	59
A.2	Teste de Kolmogorov-Smirnov	60
A.3	Histograma generalizado pelo método de Kernel	61
B	Tabelas	63
B.1	Valores de entrada do <i>Lepidus</i>	63
B.2	Resultados obtidos	67
B.3	Parâmetros orbitais	71

Capítulo 1

Introdução

E eu vos direi: "Amai para entendê-las!
Pois só quem ama pode ter ouvido
Capaz de ouvir e de entender estrelas."

Olavo Bilac

Desde os primórdios da humanidade, o brilho intenso dos corpos celestes desperta interesse e curiosidade naqueles que os observam. A aparência da Via Láctea como uma faixa esbranquiçada no céu levou os antigos gregos a descreverem-na como um fluxo de leite, que, segundo a mitologia, saíria do seio de Hera, esposa de Zeus. Daí a palavra *Γαλαξίας* (galáxias), que em grego significa lácteo. Os romanos também chamaram esse caminho através do céu de Via Láctea. Em 1609, ao direcionar seu telescópio para a Via Láctea, Galileu descobriu que aquela mancha celeste não era um fluido celestial, mas sim um imenso amontoado de estrelas que não podiam ser resolvidas a olho nu.

No século XVIII, Immanuel Kant, baseando-se em observações e analogias com o sistema solar, publicou o tratado *General Natural History and Theory of the Heavens* (História Geral Natural e a Teoria dos Céus). Neste trabalho, ele argumentou que a estrutura e a dinâmica da Galáxia ¹ são semelhantes às do sistema solar, porém em grande escala. A partir disso, concluiu que a força gravitacional que age entre as estrelas deveria dispor a maior parte da massa da Galáxia em uma estrutura em formato de disco. Essa estrutura, vista de perfil, por um

¹Quando referenciamos-nos, especificamente, a nossa galáxia usamos simplesmente "Galáxia"

observador situado dentro dela, daria origem à faixa celeste chamada de Via Láctea. Também supôs que, assim como os planetas em torno do Sol, as estrelas deveriam descrever órbitas em torno do centro da Galáxia, mas em escalas tão grandes que não poderiam ser observadas. Finalmente, ele sugeriu que nem todos os objetos que observados no céu são estrelas, muitos destes correspondem a outros tipos de objetos nebulosos em formato elíptico que emitiam uma luz fraca e difusa.

Ao final do século XVIII, o desenvolvimento de grandes telescópios possibilitou o início do estudo dos objetos nebulosos descritos por Kant. Charles Messier, em 1784, catalogou 109 dessas nebulosas as quais ainda hoje são referenciadas a ele como, por exemplo, a galáxia Andrômeda (M31). Em seguida, William Herschel e sua família compilaram uma lista de \approx 5000 objetos nebulosos. Posteriormente, Dreyer produziu um catálogo com quase 8000 objetos chamado *New General Catalogue* (NGC) e outro com mais de 5000 objetos chamado *Index Catalogue* (IC). Os objetos dessa compilação ainda são listados atualmente com a sigla NGC ou IC.

Herschel foi o primeiro a apresentar uma forma para a Galáxia. Ele catalogou cerca de 2500 objetos. Assumindo que todas as estrelas tinham o mesmo brilho, desenvolveu seu modelo galáctico que pode ser visto na figura 1.1. Podemos ver que a Galáxia, além de achatada, é também simétrica e o Sol encontra-se em seu centro. Cerca de 100 anos depois, Harlow Shapley propôs outra distribuição para os objetos na Galáxia. Observando estrelas RR Lyrae em diversos aglomerados globulares, ele determinou as distâncias destes objetos. Percebeu que estes se distribuíam esfericamente em torno do plano galáctico. Percebeu, ainda, que o Sol não estava no centro, mas deslocado de 20 kpc. Shapley mudou a concepção sobre a forma da Galáxia, além de ter tirado o Sol do centro do Universo, embora tenha errado o valor da distância do Sol ao centro Galáctico.

Com o avanço das técnicas de obtenção e tratamento de imagens, esses objetos nebulosos foram separados em diversas classes, tais como aglomerados estelares e galáxias. Ambos, quando

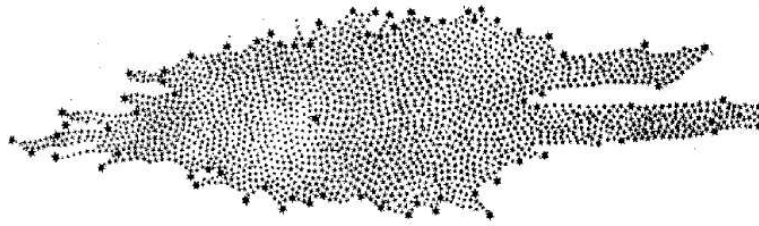


Figura 1.1: Modelo galáctico proposto por William Herschel. A distribuição de estrelas foi feita baseada em suas observações. O ponto mais escuro no centro representa o Sol (Figura retirada de astro.if.ufrgs.com/vialac).

gravitacionalmente ligados à Galáxia, são os alvos de estudo deste trabalho.

1.1 O cenário de formação da Galáxia e sua estrutura atual

Um modelo para a formação da Galáxia que muito influenciou o *modus pensandi* da comunidade científica foi o proposto por Eggen, Lynden-Bell & Sandage [1962]. Eles compilaram dados de excesso de ultravioleta, velocidade radial e movimento próprio para um grande número de estrelas da vizinhança solar. Combinaram a esses dados um catálogo de estrelas brilhantes bem conhecidas. Como resultado dessa análise, encontraram uma suave relação entre o excesso de ultravioleta e alguns parâmetros cinemáticos, tais como excentricidade (e) orbital, momento angular (L_Z) e a componente de velocidade W (velocidade perpendicular ao plano galáctico). Baseando-se nessas correlações apresentaram um cenário de formação para a Galáxia no qual esta se teria formado a partir de uma densa e esférica nuvem primordial que rapidamente se teria colapsado. Esta nuvem deveria ser, inicialmente, pobre em metais e, ao entrar em colapso, e por conservação de momento angular, deu origem ao halo Galáctico composto por estrelas velhas (pobres em metais), bem como os aglomerados globulares. Este cenário veio a ser chamado, anos depois, de colapso monolítico.

Um cenário totalmente diferente foi apresentado por Searle & Zinn [1978]. Sua idéia baseou-se na descoberta de que a distribuição de metalicidade entre os aglomerados globulares é aproximadamente independente da distância galactocêntrica. Este comportamento só seria possível se o halo tivesse sido formado por um grande número de fragmentos independentes

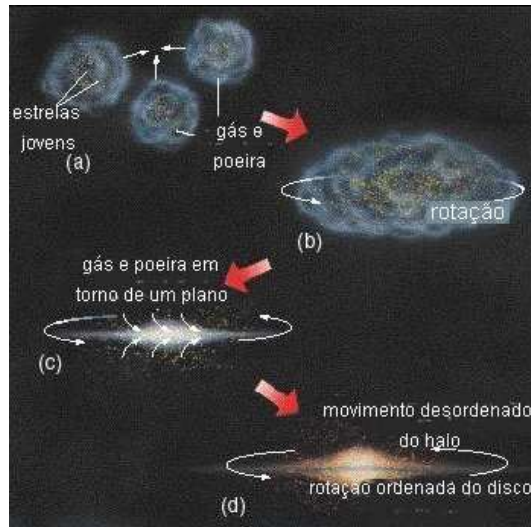


Figura 1.2: Esquematização do cenário de formação galáctica chamado de colapso monolítico. Este processo foi proposto por Eggen, Lynden-Bell & Sandage (1962) e foi muito discutido desde então. Vemos nesta figura a formação da nuvem primordial, a qual, por rotação e conservação de momento angular, foi colapsando-se e dando origem ao disco achatado.

com massa da ordem de $10^8 M_{\odot}$, os quais evoluiriam independentemente uns dos outros. A metalicidade de um dado fragmento deveria ser determinada pelo número de eventos responsáveis pelo seu enriquecimento. Os autores previram que cada evento deveria estar associado à formação de um único aglomerado. Esta asserção implicava que cada fragmento experimentava somente uma determinada quantidade de eventos. Com uma análise estatística, eles verificaram que o número de eventos ocorrentes em diferentes fragmentos implicava em um espalhamento da metalicidade final de cada fragmento. Este processo seria responsável pelo alargamento da distribuição da metalicidade dos aglomerados, assim como em sua independência com a distância galactocêntrica.

Desde a publicação destes trabalhos, muitas simulações de N -corpos têm influenciado as idéias acerca da formação da Galáxia (por exemplo, Cotê et al. [2000], Abadi et al. [2003], Shi et al. [2007], Kenji et al. [2008]). Nessas simulações, sistemas estelares são misturados com outros dando origem a sistemas ainda maiores. Assim, a idéia do colapso monolítico, proposta por Eggen, Lynden-Bell & Sandage [1962], já não é suficiente para explicar a formação da Galáxia. Muitas características da formação da Galáxia são, até hoje, incógnitas para nós.

Atualmente, o modelo cosmológico para formação do universo (Λ CDM) prevê a formação

de muitos satélites em torno da Galáxia, os quais podem ter-se formado em épocas próximas à do halo de aglomerados globulares e estrelas velhas Moore et al. [2006]. Sendo assim, galáxias satélites e aglomerados globulares podem ter preservado propriedades semelhantes. Podemos, então, considerar estes objetos como representantes fósseis do meio circungaláctico, os quais guardariam informações da época de formação da Galáxia. Faremos, então, uma análise de algumas propriedades desses objetos neste trabalho.

1.2 O sistema da Via Láctea

A Via Láctea é uma típica galáxia espiral pertencente a um conjunto de galáxias chamado de **Grupo Local**. Podemos dividir a Galáxia em dois sistemas. O primeiro, interno, formado por estruturas complexas e diferenciadas, as quais a formam e a delimitam, tais como bojo, disco e halo. O segundo, formado por objetos externos ao raio que delimita sua fronteira e que são gravitacionalmente ligados a ela e com ela interagentes. A figura 1.3 ilustra a descrição do sistema interno da Via Láctea, enquanto a figura 1.4 esquematiza o sistema externo. Vejamos, brevemente, as características destes sistemas focando nas propriedades pertinentes ao escopo deste trabalho.

1.2.1 A estrutura interna da Galáxia

A observação do bojo, em comprimentos de onda ópticos, é muito afetada pela absorção interestelar. A poeira interestelar obscurece boa parte dos principais alvos no bojo da Galáxia. Devido a isto, por exemplo, a extinção no centro pode chegar a 30 magnitudes. O bojo tem a forma de um esferóide oblato com razão dos semi eixos maior (a) e menor (b) da seguinte forma: $b/a \approx 0.61$ [Van den Bergh [2000] e suas referências]. O avanço nas técnicas de observação no infravermelho e em rádio possibilitaram um estudo mais completo da estrutura do bojo. A região central da Via Láctea ainda apresenta formação de estrelas, o que difere de outras galáxias se-



Figura 1.3: Esquemática da estrutura interna da Via Láctea. A região central é constituída pelo núcleo e bojo. Em torno do bojo, vemos o disco e mais externamente, o halo, onde residem os aglomerados globulares, que delimita a fronteira da Galáxia. (Retirado de Chaisson & McMillan, *Astronomy Today*, fig. 14.9, pag 399).

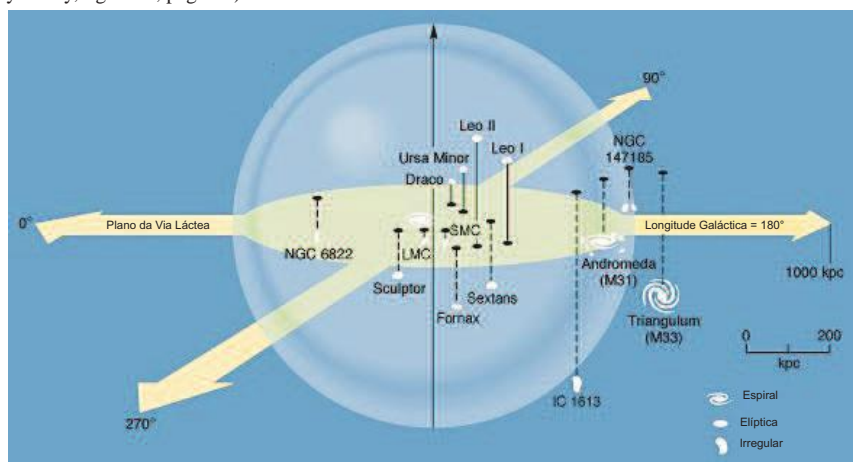


Figura 1.4: Distribuição de galáxias no Grupo Local. Podemos perceber que este é formado por dois subgrupos centrados nas maiores galáxias do sistema, Andrômada e Via Láctea. Há, ainda, além dessas duas, mais uma gigante: Triângulo. Todas as demais são anãs, algumas irregulares e outras esferoidais (retirada de abyss.uoregon.edu).

melhantes como Andrômada. A, aproximadamente, 10 pc do centro Galáctico, existe uma fonte complexa de emissão rádio. Esta fonte está localizada em $\alpha = 17^h 45^m 39^s .9$, $\delta = 29^\circ 00' 28''$ (Van den Bergh [2000]). Esta fonte é dividida em duas componentes: uma térmica e outra não térmica. Acredita-se que esta última componente é um remanescente de supernova de dimensões da ordem de 8.0×10.5 pc (Ekers et al. [1983]). Um movimento advectivo nesta região indica a

presença de um buraco negro com massa da ordem de $2.5 \times 10^6 M_{\odot}$ (Mahadevan [1998]).

O disco da Galáxia divide-se em fino e espesso, tendo sido a existência deste último aceite há pouco menos de 20 anos. O disco fino é a componente estelar mais massiva da Galáxia e contém uma vasta gama de tipos estelares, além disso, é uma região onde ainda se observa formação estelar. Sua idade não é bem determinada, mas estima-se que seja $\approx 10^9$ anos [Livio & Brown, 2006, wyse, R. F. G. em]. Também no disco fino, encontramos grupos estelares co-moventes, os braços espirais, uma estrutura anelar externa e a barra central da Galáxia. Uma boa parte da taxa de formação estelar parece ocorrer em aglomerados, os quais estão sujeitos a processos dinâmicos que podem desestruturá-los. Alguns aglomerados se dissolvem logo que a primeira formação estelar se inicia, enquanto outros mantêm-se ligados por alguns bilhões de anos. Diversos autores (por exemplo, Geiss et al., 2002, Helmi et al., 2003, Rocha-Pinto et al., 2003) têm evidenciado propriedades, nas sub-estruturas do disco fino, que implicam em processos de acreção e captura de galáxias menores.

O disco espesso contém cerca de 5% das estrelas da Galáxia, e sua massa é da ordem de $10^{10} M_{\odot}$. A origem de sua formação é ainda muito debatida, porém acredita-se que sua formação seja uma mistura de aquecimento do disco fino mais restos de galáxias.

O halo é a estrutura mais externa da Galáxia. É formado por estrelas velhas e é onde se localizam os aglomerados globulares. Aglomerados globulares são sistemas estelares compostos por objetos que apresentam em comum: distribuição espacial, cinemática, metalicidade e idade. Estima-se que a Via Láctea possua mais de 160 aglomerados globulares Harris [1996]. Sabemos que o halo concentra a menor parte da massa estelar da Galáxia $\approx 2 \times 10^9 M_{\odot}$ Carney et al. [1990]. Na região mais externa do halo, $R_{gc} > 15$ pc, chamada de halo externo, encontra-se diversos destroços mareais. A maior parte dos destroços confirmados são provenientes de uma única fonte, a galáxia anã Sagitário. É interessante notar que alguns aglomerados globulares estão associados com destroços mareais, em especial, destroços de Sagitário. Em particular, Irwin, M. [1999] sugeriu que alguns dos aglomerados globulares jovens teriam sido capturados

de Sagitário o que implicaria, segundo ele, que esta galáxia representa 1/3 da massa que está sendo acretada pela Galáxia.

Atualmente, o cenário de formação dos aglomerados globulares é aceito como sendo um cenário híbrido. Os dados atuais indicam que os objetos situados na região interna ter-se-iam, essencialmente, formado por um processo de colapso dissipativo primordial. Enquanto que aqueles localizados no halo externo formaram-se por queda e captura de objetos menores. Diversos autores, como por exemplo Carollo et al. [2007] encontraram que os aglomerados são distinguíveis em dois grupos segundo perfis de densidades espaciais, órbitas estelares e metalicidade. Tais distinções implicam em uma dicotomia do halo, ou seja, este é separado em dois grupos o halo interno e o externo, como já mencionado antes. Mackey & Gilmore [2004] mostraram que $\approx 30\%$ dos aglomerados têm propriedades similares aos aglomerados das galáxias LMC, SMC, Fornax e Sagitário. Esta característica foi encontrada também por Bica et al. [2006]. Isto sugere que uma fração significativa dos aglomerados Galácticos, em particular os situados no halo externo, são de origem extragaláctica.

Considerando estas características a respeito da interação dos aglomerados globulares com galáxias satélites, concluímos que um melhor entendimento da dinâmica desses objetos nos trará informações acerca da formação e evolução da Via Láctea.

1.2.2 O sistema externo da Via Láctea

Como mencionado acima, a Via Láctea é membro de um grupo de galáxias. Neste ambiente, observa-se duas subdivisões: o sistema de Andrômeda e o da Galáxia. Em torno da Galáxia, há, atualmente, cerca de 20 satélites e a massa total deste sistema é estimada em $(0.46 - 1.25) \times 10^{12} M_{\odot}$. Em um raio de 150 kpc há nove desses satélites que estão interagindo com a Galáxia em diversos níveis. A presença de destroços destes objetos no halo estendido da Galáxia faz-nos concluir que esta ter-se-ia formado por um processo de acreção de galáxias menores. A tabela 1.1 lista quais são as galáxias mais próximas a Via Láctea, na primeira coluna temos seus nomes,

na segunda a classificação por tipo morfológico e na terceira a distância ao centro Galáctico.

Nome	Tipo	distância (kpc)
Fornax	dSph	138
Carina	dSph	94
Sculpor	dSph	88
Sextante	dSph	86
Draco	dSph	79
Ursa Menor	dSph	69
SMC	dIrr	63
LMC	Irr	50
Sagitário	dSph	28

Tabela 1.1: Lista dos 9 satélites mais próximos da Galáxia.

O halo Galáctico está permeado por caudas de restos de satélites. Em especial, a presença de gás de HI associado com Sagitário ao longo da corrente de Magalhães ilustra a complexidade dos processos dinâmicos ocorridos no halo. Sabendo que HI é o combustível para a formação de estrelas, acredita-se que a grande presença deste gás através do plano Galáctico enriquece o meio, sendo de grande importância para o entendimento da evolução da mesma. A figura 1.5 mostra a passagem da cauda de Sagitário pelo plano Galáctico. Todavia, a presença e a forte interação destes objetos com a Galáxia nos leva a pensar na possibilidade de que elas possuam outras propriedades em comum e na próxima seção veremos algumas delas.

1.3 Relações entre aglomerados globulares e galáxias satélites

Das propriedades mencionadas na seção anterior temos, em particular, que não há um limite claro de onde termina o halo, de forma que não sabemos se os aglomerados globulares fazem parte deste ou se deveriam ser considerados satélites da Galáxia. Kunkel et al. [1976], apresentaram uma análise da distribuição espacial desses objetos. Concluíram que existe uma região bem delimitada que engloba a posição desses objetos.

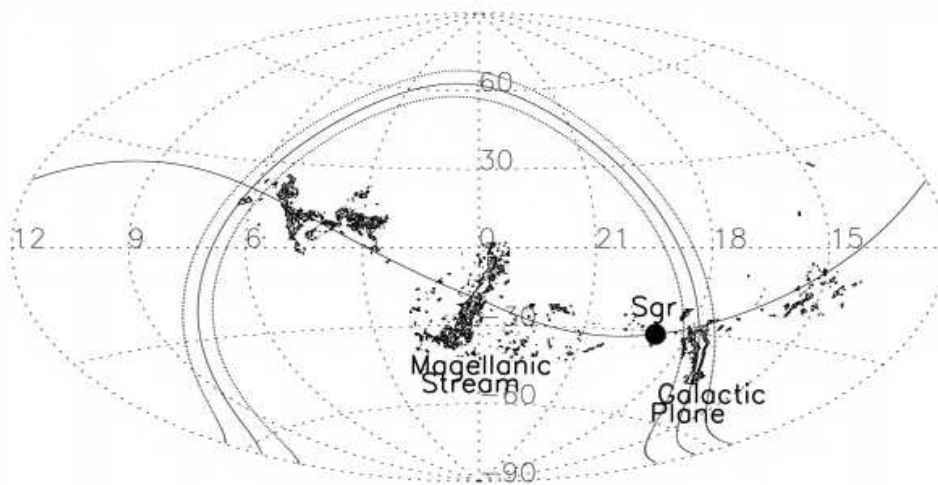


Figura 1.5: A cauda de HI ao longo da órbita de Sagitário. O ponto preto representa a posição atual de Sagitário, e a linha sólida que passa por este ponto representa sua órbita. O plano Galáctico está indicado pela linha sólida delimitada por outras duas linhas pontilhadas. (Putman et al., 2004).

Sandage & Wildey [1967], ao estudar o aglomerado NGC 7006, encontraram um conjunto de estrelas com um comportamento anômalo em seu diagrama cor-magnitude (DCM). A anomalia consistia em uma concentração muito maior de estrelas vermelhas do que azuis. Este comportamento, que indica alta metalicidade, contrastava com valores típicos de metalicidade, calculados para aglomerados, da ordem de -1.5 dex em relação ao Sol. Mesmo sem ter uma explicação plausível, os autores observaram, posteriormente, este comportamento em outros aglomerados, como por exemplo Pal 3 e Pal 4, e galáxias satélites, como Draco e Leo II. Verificaram, também, que alguns aglomerados pertencentes às galáxias Pequena e Grande Nuvem de Magalhães apresentavam valores de metalicidade semelhantes. Eles sugeriram que alguns aglomerados poderiam ter origem extragaláctica.

Analisando espacialmente aglomerados e galáxias satélites, Kunkel et al. [1976] mostraram que todos os objetos que tinham a mesma característica do aglomerado NGC 7006 estavam a distâncias galactocêntricas superiores a 25 kpc. Outro ponto interessante é o fato de que a maior parte destes objetos, quando projetados sobre a esfera celeste, situam-se dentro de um círculo máximo de 15° , o qual, especialmente, representa bem a corrente de Magalhães. Se a linha de visada é transferida do Sol para o centro da Galáxia, este ângulo passa para 6° . Eles

encontraram, com 99% de confiança, que a distribuição espacial destes objetos não é aleatória. Assim, eles tomaram como real a formação do grupo o qual chamaram de **Plano de Magalhães**. Na figura 1.6, temos a distribuição espacial dos objetos classificados como pertencentes ao Plano de Magalhães. Já na figura 1.7 temos os mesmos objetos mas distribuídos em coordenadas galácticas. Os autores separaram os objetos mostrados na figura em dois grupos. Um com 10 objetos que tem um ângulo entre o plano e seu vetor posição menor do que 6° . E outro, com seis objetos que estão além deste limite. Na tabela 1.2 é apresentada uma lista desses objetos e seus respectivos ângulos entre o Plano de Magalhães e seus vetores posição.

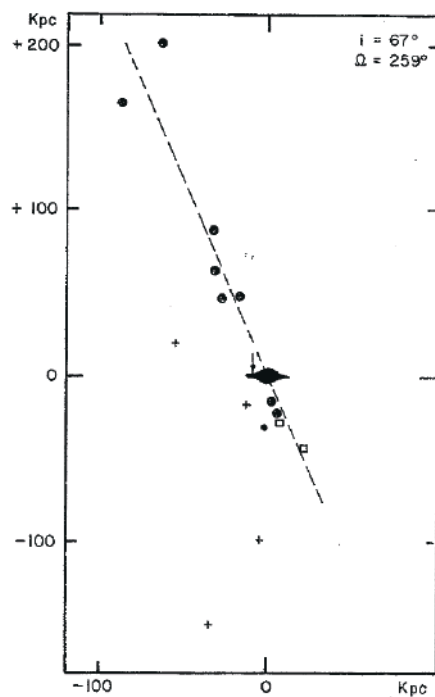


Figura 1.6: Distribuição espacial das galáxias e dos aglomerados pertencentes ao Plano de Magalhães. A linha tracejada representa o Plano de Magalhães e suas coordenadas estão indicadas no canto superior direito da figura.

Outros autores encontraram relações semelhantes, como, por exemplo, Hartwick [1996]. Este conseguiu ajustar uma superfície que engloba a posição dos aglomerados e das galáxias satélites que estão além de 25 kpc (ver figura 1.8). A partir disso, concluiu que esses objetos distribuem-se dentro de, no máximo, 5° de um círculo máximo. Esta proximidade entre os dois grupos é contrária à idéia de que os objetos estejam distribuídos isotropicamente, o que nos leva

Objeto	Ângulo (°)
LMC	-5
SMC	2
Leo I	4
Leo II	5
Ursa Menor	-6
Draco	2
Pal 3	-3
Pal 4	2
Pal 12	3
NGC 7006	-5
Pal 13	-41
Pal I	-40
NGC 2419	-43
Reticulum	-17
Sculptor	-26
Fornax	-31

Tabela 1.2: Lista dos objetos distribuídos na figura 1.6.

a crer que haja alguma herança cinemática comum entre estas classes de objetos. Na figura 1.9, vemos que os aglomerados e galáxias satélites distribuem-se numa região espacial bem limitada.

Outra peculiaridade interessante desses objetos foi apresentada por Gao et al. [2007]. Eles supuseram que os aglomerados se teriam formado a partir das primeiras interações entre galáxias satélites e a Galáxia. Partindo da hipótese de que os aglomerados provenientes da mesma interação teriam preservado momento angular e energia cinética, computaram estas grandezas, a partir da velocidade radial, para 147 aglomerados.

Analisando a relação entre a energia e o momento angular, classificaram os aglomerados que possivelmente se teriam originado de fontes externas em 5 grupos, apresentados na tabela 1.3. Este número está em boa concordância com o número previsto de correntes mareais na Galáxia.

Apesar de não haver razões prévias concretas para descartarem sua hipótese, Gao et al. [2007] foram cautelosos ao adotarem-na como verdadeira. Eles deixam claro que seria necessário dados de integração orbital para aumentar a confiabilidade da idéia, uma vez que os objetos candidatos a serem provenientes de uma mesma fonte geradora devem apresentar órbitas seme-

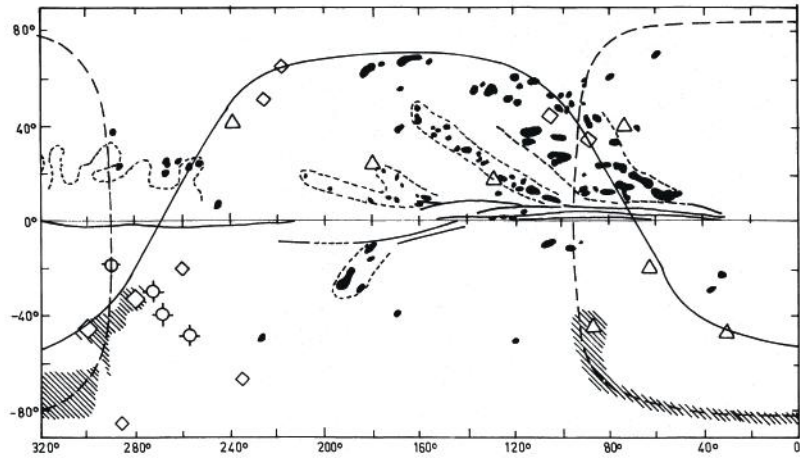


Figura 1.7: Distribuição em coordenadas galácticas dos objetos do Plano de Magalhães. Os losangos representam as galáxias, enquanto que os aglomerados estão representados pelos triângulos e círculos brancos. Os símbolos escuros irregulares representam nuvens de alta velocidade de hidrogênio neutro. A região sombreada é a corrente de Magalhães e as linhas cheias são órbitas de destroços mareais.

Corrente	Membros
1	Pal 10, NGC 7492 e NGC 6934
2	IC 1276, NGC 6715, Ter 7 e Ter 8
3	NGC 6517, NGC 6254, Pal 5, Pal 12 e IC 1257
4	NGC 6402, NGC 6535 e NGC 6864
5	NGC 5272, NGC 7089, NGC 6838 e Pal 10

Tabela 1.3: Grupos de aglomerados que possivelmente são provenientes da mesma interação.

lhantes.

1.4 Objetivo

Levando em consideração os aspectos apresentados nas seções anteriores, podemos supor que aglomerados globulares e galáxias satélites constituem grupos distintos mas que possivelmente representam bem a época de formação galáctica. Os aglomerados globulares podem ser tomados como representantes fósseis da Galáxia de forma que esperamos que haja propriedades semelhantes destes com os satélites da Galáxia.

Nosso objetivo, então, é investigar as propriedades cinemáticas destes objetos. Para isso, faremos uma análise do espaço de fase energia cinética vs. momento angular. Os objetos que

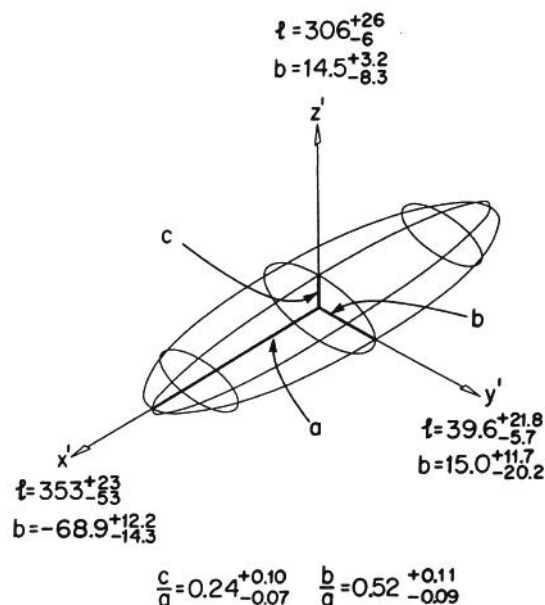


Figura 1.8: Orientação e formato em coordenadas Galácticas de uma superfície definida por uma amostra de aglomerados globulares e galáxias satélites. (Retirado de Hartwick, 1996)

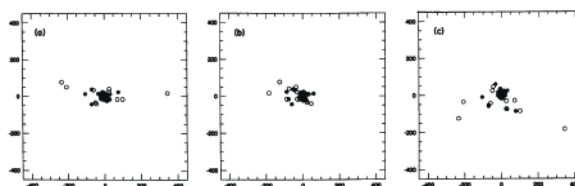


Figura 1.9: Distribuição espacial de aglomerados globulares (círculos cheios) e galáxias satélites (círculos abertos). Estas são as projeções da figura ao lado nos planos xz (a), yz (b) e xy(c). Podemos ver que as duas classes de objetos aparecem bem agrupados. (Retirado de Hartwick, 1996)

apresentarem propriedades semelhantes neste espaço de fase são classificados como pertencentes a um grupo. Para estes, faremos, posteriormente, uma análise orbital a fim de saber se aqueles que aparecem agrupados possuem órbitas semelhantes. Analisaremos, também, a distribuição de energia cinética e momento angular da amostra. Uma hipótese proposta por Alfaro et al. [2001], particular aos aglomerados, diz que a magnitude absoluta (M_V) de uma amostra destes objetos está bem correlacionada aos componentes de velocidades perpendiculares ao plano Galáctico (W). Investigaremos esta relação a fim de sondarmos se esta pode ser confirmada com nossos dados.

Capítulo 2

Cálculo de velocidades, energia cinética e momento angular

Por que, no céu profundo,
Não há de parar mais
O vosso movimento?
Astros! qual é o mundo,
Em torno ao qual rodais
Por esse firmamento?"

Olavo Bilac

Para desenvolver a idéia deste trabalho, necessitamos de dados disponíveis para o maior número possível de aglomerados globulares e galáxias satélites da Via Láctea. Nosso maior fator limitante é o movimento próprio, pois, como veremos a seguir, para objetos distantes a imprecisão nesta medida torna-se muito alta. Considerando este fato, temos em nossa amostra 44 aglomerados globulares e 9 galáxias satélites, o que corresponde a aproximadamente 30% e 50% do número total de objetos catalogados, respectivamente.

2.1 Componentes de velocidades Galácticas

A princípio, podemos determinar o movimento de uma estrela a partir de suas velocidades radial (V_R) e tangencial (V_T) relativas ao Sol. Estas grandezas podem ser obtidas através de dados

observacionais: desvio ao vermelho($\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}$), movimento próprio(μ) e paralaxe (π), respectivamente, segundo as equações:

$$V_R = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}c, \quad (2.1)$$

onde c é a velocidade da luz, e

$$V_T = 4.74\frac{\mu}{\pi}. \quad (2.2)$$

Neste caso, a velocidade espacial de uma estrela relativa ao Sol é dada por:

$$V_S \equiv (V_R^2 + V_T^2)^{1/2} \quad (2.3)$$

Embora possamos obter ambas velocidades através de observações, a componente tangencial é extremamente limitada, devido aos grandes erros associados a medidas de paralaxe para estrelas a distâncias superiores a 100 pc. Sendo assim, para objetos que estão além deste limite devemos adotar um outro método para estudar seus movimentos com boa precisão. Para o propósito deste trabalho, utilizaremos o sistema de referência **Galáctico**. Adotamos nesse trabalho o plano da mão direita, no qual as componentes de velocidades radiais são positivas em direção ao centro Galáctico Mihalas & Binney [1980] (figura 2.1).

Para calcular as componentes de velocidade Galáctica dos objetos da nossa amostra, utilizamos as equações apresentadas por Johnson & Soderblom [1987]. Tais equações fornecem as componentes de velocidade em coordenadas Galácticas com respeito ao Sol. Fizemos estes primeiros cálculos através de um código *Lepidus* escrito em *Pascal* por Rocha-Pinto, H. J. Para tal cômputo, necessitamos de informações sobre movimento próprio, velocidade radial, paralaxe, ascensão reta (α) e declinação (δ). Os parâmetros estão listados na tabela B.1. As coordenadas equatoriais (α, δ) devem ser medidas para o equinócio de 1950.0, pois este é utilizado para definir as coordenadas Galácticas usadas nas equações de Johnson & Soderblom [1987]. Este

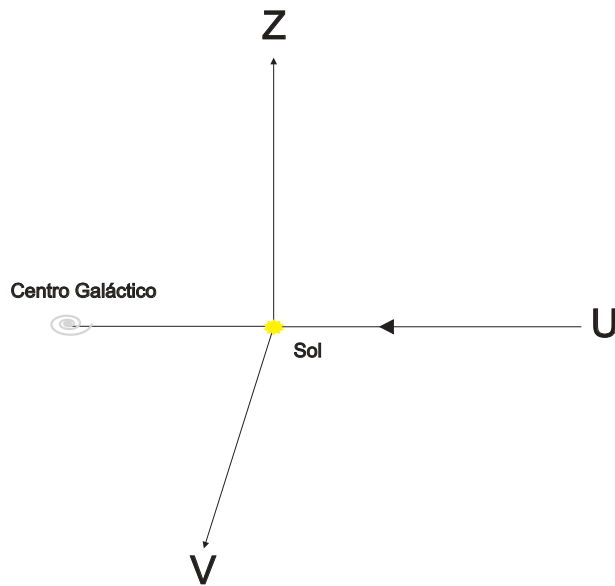


Figura 2.1: Orientação do sistema de referência da mão direita. A componente de velocidade radial (U) é positiva em direção ao centro Galáctico. A componente perpendicular ao plano (W) é positiva em direção ao polo norte Galáctico.

sistema, de acordo com Blaauw et al. [1960], é definido por três ângulos: as coordenadas equatoriais do polo norte Galáctico ($\alpha_{\text{PNG}} = 12^{\text{h}}49^{\text{m}} = 192.^{\circ}25$, $\delta_{\text{PNG}} = 27.^{\circ}4$) e a posição do polo norte celeste (PNC) relativo a um grande semi círculo que passa através do PNG e a longitude Galáctica zero ($\theta_0 = 123^{\circ}$).

Neste sistema, as coordenadas galácticas podem ser obtidas através das seguintes equações:

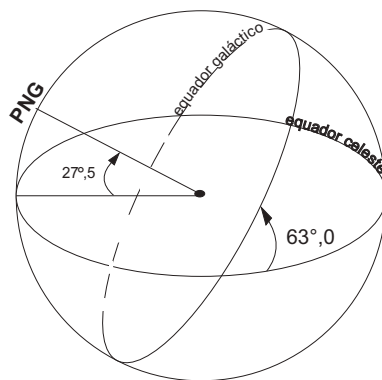


Figura 2.2: Representação do sistema de coordenadas Galácticas.

$$\begin{bmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin b \end{bmatrix} = \mathbf{T} \begin{bmatrix} \cos \delta \cos \alpha \\ \cos \delta \sin \alpha \\ \sin \delta \end{bmatrix}$$

onde b e l são latitude e longitude galácticas, respectivamente, e \mathbf{T} é a matriz de transformação dada por:

$$\mathbf{T} = \begin{bmatrix} \cos \theta_0 & \sin \theta_0 & 0 \\ \sin \theta_0 & -\cos \theta_0 & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} -\sin \delta_{\text{PNG}} & 0 & \cos \delta_{\text{PNG}} \\ 0 & -1 & 0 \\ \cos \delta_{\text{PNG}} & 0 & \sin \delta_{\text{PNG}} \end{bmatrix} \begin{bmatrix} \cos \alpha_{\text{PNG}} & \sin \alpha_{\text{PNG}} & 0 \\ \sin \alpha_{\text{PNG}} & -\cos \alpha_{\text{PNG}} & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} \quad (2.4)$$

usando as definições de α_{PNG} , δ_{PNG} e θ_0 , temos:

$$\mathbf{T} = \begin{bmatrix} -0.06699 & -0.87276 & -0.48354 \\ 0.49273 & -0.45035 & 0.74458 \\ -0.86760 & -0.18837 & 0.46029 \end{bmatrix}.$$

Ainda, é necessário definir uma matriz de coordenadas dada por:

$$\mathbf{A} \equiv \begin{bmatrix} \cos \alpha \cos \delta & -\sin \alpha & -\cos \alpha \cos \delta \\ \sin \alpha \cos \delta & \cos \alpha & -\cos \alpha \cos \delta \\ \cos \delta & 0 & \cos \delta \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \cos \alpha & \sin \alpha & 0 \\ \sin \alpha & -\cos \alpha & 0 \\ 0 & 0 & -1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} \cos \delta & 0 & -\cos \delta \\ 0 & -1 & 0 \\ -\cos \delta & 0 & -\cos \delta \end{bmatrix}.$$

Com essas definições as componentes espaciais de velocidades são dadas por:

$$\begin{bmatrix} U \\ V \\ Z \end{bmatrix} = B \cdot \begin{bmatrix} V_R \\ \kappa\mu_\alpha/\pi \\ \kappa\mu_\delta/\pi \end{bmatrix}, \quad (2.5)$$

onde $B = T \cdot A$ e $\kappa = 4.74057$ que é um fator de conversão entre UA/ano para km/s¹.

Para o cálculo dos erros em U, V, Z , consideramos que os erros não são correlacionados, ou seja a variância é zero. Dada uma função $F(x, y, z)$, sabendo que os erros associados a ela não são correlacionados, podemos calcular suas incertezas da seguinte forma:

$$\sigma_{F(x,y,z)}^2 = \left(\frac{\partial F}{\partial x}\right)^2 \sigma_x^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial y}\right)^2 \sigma_y^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial z}\right)^2 \sigma_z^2. \quad (2.6)$$

Assumindo que os erros em U, V, Z são causados somente por $V_R, \mu_\alpha, \mu_\delta$ e π , e considerando, também, que as medidas das componentes de movimento próprio são independentes, podemos aplicar a equação 2.6 na expressão obtida para as componentes de velocidade (equação 2.5) e calcular seu erro. Assim, temos:

$$\begin{bmatrix} \sigma_U^2 \\ \sigma_V^2 \\ \sigma_Z^2 \end{bmatrix} = \mathbf{C} \begin{bmatrix} \sigma_{V_R}^2 \\ (\kappa/\pi)^2[\sigma_{\mu_\alpha} + (\mu_\alpha \sigma_\pi/\pi)^2] \\ (\kappa/\pi)^2[\sigma_{\mu_\delta} + (\mu_\delta \sigma_\pi/\pi)^2] \end{bmatrix} + 2\mu_\alpha \mu_\delta \kappa^2 \sigma_\pi^2 / \pi^4 \begin{bmatrix} b_{12} \cdot b_{13} \\ b_{22} \cdot b_{23} \\ b_{32} \cdot b_{33} \end{bmatrix}.$$

Os valores b_{ij} e c_{ij} são os elementos das matrizes \mathbf{B} e \mathbf{C} , respectivamente, e $c_{ij} = b_{ij}^2$. O termo cruzado provem dos termos quadrados de $\frac{\partial}{\partial \pi}$. Os parâmetros de entrada para o código e suas respectivas referências estão listados na tabela B.1.

Após compilado, o código nos forneceu as componentes de velocidades Galácticas com respeito ao Sol (U, V, Z). Para determinar as componentes de velocidades de objetos em relação à Galáxia é preciso corrigir tais componentes pelos movimentos solar e do Padrão Local de Repouso (LSR, "*Local Standard of Rest*").

¹UA significa unidades astronômicas o que equivale a distância entre a Terra e o Sol ≈ 150000 km

2.2 Correções nas velocidades

A velocidade de um objeto com respeito ao Sol consiste de três contribuições: (1) a velocidade peculiar do objeto relativo ao LSR na posição P_* ; (2) a velocidade peculiar do Sol relativo ao LSR P_\odot ; (3) a velocidade diferencial do LSR em P_* relativa a P_\odot . Nós estamos interessados nas duas primeiras contribuições. Porém, antes de calculá-las, vejamos o que é o Padrão Local de Repouso.

2.2.1 O Padrão Local de Repouso

Ao apresentarmos as componentes de velocidades U , V e Z na figura 2.1, colocamos a origem do sistema no centro Galáctico, ou, mais precisamente, no centro de massa da Galáxia. Suponhamos, agora, que a distribuição de massa da Galáxia seja axissimétrica. De tal forma que as forças gravitacionais em um determinado ponto no plano Galáctico sejam radiais na direção do centro Galáctico. E, ainda, que a variação dessas forças, ao longo do tempo necessário para uma rotação completa em torno da Galáxia, seja tão pequena que possa ser considerada como um estado estacionário, uma vez que $\partial F/\partial t \approx 0$. Então, em cada posição do plano Galáctico existe um vetor de velocidade tal que um objeto que se mova com essa velocidade descreve uma órbita circular em torno do centro Galáctico. O **Padrão Local de Repouso** é um ponto imaginário que se move com este vetor de velocidade. As componentes de velocidades galácticas deste ponto serão $(\Pi, \Theta, W)_{\text{LSR}} = (0, \Theta_0, 0)$. A componente Θ_0 é chamada de velocidade circular.

Determinar o valor da velocidade circular requer precisão em dados observacionais. Três métodos principais são utilizados para calculá-la: i) distribuição de velocidades de objetos do halo (aglomerados globulares e estrelas RR Lyrae); ii) velocidades de escape de estrelas de alta velocidade e iii) distribuição de velocidades de galáxias do Grupo Local. Estes três métodos fornecem valores para a velocidade circular entre 200 e 300 km. s⁻¹. O valor adotado, atualmente, pela IAU ("*International Astronomical Union*") e utilizado neste trabalho é 220 km.s⁻¹.

2.3 O movimento Solar

As componentes de velocidade de um objeto com respeito ao Sol podem ser escritas em função de suas velocidades U , V e Z , da seguinte forma Mihalas & Binney [1980]:

$$u = U + u_{\odot}$$

$$v = V + v_{\odot}$$

$$z = Z + z_{\odot},$$

onde u_{\odot} , v_{\odot} e z_{\odot} são as velocidades peculiares do Sol. Para determinarmos as componentes de velocidades peculiares do Sol, é necessário considerar o movimento solar relativo a um grupo de estrelas em sua vizinhança. Escolhemos, então, um grupo de N estrelas com propriedades espectrais ou fotométricas parecidas. Assim, a velocidade média do grupo é dada pelo centróide de velocidades:

$$\langle u_* \rangle \equiv \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N u_{*i} \quad (2.7)$$

$$\langle v_* \rangle \equiv \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N v_{*i} \quad (2.8)$$

$$\langle z_* \rangle \equiv \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N w_{*i}. \quad (2.9)$$

Como já havíamos mencionado antes, podemos considerar que a Galáxia é axissimétrica e está em estado estacionário. Nesse caso, esperamos que, em uma dada posição no disco, a distribuição de velocidades seja, em média, isotrópica, ou seja:

$$\langle u_* \rangle \equiv 0, \quad (2.10)$$

$$\langle z_* \rangle \equiv 0. \quad (2.11)$$

Porém, não podemos supor $\langle v_* \rangle \equiv 0$ pois nesta componente há uma contribuição do LSR. Aplicando estas condições às equações 2.7 podemos escrever:

$$u_{\odot} = -\langle U_* \rangle \quad (2.12)$$

$$v_{\odot} = -\langle V_* \rangle + \langle v_* \rangle \quad (2.13)$$

$$z_{\odot} = -\langle Z_* \rangle. \quad (2.14)$$

Não podemos determinar v_{\odot} , pois não conhecemos $\langle v_* \rangle$. Então, para facilitar os cálculos definimos a componente de velocidade v_{\odot} como sendo $-\langle V_* \rangle$, e denotaremos esta nova componente por v'_{\odot} . Assim, o vetor de velocidade do Sol fica determinado apenas por dados observacionais. Temos, então:

$$S_{\odot} \equiv (u_{\odot}^2 + v'_{\odot}{}^2 + z_{\odot}^2)^{1/2}. \quad (2.15)$$

Este vetor, que define o movimento solar, aponta na direção do *ápex solar*, o ponto do céu para o qual o Sol está se movendo. Muitos tipos de estrelas são utilizados para determinar o movimento solar. Aqui, utilizaremos o chamado **movimento solar básico** Mihalas & Binney [1980]. Neste caso, foram medidas velocidades de estrelas na vizinhança solar de mesmo tipo espectral e que estejam em órbita circular em torno do centro da Galáxia. Este método apresenta uma vantagem em relação aos outros pois, ao utilizar estrelas de órbitas circulares, exclui estrelas velhas que apresentam órbitas não circulares. De acordo com Mihalas & Binney [1980], a determinação do movimento solar feita com 400 estrelas de tipo A e 400 gigantes de tipo K dentro de um raio de 100 pc fornece resultados idênticos e em boa concordância com o obtido a partir de uma grande amostra de gigantes M. Estes valores, os quais também adotamos, são:

$$u_{\odot} = -9 \text{ km.s}^{-1} \quad (2.16)$$

$$v'_{\odot} = 11 \text{ km.s}^{-1} \quad (2.17)$$

$$z_{\odot} = 6 \text{ km.s}^{-1} \quad (2.18)$$

Estas componentes correspondem a $S_{\odot} = 15.4 \text{ km.s}^{-1}$ na direção $l = 51^{\circ}, b = 23^{\circ}$. A partir destes valores, obtemos as componentes de velocidade em coordenadas Galácticas com respeito ao centro da Galáxia:

$$U' = U + u_{\odot} = U - 9 \text{ km.s}^{-1} \quad (2.19)$$

$$V' = V + v'_{\odot} + \Theta_0 = V + 11 + 220 \text{ km.s}^{-1} \quad (2.20)$$

$$Z' = Z + z_{\odot} = W + 6 \text{ km.s}^{-1}. \quad (2.21)$$

Estas expressões estão em coordenadas cartesianas. Porém, como mencionamos antes, a Galáxia é axissimétrica. Neste caso, para descrevermos parâmetros espaciais associados a ela devemos utilizar o sistema de coordenadas cilíndricas. Neste sistema as componentes de velocidades são funções de um ângulo azimutal φ . Para objetos que distam até 100 pc do centro galáctico temos que $\varphi \approx 0$ para objetos na vizinhança solar e $\approx 180^{\circ}$ para objetos diametralmente opostos a vizinhança sola. Neste caso as equações 2.19, 2.20 e 2.21 são boas aproximações. Para objetos que estão além deste limite devemos representar as componentes de velocidades em coordenadas cilíndricas. (ver figura 2.3).

A partir da figura 2.3 podemos escrever as componentes cilíndricas de velocidade em função das componentes conhecidas U , V e Z^2 :

²Daqui em diante dispensaremos o índice ' das expressões obtidas acima

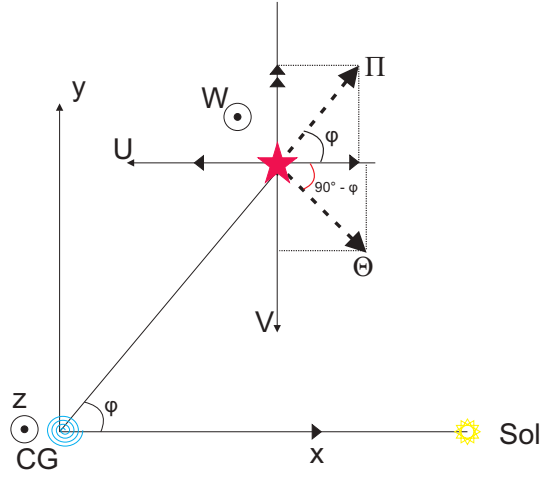


Figura 2.3: Componentes de velocidade em coordenadas cilíndricas (Π , Θ e Z) para um objeto distante do centro Galáctico.

$$U = -\Pi \cos \varphi - \Theta \cos(90 - \varphi) = -\Pi \cos \varphi - \Theta \sin \varphi \quad (2.22)$$

$$V = -\Pi \sin \varphi + \Theta \sin(90 - \varphi) = -\Pi \sin \varphi + \Theta \cos \varphi \quad (2.23)$$

$$W = Z \quad (2.24)$$

multiplicando a equação 2.22 por $\cos \varphi$ e a 2.23 por $\sin \varphi$, temos:

$$U \cos \varphi = -\Pi \cos^2 \varphi - \Theta \sin \varphi \cos \varphi \quad (2.25)$$

$$V \sin \varphi = -\Pi \sin^2 \varphi + \Theta \sin \varphi \cos \varphi \quad (2.26)$$

Agora, multiplicando a equação 2.22 por $\sin \varphi$ e a 2.23 por $-\cos \varphi$, escrevemos:

$$U \sin \varphi = -\Pi \sin \varphi \cos \varphi - \Theta \sin^2 \varphi, \quad (2.27)$$

$$-V \cos \varphi = \Pi \sin \varphi \cos \varphi - \Theta \cos^2 \varphi \quad (2.28)$$

somando as equações 2.25 e 2.26 e as 2.27 e 2.28 obtemos:

$$\Pi = -U \cos \varphi - V \sin \varphi, \quad (2.29)$$

$$\Theta = -U \sin \varphi + V \cos \varphi, \quad (2.30)$$

$$W = Z. \quad (2.31)$$

Estas são as componentes de velocidades galactocêntricas em coordenadas polares. O ângulo φ é determinado por:

$$\varphi = \arcsin\left(\frac{y}{r}\right), \quad (2.32)$$

ou

$$\varphi = \arccos\left(\frac{x}{r}\right), \quad (2.33)$$

onde r é o raio galactocêntrico dado por $\sqrt{x^2 + y^2}$ e x, y, z definem a posição do objeto em relação ao centro Galáctico. Concluimos, então, que em cada ponto da órbita o objeto terá componentes de velocidade diferentes, sendo necessário uma integração orbital para melhor analisarmos o movimento destes objetos.

Tendo calculado as componentes de velocidade, podemos, facilmente, obter a energia cinética. Determinar com precisão a massa de cada objeto não é trivial e para o nosso objetivo não é relevante. Por isso, trabalharemos com a energia cinética específica, que é, simplesmente, a

energia cinética por unidade de massa. Assim, temos:

$$E_{\text{cin}} = \frac{1}{2}|\vec{v}|^2, \quad (2.34)$$

onde:

$$|\vec{v}|^2 = \Pi^2 + \Theta^2 + Z^2. \quad (2.35)$$

O momento angular, por sua vez, é dado por:

$$\vec{L} = \vec{R} \times \vec{v} = (0_\pi, R\Pi_\theta, R\Theta_z). \quad (2.36)$$

Sendo que a componente que mais nos interessa é a orbital (L_z), pois esta nos dá informação sobre a órbita do objeto. Na tabela B.2, temos os valores obtidos de todos os parâmetros mencionados neste capítulo.

Nos próximos capítulos analisaremos as propriedades e relações destas variáveis.

Capítulo 3

Integração orbital

O universo é uma dança. Onde tudo é herança. Emancipar-se no tempo. É ritmo e esperança.

Autor desconhecido

A maior parte da massa de uma galáxia é a soma das massas das estrelas que a compõe. A princípio, podemos calcular o potencial em um determinado ponto somando a contribuição de cada estrela individualmente. Sabendo que o número de estrelas em uma galáxia é da ordem de 10^{11} , este cômputo torna-se inviável. Mas podemos determinar precisamente o potencial em um dado ponto considerando que este é decorrente da densidade de estrelas no local. Nosso objetivo, portanto, é determinar a força em um ponto \vec{x} gerada pela atração de uma distribuição de massa $\rho(\vec{x})$. Para este propósito, vejamos como descrever esta força. Além disso, precisamos determinar que tipo de potencial melhor descreve a distribuição de massa da nossa Galáxia. Começemos, então, por uma revisão da teoria de potenciais.

3.1 Uma breve introdução à teoria de potenciais

De acordo com a lei da atração gravitacional de Newton, a força $F(\vec{x})$ é inversamente proporcional ao quadrado da distância e pode ser escrita da seguinte forma:

$$\delta F(\vec{x}) = G \frac{\vec{x}' - \vec{x}}{|\vec{x}' - \vec{x}|^3} \delta m(\vec{x}') = G \frac{\vec{x}' - \vec{x}}{|\vec{x}' - \vec{x}|^3} \rho(\vec{x}') \delta^3 \vec{x}' \quad (3.1)$$

para uma distribuição contínua de massa podemos escrever esta força como a integral sobre o volume da distribuição. Por exemplo, na figura 3.1 temos a representação de uma distribuição de massa com densidade $\rho(x')$ que exerce força no ponto P.

$$F(\vec{x}) = G \int \frac{\vec{x}' - \vec{x}}{|\vec{x}' - \vec{x}|^3} \rho(\vec{x}') d^3 x'. \quad (3.2)$$

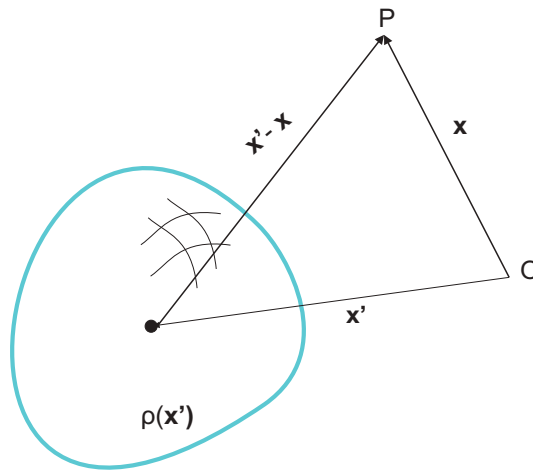


Figura 3.1: Representação de uma distribuição de massa contínua. O ponto O representa a origem do sistema de referência.

Se notarmos que:

$$\nabla_x \left(\frac{1}{|\vec{x}' - \vec{x}|} \right) = \frac{\vec{x}' - \vec{x}}{|\vec{x}' - \vec{x}|^3} \quad (3.3)$$

podemos escrever $F(\vec{x})$ como sendo:

$$F(\vec{x}) = \nabla_x \int \frac{G\rho(\vec{x}')}{|\vec{x}' - \vec{x}|} d^3 x' = -\nabla\Phi. \quad (3.4)$$

Definimos, pois, o **potencial gravitacional** igual a Φ e concluímos que a força gravitacional é conservativa, já que esta pode ser escrita como o gradiente de um escalar. Com alguma álgebra, podemos escrever uma outra equação a partir da 3.4, chamada de equação de Poisson, a qual simplifica o cálculo de Φ :

$$\nabla^2\Phi = 4\pi G\rho. \quad (3.5)$$

Com esta equação podemos calcular a força que atua em cada objeto, a partir da força escrever as equações de movimento e, por fim, determinar a órbita de cada objeto se conhecermos a distribuição de massa que exerce força sobre ele. Para cada configuração, um potencial específico deve ser utilizado. Limitaremos nos, então, a explicitar aqueles que melhor descrevem a distribuição de massa na Galáxia. Para isso, baseamo-nos no trabalho de Flynn et al. [1996] o qual analisa os potenciais atuantes nos objetos do halo externo da Galáxia, que são nosso alvo de estudo.

3.2 O potencial Galáctico

Nos capítulos anteriores, citamos que a Galáxia é axissimétrica. Porém, conforme visto na seção 1.2.1, sua distribuição de massa varia ao longo de seu raio. Portanto, para escrevermos seu potencial precisamos considerar diferentes distribuições de acordo com a geometria da região.

A geometria da região central pode ser aproximada para esférica, de forma que o potencial é dado, simplesmente, por:

$$\Phi = -\frac{GM}{R}. \quad (3.6)$$

Entretanto, devemos escrever a equação 3.6 considerando que há contribuições diferentes do núcleo e do bojo, assim, o potencial da região central fica da seguinte forma:

$$\Phi_c = -\frac{GM_{c_1}}{\sqrt{r^2 + r_{c_1}^2}} - \frac{GM_{c_2}}{\sqrt{r^2 + r_{c_2}^2}}, \quad (3.7)$$

onde G é a constante gravitacional, r é o raio Galactocêntrico, M_{c_1} e r_{c_1} , M_{c_2} e r_{c_2} são a massa e o raio do núcleo e do bojo, respectivamente.

Miyamoto & Nagai [1975] foram os primeiros a descreverem um potencial para o disco. Eles assumiram que o disco é axissimétrico e achatado, de forma que, para pontos próximos

ao plano, o potencial se reduz ao potencial esférico enquanto, para pontos muito distantes do centro, se reduz ao potencial de simetria planar. Na verdade, eles combinaram dois modelos de potencial propostos por Plummer (1911) e outro por Toomre (1962). O primeiro descreve um modelo esférico com uma escala de distância b com respeito ao centro:

$$\Phi_P = -\frac{GM}{\sqrt{r^2 + b^2}}. \quad (3.8)$$

O segundo, descreve um modelo também esférico mas com um parâmetro de altura a relativo ao plano:

$$\Phi_T = -\frac{GM}{\sqrt{R_G^2 + (a^2 + |z^2|)}}, \quad (3.9)$$

onde, R_G é a distância Galactôcentrica.

Miyamoto & Nagai [1975], combinaram estes dois potenciais e os reescreveram da seguinte forma:

$$\Phi_M(R_G, z) = -\frac{GM}{\sqrt{R_G^2 + (a^2 + \sqrt{z^2 + b^2})^2}}. \quad (3.10)$$

Podemos perceber que, quando $a = 0$, esta equação reduz-se à 3.8, e para $b = 0$ temos a 3.9. Portanto, dependendo da escolha dos parâmetros a e b , podemos representar o potencial de um disco fino até um potencial totalmente esférico. Vamos adotar valores para a e b que sejam consistentes com medidas de massa dinâmica na região do círculo solar e que ajustem bem a curva de rotação da Galáxia. Para isto é necessário lançar mão de 3 diferentes valores para estas grandezas (Flynn et al. [1996]). Estes valores estão listados na tabela 3.1.

Assim, o potencial do disco é escrito da seguinte forma:

$$\Phi_D = \Phi_{D_1} + \Phi_{D_2} + \Phi_{D_3}, \quad (3.11)$$

onde

$$\Phi_{D_n} = -\frac{GM_{D_n}}{\sqrt{R_G^2 + (a_n + \sqrt{z^2 + b^2})^2}}. \quad (3.12)$$

Para descrever o potencial do halo, precisamos considerar que a curva de rotação da Galáxia torna-se constante para grandes valores de R_G . Isto implica que $d\Phi/dR \propto R^{-1}$, de forma que escreveremos o potencial do halo da seguinte forma:

$$\Phi_H = \frac{1}{2}V_{circ}^2 \ln(r^2 + r_0^2), \quad (3.13)$$

onde V_{circ} é a velocidade circular para grandes valores de r e r_0 é o raio do núcleo central do halo.

Componente	Parâmetro	Valor
Halo	r_0	8.5 (kpc)
	V_H	220 km.s ⁻¹
Bojo	r_{C_1}	2.7 kpc
	M_{C_1}	$3 \times 10^9 M_\odot$
	r_{C_2}	0.42 kpc
	M_{C_2}	$1.6 \times 10^{10} M_\odot$
Disco	b	0.3 kpc
	M_{D_1}	$6.6 \times 10^{10} M_\odot$
	a_1	5.81 kpc
	M_{D_2}	$-2.9 \times 10^{10} M_\odot$
	a_2	17.43 kpc
	M_{D_3}	$3.3 \times 10^9 M_\odot$
	a_3	34.86 kpc

Tabela 3.1: Parâmetros adotados para o potencial geral da Galáxia.

É interessante notar que a distribuição de massa M_{D_2} é negativa. Apesar de não ter significado físico, este artifício foi proposto pelo autor para contrabalancear a distribuição de massa total da Galáxia. Porém, vale ressaltar que este truque não prejudica o desenvolvimento do potencial Galáctico, pois a soma total da distribuição de massa continua positiva. Dadas todas essas expressões para os potenciais de cada região da Galáxia, nosso objetivo é encontrar a força

que atua em cada objeto de nossa amostra de acordo com o potencial geral dado por:

$$\Phi = \Phi_C + \Phi_D + \Phi_H. \quad (3.14)$$

A partir da equação 3.4, encontramos facilmente esta força. Podemos, então, integrar as equações de movimento com condições iniciais prescritas e determinar a posição do objeto em cada instante de tempo, desenhando, assim, sua órbita.

3.3 Calculando as órbitas da nossa amostra

A partir das equações descritas acima para o potencial Galáctico, podemos escrever a aceleração (\vec{a}) devido a cada contribuição de massa da Galáxia da seguinte forma:

$$\begin{aligned} |\vec{a}_{\text{Bojo}}| &= \frac{GM_{c_1}}{(R^2 + z^2 + r_{c_1}^2)^{3/2}} + \frac{GM_{c_2}}{(R^2 + z^2 + r_{c_2}^2)^{3/2}} \\ |\vec{a}_{\text{Disco}}| &= \sum_{i=1}^3 \frac{GM_{D_n}}{(R^2 + (a_n + z^2 + b^2)^2)^{3/2}} \\ |\vec{a}_{\text{Halo}}| &= \frac{V_{\text{circ}}^2}{R^2 + z^2 + R_{\odot}^2}. \end{aligned}$$

Podemos integrar estas equações e determinar a órbita de cada objeto. Para este fim, utilizamos um código, chamado `Nearby` originalmente escrito por Chris Flynn, em Fortran, e traduzido para Pascal por Helio J. Rocha-Pinto. Os métodos empregados para obter as velocidades e as posições em cada instante de tempo são as rotinas `odeint`, `derivs`, `rkqs` e `rk4` disponíveis no `Numerical Recipes`. A evolução temporal é feita com o método de Runge-Kutta de quarta ordem, que está descrito na seção A.1.

Integramos a órbita num intervalo de tempo de 10×10^9 anos, com um passo fixo de 10^7 anos, ou seja, cada órbita conterà 1000 pontos. Os valores iniciais de integração são:

$$x = 8 - R \cos(b) \cos(l)$$

$$y = R \cos(b) \sin(l)$$

$$z = R \sin(b),$$

onde l e b são a longitude e a latitude em coordenadas galácticas, respectivamente. O raio galactocêntrico e as componentes de velocidades são calculadas ponto a ponto e no final o código fornece o raio perigaláctico (R_{per}) e apogaláctico (R_{apo}). A excetricidade (e) é dada por $(R_{\text{apo}} - R_{\text{per}})/(R_{\text{apo}} + R_{\text{per}})$. Todos os parâmetros orbitais estão listados na tabela B.3.

Com os valores calculados, podemos desenhar a órbita e analisar suas propriedades, conforme faremos no capítulo 5.

Capítulo 4

A relação velocidade - magnitude absoluta

"Em um Universo que já tem 10 ou 15 bilhões de anos, estamos constantemente esbarrando em surpresas."

Carl Sagan

Uma propriedade peculiar dos aglomerados globulares é que a distribuição de sua função de luminosidade apresenta um pico em torno de $M_V \approx -7.5$. Acredita-se que esta distribuição teria evoluído de uma função de luminosidade primordial através de processos destrutivos na região de formação dos aglomerados. De acordo com Capuzzo-Dolcetta (1993), modelagens dinâmicas do halo de aglomerados globulares mostram que este tipo de processo depende fortemente de parâmetros orbitais e da massa de aglomerados. A partir destes argumentos, Alfaro et al. [2001] decidiram investigar se existem relações entre propriedades cinemáticas e a luminosidade e, caso se confirme alguma relação, como ela se refletiria no espaço de velocidades dos aglomerados.

Eles selecionaram, dentre os aglomerados com movimento próprio medido, aqueles que estão dentro de um raio galactocêntrico de 20 kpc. Todos os parâmetros cinemáticos utilizados por eles foram obtidos de forma semelhante ao procedimento descrito nos capítulos anteriores. Separaram esta amostra em dois grupos: um com $M_V > -7.5$ e outro com $M_V < -7.5$.

Ao graficarem a velocidade perpendicular ao plano galáctico, W , contra M_V , eles encontraram uma correlação robusta entre estes dois parâmetros, com probabilidade menor do que 1% de ser espúria, além de detetar um movimento positivo na direção do polo norte galáctico para

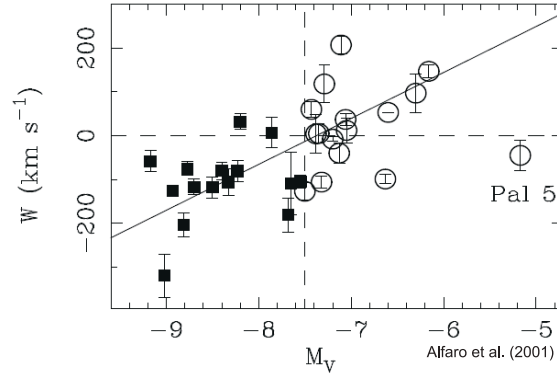


Figura 4.1: Relação $W \times M_V$. Os círculos abertos representam os aglomerados com $M_V > -7.5$ e os quadrados representam os objetos com $M_V < -7.5$. Podemos notar que os objetos se concentram em dois dos quatro quadrantes da figura. (Retirado de Alfaro et al. (2001))

os aglomerados com $M_V < -7.5$ e negativo para aqueles com $M_V > -7.5$, como podemos ver na figura 4.1.

Esta correlação poderia ser um efeito de seleção, já que a amostra representa apenas 40% do número total de aglomerados dentro deste raio. Para verificar se era essa a explicação para tal comportamento, os autores estimaram a média da componente de velocidade dos demais aglomerados com raio galactocêntrico menor do que 20 kpc somente com dados de velocidade radial, pois para estes objetos não temos valores de movimento próprio. O que encontraram foi: $\langle W \rangle = -32 \pm 6$ para os aglomerados de maior luminosidade, $\langle W \rangle = 46 \pm 7$ para aqueles de mais baixa luminosidade. Como estes resultados concordam com a primeira análise, eles descartaram a hipótese de que o comportamento fosse apenas um efeito de seleção.

Eles sugeriram que essa correlação é primordial ou é um reflexo de processos destrutivos que estariam ocorrendo desde a formação do halo.

Com os nossos dados faremos uma análise mais criteriosa a fim de saber se esta correlação se mantém constante com a evolução temporal.

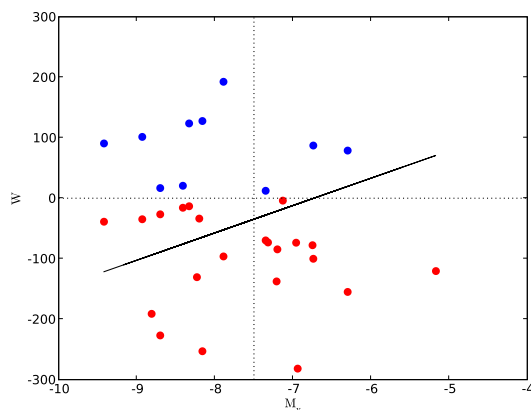


Figura 4.2: Ajuste da relação $W \times M_V$. Os círculos azuis representam os objetos com $W > 0$ e os vermelhos os com $W < 0$. Nossos dados confirmam a aparente relação proposta por Alfaro et al.

4.1 Analisando a relação

Para comprovar a validade da hipótese apresentada acima, selecionamos dentro de nossa amostra um grupo de objetos segundo os mesmos critérios descritos por Alfaro et al. [2001]. Fizemos o gráfico de $W \times M_V$ e, a princípio, encontramos a mesma relação, (ver figura 4.2).

Utilizando o procedimento descrito no capítulo 3, graficamos esta relação para épocas diferentes variando de 2×10^9 anos desde -8×10^9 anos até a época atual e da época atual até $+8 \times 10^9$ anos. Portanto, estamos aptos a verificar se este comportamento se mantém constante no tempo. Na figura 4.3 temos a evolução, ao longo de bilhões de anos, da disposição dos aglomerados no espaço de fase $W \times M_V$. Enquanto que na figura 4.4 temos a variação do ângulo da reta de ajuste em cada época mencionada acima.

Para julgar a validade da hipótese de que os aglomerados podem ser distinguidos em dois grupos, um com velocidades positivas e outro com negativas, fizemos um histograma da distribuição de W para cada grupo e em cada época. Na figura 4.5 temos a distribuição dos aglomerados com $M_V < -7.5$ nas 8 épocas diferentes. Enquanto na figura 4.6 temos algo similar mas para os aglomerados com $M_V > -7.5$.

A partir da análise gráfica feita aqui, concluímos que a hipótese proposta por Alfaro et al. [2001] não pode ser tomada como válida. Porém, para aumentar a confiabilidade desta

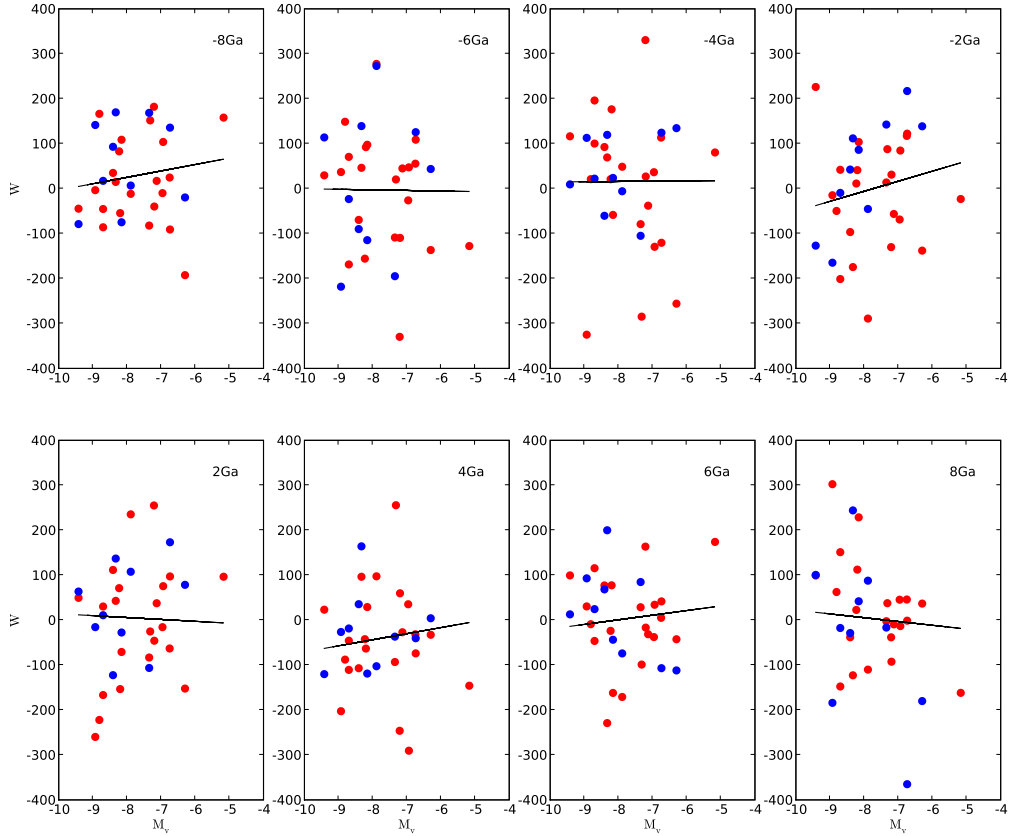


Figura 4.3: Evolução temporal da relação $W \times M_V$. Podemos ver que os objetos vão se misturando, não mantendo o padrão apresentado no tempo presente. Além disso, o ajuste não é o mesmo em épocas diferentes. Os círculos azuis representam os objetos que na época atual possuem $W > 0$ e os vermelhos aqueles que na época atual possuem $W < 0$.

afirmação, realizamos um teste de *Kolmogorov-Smirnov* em cada época, para verificarmos se os objetos com $M_V > -7.5$ e os com $M_V < -7.5$ provém de amostras distintas. A descrição do teste é feita na seção A.2. Os parâmetros resultantes do teste estão listados na tabela 4.1.

Para a época atual podemos dizer que, assim como encontraram Alfaro et al., os aglomerados não são provenientes da mesma amostra. Conquanto, ao testarmos esta hipótese para as outras épocas já não podemos manter a afirmativa, pois a probabilidade aumenta consideravelmente na grande maioria dos casos.

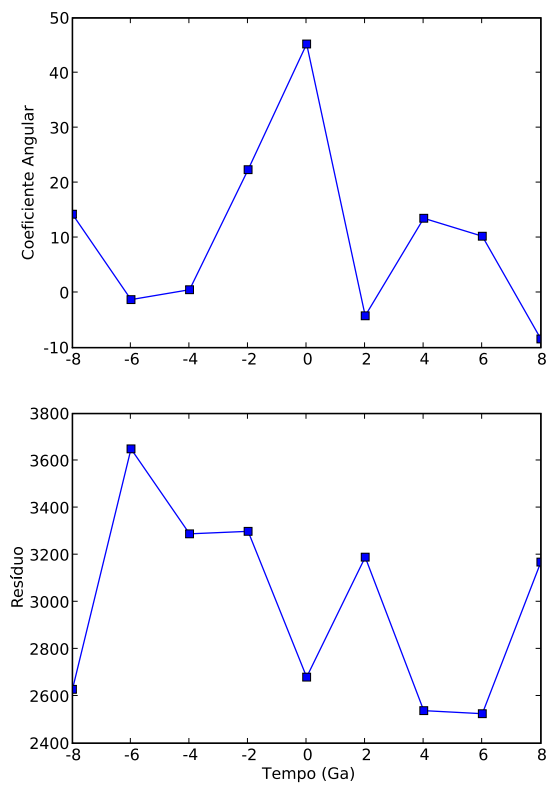


Figura 4.4: No plano superior, temos variação do coeficiente angular da reta ajustada em cada época. Podemos ver que o ajuste não é constante e nem periódico no tempo. No plano inferior, temos a variação do resíduo do ajuste, dado pela soma da diferença entre o valor ajustado e o valor real. O que percebemos é que o resíduo, além de alto, varia de forma a indicar a não existência da correlação entre a velocidade e a magnitude.

Tabela 4.1: Parâmetros do teste K-S.

Tempo (Ga)	D_{max}	Prob
-8	0.34	0.33
-6	0.26	0.64
-4	0.17	0.96
-2	0.29	0.53
+0	0.46	0.074
+2	0.27	0.60
+4	0.23	0.79
+6	0.17	0.96
+8	0.26	0.63

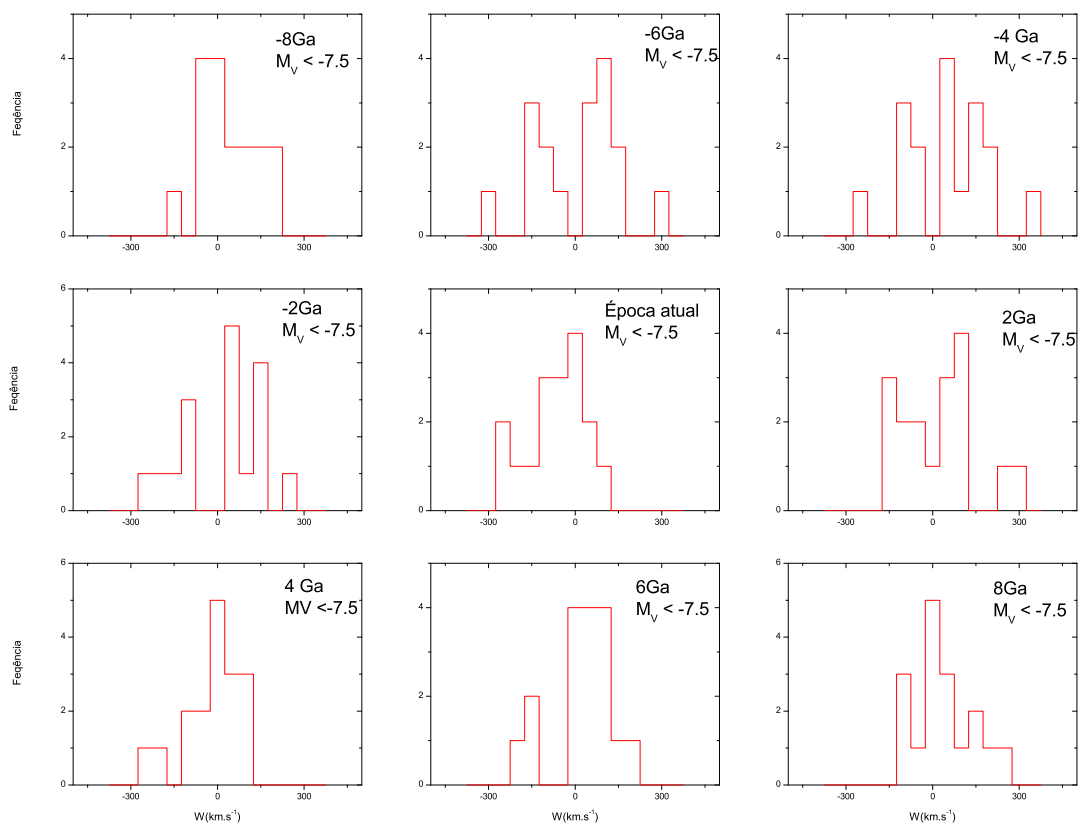


Figura 4.5: Distribuição de velocidades para aglomerados com $M_V < -7.5$. Podemos ver que há uma grande variação temporal da distribuição de W .

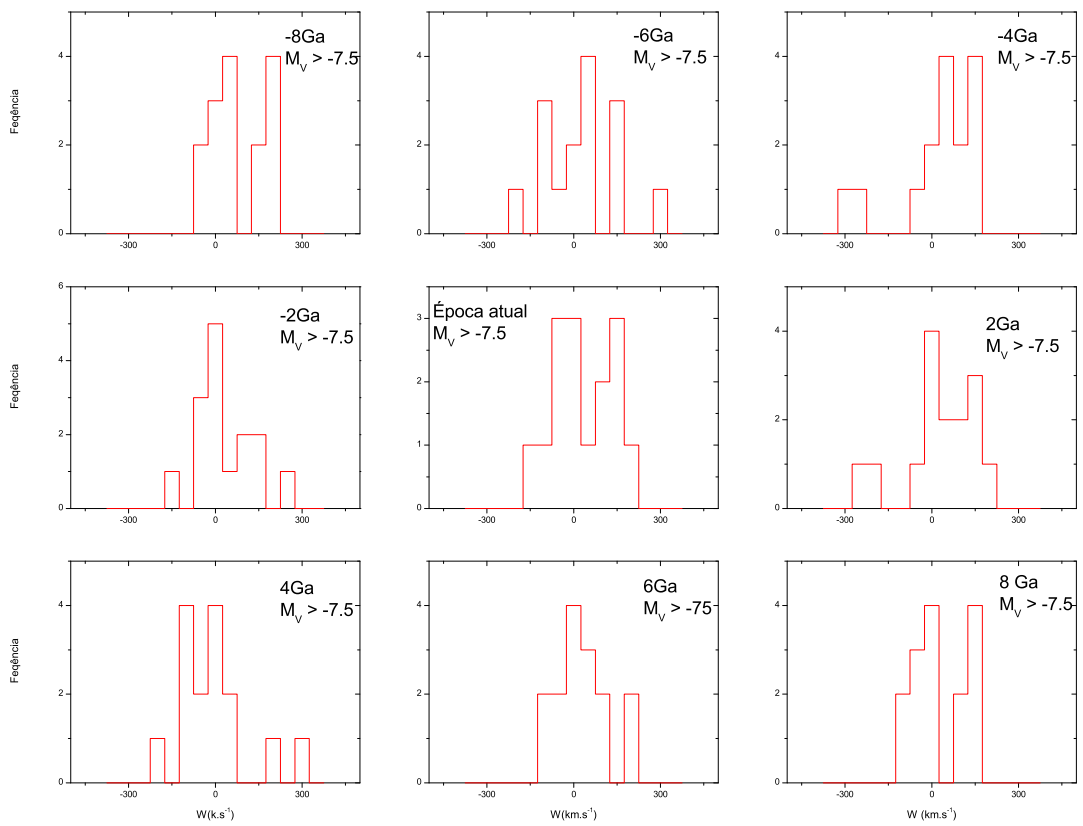


Figura 4.6: Distribuição de velocidades para aglomerados com $M_V > -7.5$. Podemos ver que, assim como na figura 4.5, há uma grande variação temporal da distribuição de W .

Capítulo 5

Análise dos resultados

"Prescrutando profundamente a escuridão,
Por muito tempo ali
fiquei, admirando, tentando,
Duvidando, sonhando sonhos que nenhum mortal
antes ousara sonhar"
Edgar Allan Poe

5.1 Agrupamento dos objetos

Após calcular a energia cinética e o momento angular, graficamos estas duas grandezas para agrupar os objetos que aparecem próximos neste espaço de fase. Uma vez que o nosso objetivo é investigar se existem semelhanças entre aglomerados e galáxias, a classificação dos grupos foi feita de forma a priorizar regiões que continham ao menos um objeto de cada tipo. Com base nesses critérios, classificamos seis grupos que estão listados na tabela 5.1. A figura 5.1 dispõe todos os objetos da nossa amostra e aqueles que pertencem a um grupo estão circulados.

5.2 Distribuição de energia cinética e momento angular

Após classificar os grupos, vamos analisar a distribuição de energia cinética e momento angular. Como nossa amostra é pequena, usaremos um histograma generalizado pelo método de

Grupo	Membros
1	Sculptor e Pal 3
2	NGC 1851, NGC 1904, Ursa Menor e Carina
3	NGC 288, NGC 362, LMC e SMC
4	NGC 7089, Sagitário
5	NGC 5927, NGC 6656, NGC 6752 e Fornax
6	NGC 4147, NGC 5024 e Cão Maior

Tabela 5.1: Membros dos grupos classificados no espaço de fase $E_{cin} \times L_z$

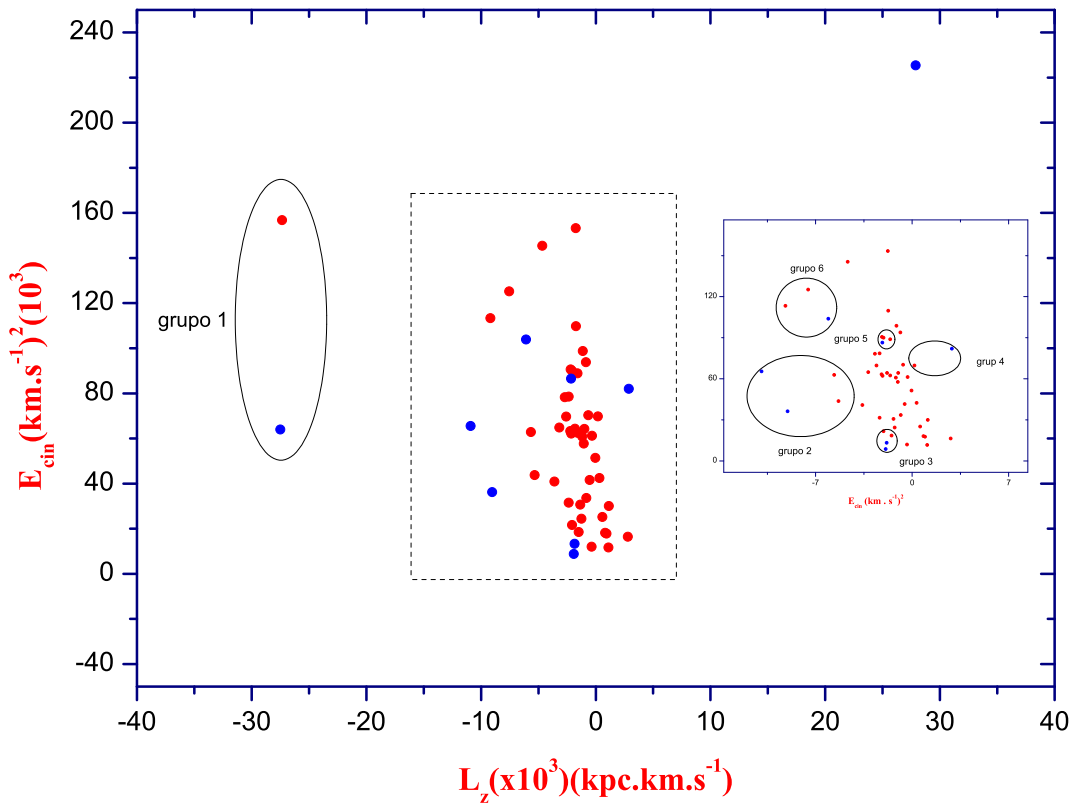


Figura 5.1: $E_{cin} \times L_z$. Os objetos dentro das elipses representam os grupos. A região dentro do retângulo destacado representa os objetos que estão dentro da área pontilhada. Os pontos azuis representam os aglomerados, e os vermelhos, as galáxias.

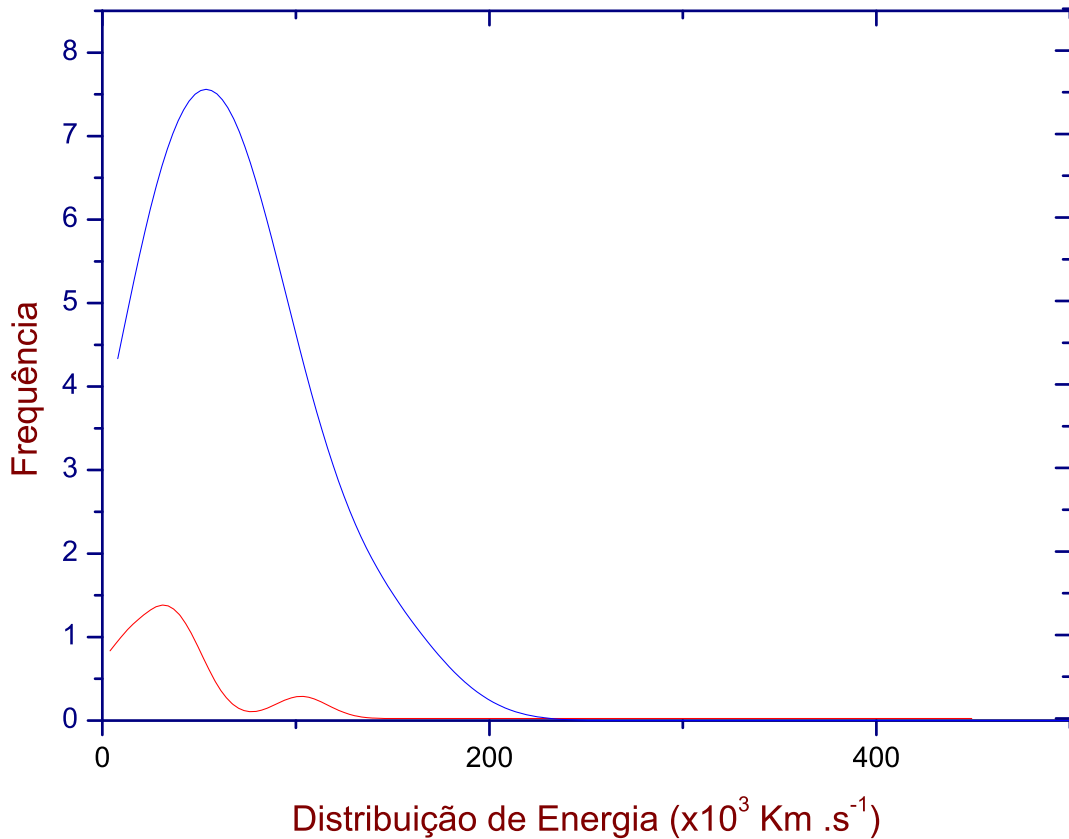


Figura 5.2: Distribuição de energia cinética para os objetos da nossa amostra. A curva azul representa os aglomerados e a vermelha, as galáxias.

kernel proposto por Tarter & Lock [1993], que está descrito na seção A.3. As figuras 5.2 e 5.3 mostram os resultados obtidos para as distribuições de energia cinética e momento angular, respectivamente.

Da distribuição de energia, podemos perceber que tanto galáxias quanto aglomerados apresentam distribuições centradas próximas de $60(\times 10^3) (\text{km.s}^{-1})^2$. Mas os aglomerados apresentam, em média, energia maior do que as galáxias. Visto que os aglomerados estão, em média, mais próximos da Galáxia do que as galáxias satélites, este comportamento é esperado.

Já na distribuição de momento angular (figura 5.3) há uma diferença entre o valor mais provável para galáxias em relação aos aglomerados. Estes últimos têm seu valor mais provável bem

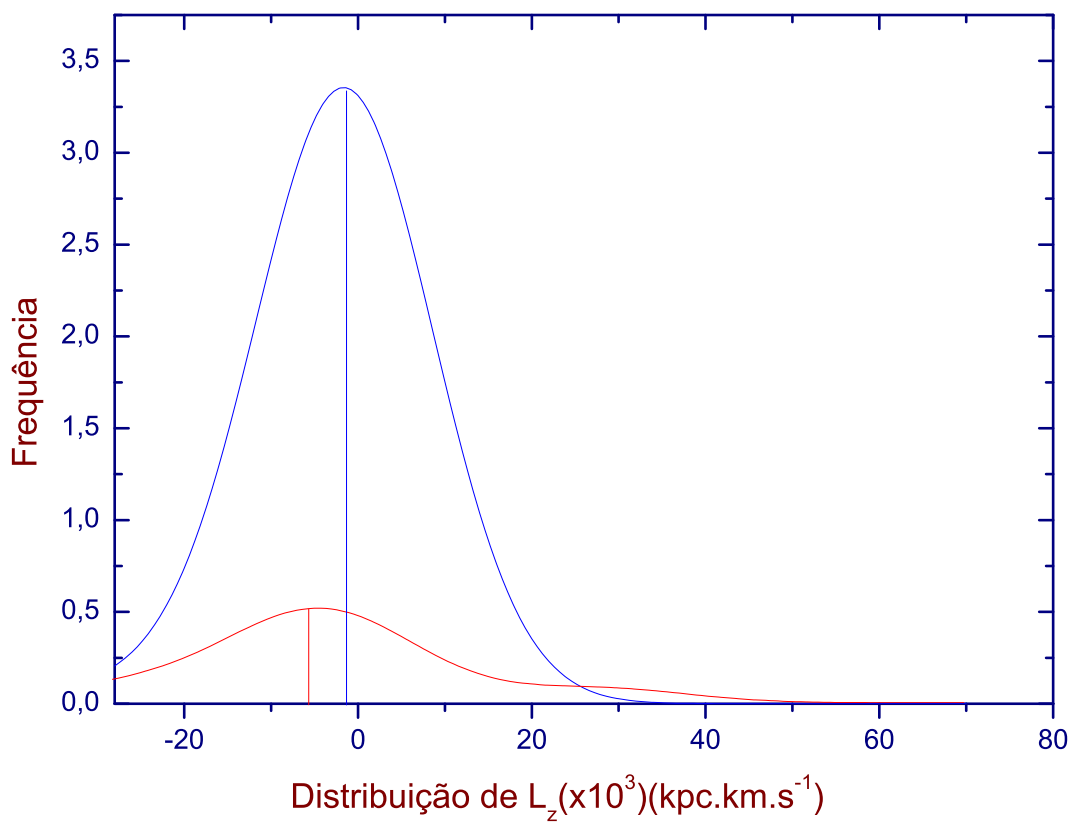


Figura 5.3: Distribuição de momento angular para os objetos da nossa amostra. As curvas são equivalentes as da figura 5.2.

próximo de zero, enquanto que o das galáxias é mais negativo. Provavelmente esta diferença com respeito ao valor esperado se deva ao fato de que os aglomerados estiveram mais associados à formação da Galáxia, compartilhando de sua rotação, mais do que as galáxias satélites.

Ainda, é interessante notar que alguns aglomerados globulares apresentam momento angular negativo. De acordo com Mihalas & Binney [1980], o valor aceito para a velocidade do padrão local de repouso implica que cerca de 50% dos aglomerados teriam movimento retrógrado, ou seja, $L_Z < 0$.

5.3 Análise das órbitas

Nosso objetivo primordial era investigar se os objetos que guardam propriedades semelhantes no espaço de fase $E_{\text{cin}} \times L_Z$ preservam outras características semelhantes. Portanto, é essencial analisar a estrutura orbital destes objetos. Desenhamos a órbita destes objetos em torno da Galáxia em coordenadas cartesianas, x, y e z , e as comparamos dentro de cada grupo.

5.3.1 Grupo 1

Este grupo é composto pelo aglomerado Pal 3 e pela galáxia Sculptor. A galáxia tem um raio médio de ≈ 146 kpc enquanto o aglomerado ≈ 1250 kpc. As órbitas destes objetos estão na figura 5.4.

Como estamos trabalhando em coordenadas cilíndricas, também é interessante comparar a secção meridional do plano orbital ($Z \times R_G$) dos objetos. Na figura 5.5, temos esta secção de superfície.

Apesar de não encontrarmos semelhanças entre as órbitas dos objetos listados neste grupo, vale a pena observar que Pal 3 apresenta um órbita muito excêntrica, assim como Sculptor, porém o intervalo de integração orbital utilizado aqui não é suficiente para que Pal 3 complete uma revolução em torno da Galáxia.

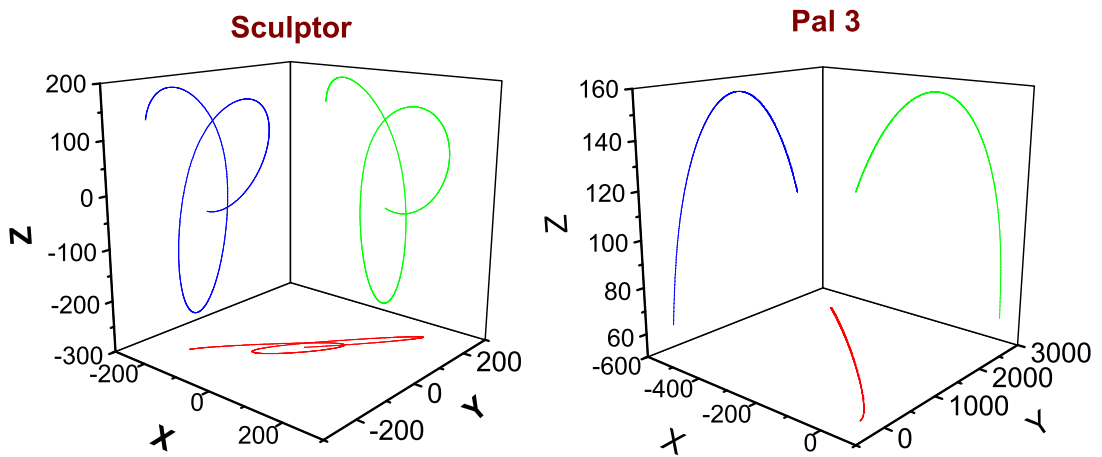


Figura 5.4: Órbitas dos objetos do grupo 1. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

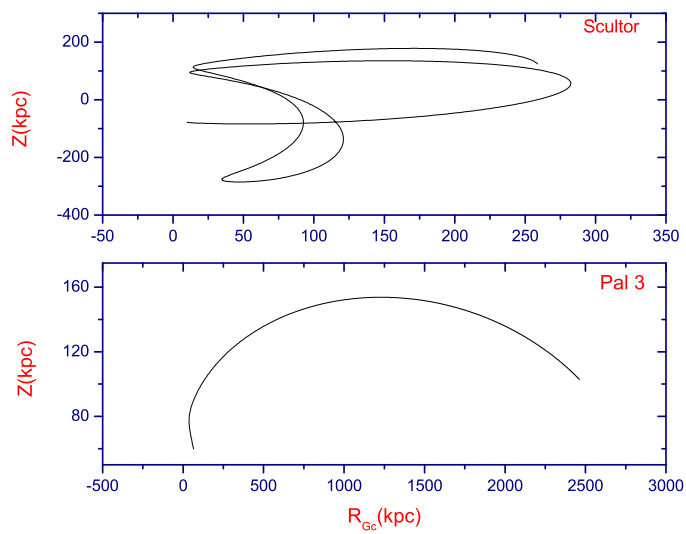


Figura 5.5: Secção meridional dos objetos do grupo 1. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

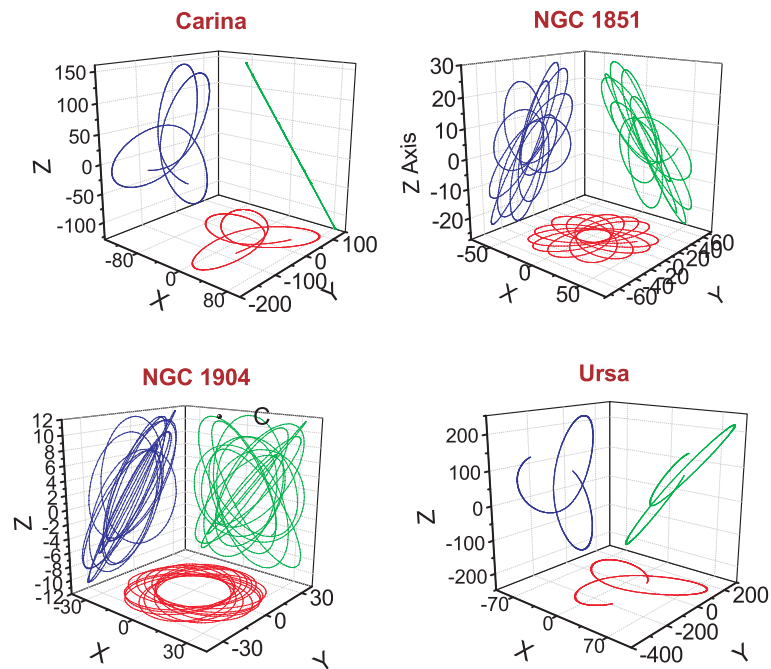


Figura 5.6: Órbitas dos objetos do grupo 2. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

5.3.2 Grupo 2

Este grupo é composto por duas galáxias: Carina e Ursa Menor, e dois aglomerados: NGC 1851 e NGC 1904. Os raios galactocêntricos médios destes objetos são: $\approx 98, 144, 35$ e 25 kpc, respectivamente. Vejamos as órbitas destes objetos (figura 5.6), e suas secções meridionais (figura 5.7).

Percebemos que as galáxias apresentam órbitas semelhantes nos planos $z \times x$ e $x \times y$, enquanto que a órbita dos aglomerados aparentemente não se assemelham em nenhuma projeção. Porém, quando olhamos para a secção meridional, tanto os aglomerados quanto as galáxias apresentam órbitas semelhantes entre si.

5.3.3 Grupo 3

Este grupo é formado pelas galáxias: Pequena e Grande Nuvem de Magalhães (SMC e LMC) e por dois aglomerados: NGC 288 e 362. Os raios galactocêntrico médio destes objetos são:

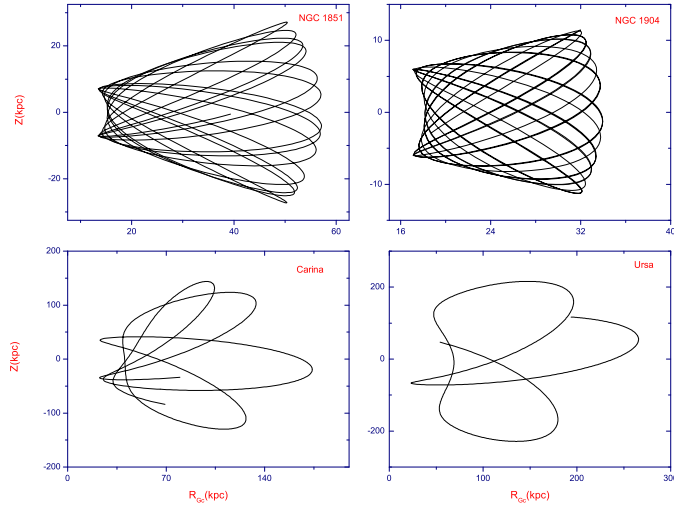


Figura 5.7: Secção meridional dos objetos do grupo 2. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

$\approx 35, 29, 9$ e 7 kpc, respectivamente. As órbitas estão na figura 5.8 e as secções meridionais estão na 5.9.

Neste grupo, podemos ver que somente os aglomerados apresentam órbitas muito semelhantes entre si. E ao olharmos a secção meridional, percebemos o mesmo comportamento.

5.3.4 Grupo 4

Este grupo é formado pelo aglomerado NGC 7089 de raio galactocêntrico médio ≈ 30 kpc e a galáxia Sagitário de raio médio ≈ 50 kpc. As órbitas estão na figura 5.10 e a secção meridional na 5.11.

Apesar de ambos os objetos apresentarem órbitas bem excêntricas e do fato de que o aglomerado tem um raio médio que o põe na fronteira da Galáxia, neste grupo não temos nenhuma semelhança tanto entre as órbitas quanto entre as secções meridionais.

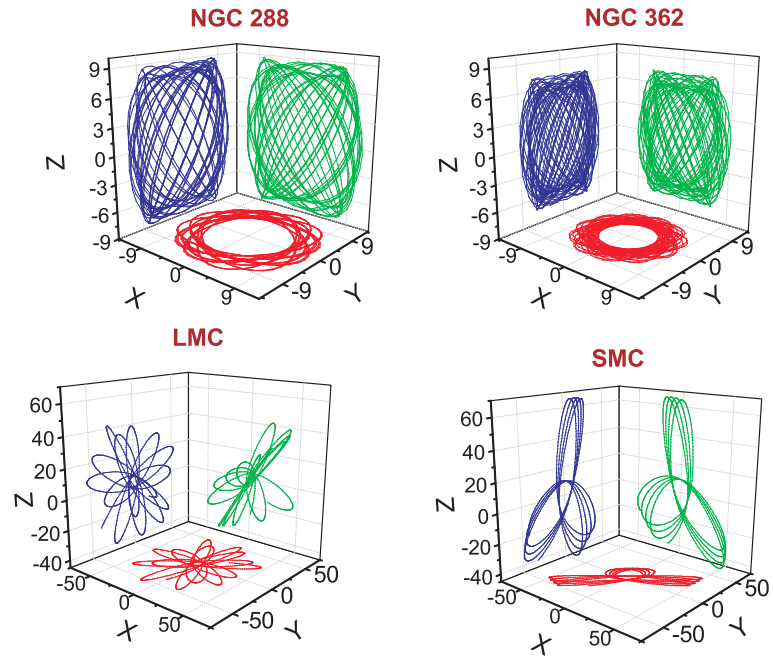


Figura 5.8: Órbitas dos objetos do grupo 3. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

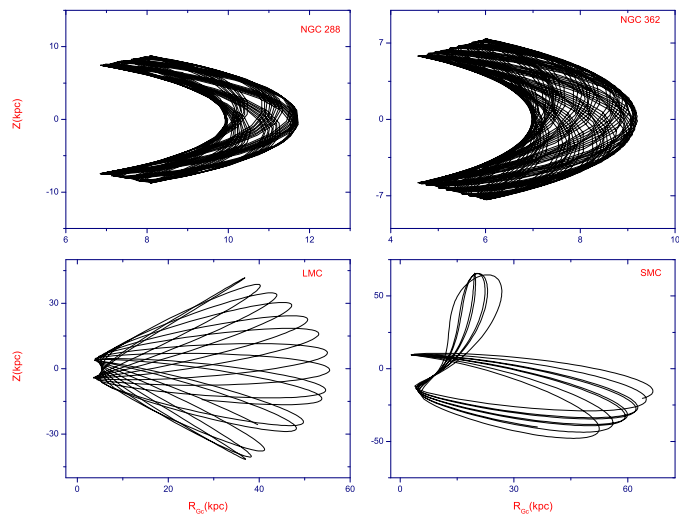


Figura 5.9: Secção meridional dos objetos do grupo 3. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

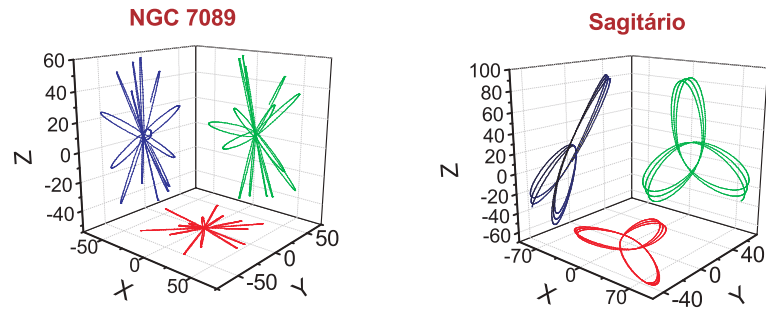


Figura 5.10: Órbitas dos objetos do grupo 4. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

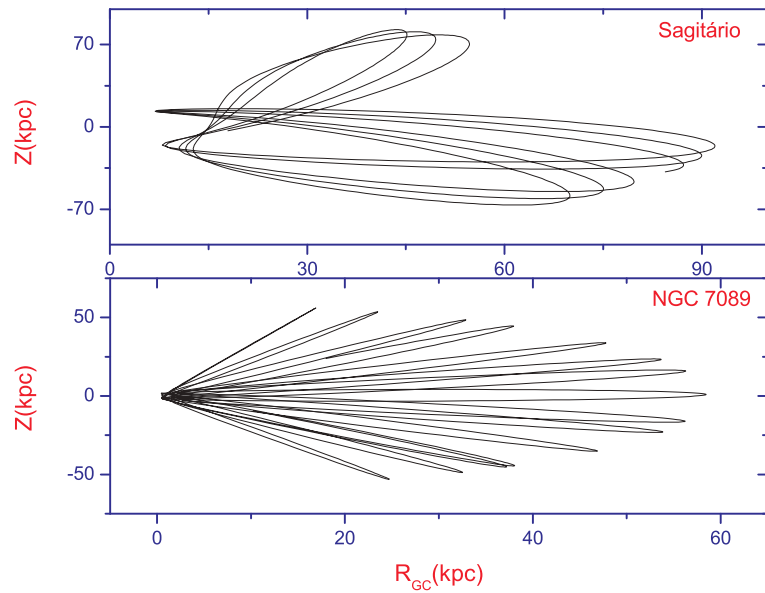


Figura 5.11: Secção meridional dos objetos do grupo 4. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

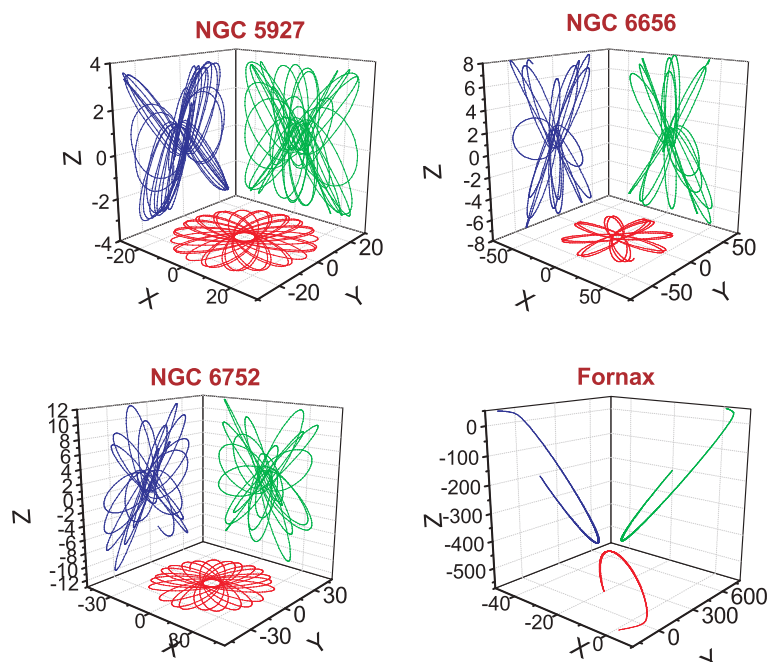


Figura 5.12: Órbitas dos objetos do grupo 5. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

5.3.5 Grupo 5

Este grupo é formado por três aglomerados: NGC 5927, 6656, 6752 e a galáxia Fornax. Os raios médios, respectivamente, são 15, 26, 20 e 337 kpc. As órbitas estão na figura 5.12 e a secção meridional na 5.13.

Para este grupo temos que todos os aglomerados se assemelham tanto quanto à órbita quanto à secção meridional.

5.3.6 Grupo 6

Composto por dois aglomerados: NGC 5024 e 4147 e uma galáxia: Cão Maior, este é o último grupo de nossa análise. O raio médio destes objetos, respectivamente, são 106, 127 e 61 kpc. As órbitas estão na figura 5.14 e as secções meridionais na 5.15.

Encontramos que os aglomerados se-assemelham quanto à órbita em todas as projeções e no plano $X \times Y$ todos os objetos se assemelham. Porém quando olhamos para a secção meridional,

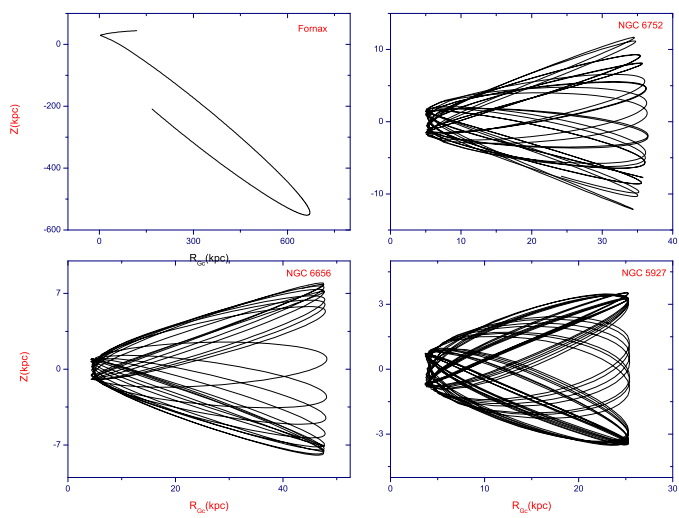


Figura 5.13: Secção meridional dos objetos do grupo 5. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

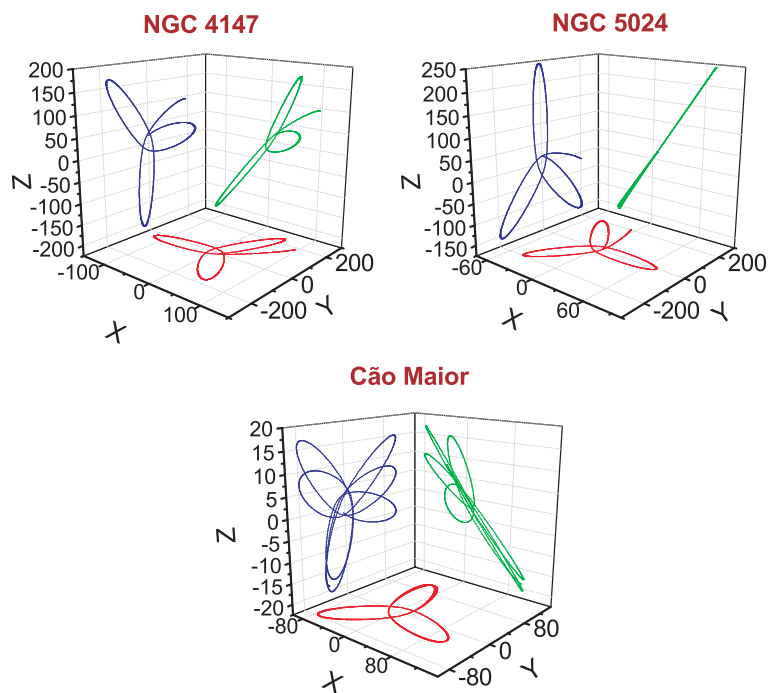


Figura 5.14: Órbitas dos objetos do grupo 6. As escalas estão diferentes pois a amplitude do movimento de cada objeto é muito diferente entre si.

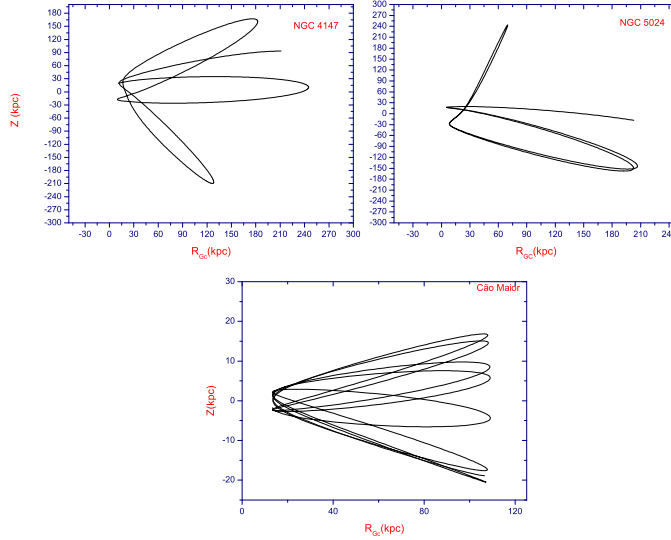


Figura 5.15: Secção meridional dos objetos do grupo 6. Novamente, as escalas não estão iguais pela mesma razão apresentada anteriormente.

vemos que Cão Maior e NGC 4147 se assemelham.

Após analisar todos esses objetos não encontramos semelhanças significativas entre órbitas de aglomerados e galáxias. No entanto, devemos considerar o fato de que nossa amostra não é muito representativa, devido às limitações descritas nos capítulos anteriores.

5.4 Órbitas de aglomerados associados a correntes mareais

No capítulo 1, apresentamos a hipótese, proposta por Gao et al. [2007], de que a formação de alguns aglomerados estariam associados a correntes mareais. Observando a tabela 1.3, notamos a presença de alguns objetos presentes lá que estão dentro de nossa amostra. Portanto, estamos aptos a fazer uma análise das órbitas destes objetos e ver se elas se assemelham. Nas figuras 5.16 e 5.17, temos as órbitas e as secções meridionais para dois aglomerados associados com a cauda $n^\circ 3$, de acordo com estes autores. Nas figuras 5.18 e 5.19, temos os mesmos gráficos para três aglomerados associados com a cauda $n^\circ 5$.

Desenhando as órbitas desses objetos, percebemos que não há semelhanças. Mas os dados

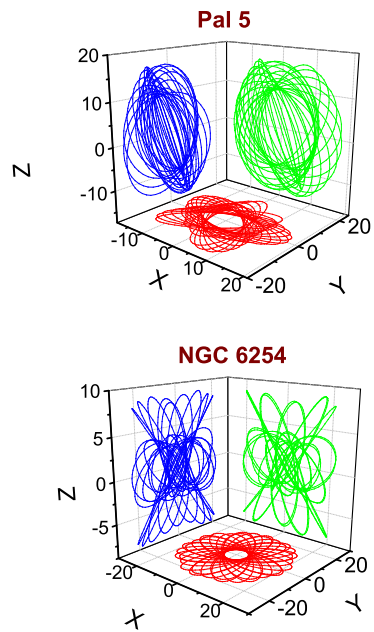


Figura 5.16: Órbitas dois objetos associados com a cauda $n^\circ 3$, apresentado na tabela 1.3.

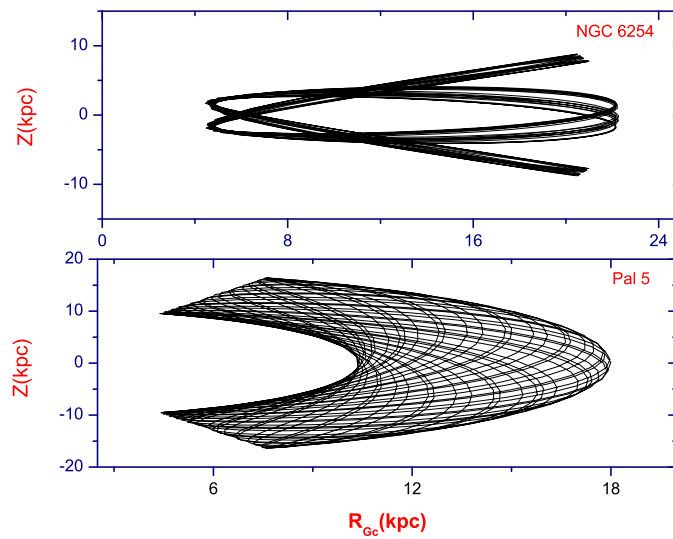


Figura 5.17: Secção meridional de dois objetos associados com a cauda $n^\circ 3$, de Gao et al. [2007]. Apesar das escalas não estarem iguais, podemos notar que não há semelhanças entre as órbitas dos aglomerados.

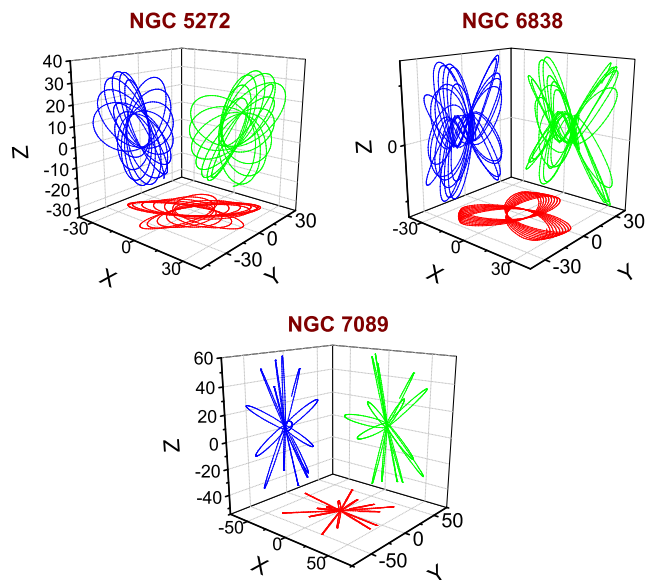


Figura 5.18: Órbitas de três objetos associados com a cauda $n^\circ 5$, de Gao et al. [2007].

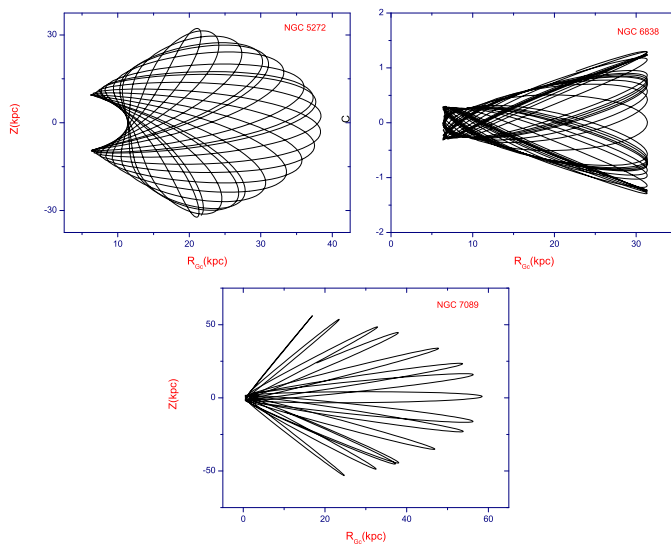


Figura 5.19: Secção meridional de três objetos associados com a cauda $n^\circ 5$, de Gao et al. [2007]. Apesar das escalas não estarem iguais, podemos notar que não há semelhanças entre órbitas dos aglomerados.

que temos em comum com Gao et al. são poucos, de modo que não podemos afirmar nada a respeito suas hipóteses.

Capítulo 6

Conclusões e Perspectivas

"Penso que estamos vivendo ainda na Pré-História do entendimento do universo."

Ulya Prigogine

Ao analisar as órbitas dos objetos selecionados aqui, não encontramos semelhanças orbitais significativas entre os aglomerados globulares e as galáxias satélites. Apesar de nossa amostra ser pequena, por motivos já mencionados anteriormente, somos levados a crer que aglomerados globulares e galáxias satélites que se aproximam no espaço de fase $E_{\text{cin}} \times L_Z$ não se assemelham quanto à órbita. Entretanto, os aglomerados que se aproximam neste espaço de fase apresentam uma grande muitas vezes propriedades orbitais semelhantes.

O fato de observarmos que os aglomerados agrupados em nossa análise descrevem órbitas semelhantes reforça a idéia proposta por Gao et al. [2007]. No entanto, ao analisarmos órbitas de objetos contidos em nossa amostra e classificados por estes autores como provenientes de uma mesma região de formação, não encontramos relação análoga. Entretanto, os objetos presentes nas duas amostras são poucos, o que torna inconclusivo qualquer afirmação. Todavia, devemos ressaltar que estes autores classificaram os aglomerados apenas com E_{cin} e L_Z radial. Este fato nos faz pensar que seria possível, a partir de nova análise feita com a E_{cin} total e L_Z orbital, encontrarmos grupos estatisticamente significantes.

A respeito da relação entre a componente de velocidade W e a magnitude M_V , proposta por Alfaro et al. [2001], não nos resta dúvidas de que esta não existe. Porém, ao fazermos

esta afirmativa devemos ter em mente que ela também recusa a conclusão que estes autores chegaram. Apesar de não darem como definitiva suas conclusões, Alfaro et al. [2001] sugerem que a existência de uma relação entre um parâmetro cinemático e a luminosidade representaria ou uma relação primordial para os aglomerados ou um reflexo de processos destrutivos que estariam ocorrendo desde a formação do halo. Sendo assim, ao negarmos esta relação, qual seria a explicação para a distribuição de luminosidade dos aglomerados apresentar um pico bem definido em $M_V = -7.5$? Esta é uma questão que ainda necessita de investigação.

Ironicamente, todos os resultados aqui apresentados refutaram suas idéias originais. Ainda assim, este trabalho é conclusivo quando esclarece algumas questões propostas na literatura.

Uma possibilidade futura é tentar ampliar nossa amostra a fim de fazermos uma análise mais robusta das propriedades aqui apresentadas. O resultado obtido sobre a hipótese feita por Alfaro et al. [2001] dever ser publicada em breve na forma de **research note**.

Apêndice A

Métodos numéricos e estatísticos utilizados

As observações sempre envolvem teoria.

Edwin Hubble

A.1 Método de Runge-Kutta

O método de Runge-Kutta é utilizado para solucionar equações diferenciais do tipo

$$\frac{dx}{dt} = F(x, t).$$

Ele consiste em calcular $x(t_0 + \Delta t)$, $x(t_0 + 2\Delta t)$, etc, a partir apenas do conhecimento de (t_0, x_0) , para valores de Δt pequeno mas finito. A grande vantagem deste método é que ele não requer que se calcule analiticamente a derivada da função, porém é necessário calculá-la em diversos pontos. Dado um intervalo Δt , o método de Runge-Kutta de ordem p é aquele cujo erro associado é da ordem de Δt^p . O mais comum é o de ordem 4, que usa média ponderada de valores de F nos extremos e em pontos intermediários. A sua fórmula geral é:

$$x_{n+1} = x_n + \frac{1}{6}(K_1 + 2K_2 + 2K_3 + K_4), \quad (\text{A.1})$$

onde,

$$K_1 = hF(x_n, t_n),$$

$$K_2 = hF(x_n + h/2, t_n + K_1/2),$$

$$K_3 = hF(x_n + h/2, t_n + K_2/2)e$$

$$K_4 = hF(x_n + h, t_n + K_3).$$

Temos então, que o próximo valor (x_{n+1}) é determinado pelo valor atual (x_n) somado ao produto do tamanho do intervalo de integração (h) com uma inclinação estimada. A inclinação é uma média ponderada de inclinações K_i :

- K_1 é a inclinação no início do intervalo;
- K_2 é a inclinação no ponto médio do intervalo, usando a inclinação K_1 para determinar o valor de x no ponto $t_n + h/2$;
- K_3 é novamente a inclinação no ponto médio do intervalo, mas agora usando a inclinação K_2 para determinar o valor de y ;
- K_4 é a inclinação no final do intervalo, com seu valor y determinado usando K_3 .

A.2 Teste de Kolmogorov-Smirnov

Kolmogorov-Smirnov é um tipo de teste não paramétrico destinado a verificar se uma amostra provém de uma determinada população ou se duas amostras distintas provém de uma mesma população. Ele quantifica a distância entre a função de distribuição empírica da amostra e a função de distribuição cumulativa da distribuição em questão. Também pode ser usado para calcular a distância entre a função de distribuição de duas amostras, que é o nosso caso de interesse. Então, testamos a hipótese nula H_0 de que as duas amostras descrevem a mesma

distribuição. A função de distribuição empírica é dada por:

$$F_n(x) = \frac{1}{n} \sum I_{X_i \leq x},$$

onde

$$I_{X_i \leq x} = \begin{cases} 1 & \text{se } X_i \leq x, \\ 0 & \text{se } X_i > x \end{cases}$$

é chamada de função indicadora.

Para testarmos se duas amostras, n e m , provém de uma mesma população, usamos a seguinte estatística:

$$D_{n,m} = \sup |F_n(x) - F_m(x)|$$

E rejeitamos a hipótese nula com um nível de confiança α se:

$$\sqrt{\frac{nm}{n+m}} D_{n,m} > K_\alpha.$$

A.3 Histograma generalizado pelo método de Kernel

De um modo geral, para analisarmos uma distribuição de dados quando seus parâmetros não são conhecidos, podemos usar uma estatística não paramétrica para estimá-los. O histograma é o mais simples dentre os estimadores de densidades.

Porém, quando possuímos poucos pontos para estimar a densidade da distribuição o histograma torna-se simplório demais. Devemos, então, lançar mão de um método mais sofisticado do ponto de vista estatístico.

O método de Kernel emprega uma convolução com uma função, chamada kernel, para sua-

vizar o estimador. A função deve satisfazer:

$$K(x) \geq \int_{-\infty}^{\infty} f(x)dx = 1.$$

Podemos pensar que o histograma generalizado pelo método de kernel equivale a uma soma de kernels centrados nos dados conhecidos. A escolha do kernel não é bem definida, depende da questão de interesse. O kernel utilizado neste trabalho é o chamado kernel de Dirichlet. Ele utiliza os coeficientes da série de Fourier e tem a seguinte forma:

$$K_D(x) = \frac{\sin \pi(2m + 1)x}{\sin \pi x},$$

onde m representa o valor onde a série de Fourier correspondente foi truncada.

Dada esta função utilizamos um código que a calcula ponto ponto a partir de um parâmetro controlado interativamente, o qual define a largura da distribuição.

Apêndice B

Tabelas

B.1 Valores de entrada do *Lepidus*

Aqui, temos a listagem dos parâmetros de entrada do programa *Lepidus*, os quais foram retirados da literatura. Para os aglomerados globulares os valores de α , δ , π e velocidade radial foram retirados de www.physics.mcmaster.ca/harris/mwgc.dat. As referências são relativas aos dados de movimento próprio. Já para as galáxias, todos os dados foram retirados da referência que está na última coluna. As colunas são, respectivamente, nome ou identificação do objeto, ascensão reta (α), declinação (δ), paralaxe (π), erro da paralaxe (σ_π), movimento próprio em ascensão reta (μ_α), erro do movimento próprio em ascensão reta (σ_{μ_α}), movimento próprio em declinação (μ_δ), erro do movimento próprio em declinação (σ_{μ_δ}), velocidade radial V_R , erro da velocidade radial (σ_{V_r}) e referências.

Tabela B.1: Parâmetros de entrada para o cálculo de velocidades heliocêntricas.

Objeto	$\alpha(^{\circ})$	$\delta(^{\circ})$	$\pi(^{\prime\prime})$	σ_{π}	μ_{α} (mas/ano)	$\sigma_{\mu_{\alpha}}$ (mas/ano)	μ_{δ} (mas/ano)	$\sigma_{\mu_{\delta}}$ (mas/ano)	V_r (km/s)	σ_{V_r} (km/s)	ref
<i>NGC</i> 0104	5.45	-72.36	0.135	0.005	5.61	0.96	-3.4	0.93	-18.7	0.2	Tucholke [1993]
<i>NGC</i> 0288	12.56	-26.85	0.083	0.003	4.4	0.23	-5.62	0.23	-46.6	0.4	Guo et al. [1993]
<i>NGC</i> 0362	15.34	-71.12	0.106	0.004	5.07	0.71	-2.6	0.72	223.5	0.5	Tucholke [1993]
<i>NGC</i> 1851	75.15	-40.1	0.063	0.003	1.28	0.68	2.39	0.65	320.5	0.6	Dinescu et al. [1996]
<i>NGC</i> 1904	80.53	-24.57	0.055	0.002	2.12	0.64	-0.02	0.64	207.5	0.5	Dinescu et al. [1999]
<i>NGC</i> 2298	101.80	-35.95	0.069	0.003	4.05	1	-1.72	0.98	149.4	1.3	Dinescu et al. [1999]
<i>NGC</i> 2808	137.77	-64.66	0.09	0.004	0.58	0.42	2.06	0.41	93.6	2.4	Dinescu et al. [2007]
<i>Pal</i> 3	150.74	0.315	0.01	0	0.33	0.23	0.3	0.31	83.4	8.4	Majewski & Cudworth [1993]
<i>NGC</i> 3201	153.89	-45.84	0.112	0.004	5.28	0.32	-0.98	0.33	494	0.2	Dinescu et al. [2007]
<i>NGC</i> 4147	181.89	18.82	0.047	0.002	-1.85	0.82	0.8	0.82	183.2	0.7	Brosche et al. [1991]
<i>NGC</i> 4372	185.71	-72.38	0.141	0.006	-6.49	0.33	3.71	0.32	72.3	1.3	Brosche et al. [1991]
<i>NGC</i> 4590	189.20	-26.47	0.108	0.004	-3.76	0.66	1.79	0.62	-95.1	0.6	Dinescu et al. [2007]
<i>NGC</i> 4833	194.05	-70.60	0.143	0.006	-8.11	0.35	-0.96	0.34	200.2	1.2	Dinescu et al. [1999]
<i>NGC</i> 5024	197.62	18.386	0.055	0.002	0.5	1	-0.1	1	-79.1	4.1	Dinescu et al. [2007]
<i>NGC</i> 5139	200.94	-47.22	0.156	0.006	-5.08	0.35	-3.57	0.34	232.3	0.5	Dinescu et al. [1999]
<i>NGC</i> 5272	204.97	28.63	0.082	0.003	-1.1	0.51	-2.3	0.54	-147.6	0.2	Scholz & Irwin [1993]
<i>NGC</i> 5466	210.80	28.77	0.119	0.005	-4.65	0.82	0.8	0.82	107.7	0.3	Brosche et al. [1991]
<i>Pal</i> 5	228.38	0.065	0.026	0.001	-1.78	0.17	-2.32	0.23	-58.7	0.2	Majewski & Cudworth [1993]
<i>NGC</i> 5897	228.63	-19.17	0.014	0.001	-4.93	0.86	-2.33	0.84	101.7	1	Dinescu et al. [1999]
<i>NGC</i> 5904	229.00	2.26	0.161	0.006	6.7	0.5	-7.8	0.4	52.6	0.4	Scholz & Irwin [1993]
<i>NGC</i> 5927	231.10	-50.5	0.222	0.009	-5.72	0.39	-2.61	0.4	-107.5	1	Dinescu et al. [2007]
<i>NGC</i> 5986	235.70	-37.62	0.208	0.008	-3.81	0.45	-2.99	0.37	88.9	3.7	Dinescu et al. [1999]
<i>NGC</i> 6093	243.52	-22.85	0.12	0.005	-3.31	0.58	-7.2	0.67	7.3	4.1	Dinescu et al. [1999]
<i>NGC</i> 6121	245.13	-25.59	0.169	0.007	-12.5	0.36	-19.93	0.49	70.4	0.3	Cudworth & Hanson [1993]
<i>NGC</i> 6144	246.04	-25.91	0.37	0.015	-3.06	0.64	-5.11	0.72	189.4	1.1	Dinescu et al. [1999]

continua

Tabela B.1 continuação

Objeto	$\alpha(^{\circ})$	$\delta(^{\circ})$	$\pi(^{\prime\prime})$	σ_{π}	$\mu_{\alpha}(mas/ano)$	$\sigma_{\mu_{\alpha}}(mas/ano)$	$\mu_{\delta}(mas/ano)$	$\sigma_{\mu_{\delta}}(mas/ano)$	$V_r(km/s)$	$\sigma_{V_r}(km/s)$	ref
NGC6171	247.43	-12.95	0.286	0.011	-0.7	0.9	-3.1	1	-33.8	0.3	Dinescu et al. [1999]
NGC6205	249.98	36.55	0.115	0.005	-0.9	0.71	5.5	1.12	-245.6	0.3	Dinescu et al. [1999]
NGC6218	251.16	-1.85	0.222	0.009	1.3	0.58	-7.83	0.62	-42.2	0.5	Scholz & Irwin [1993]
NGC6254	253.62	-3.98	0.217	0.009	-6	1	-3.3	1	75.8	1	Dinescu et al. [1999]
NGC6341	258.89	19.19	0.104	0.004	-3.3	0.55	-0.33	0.7	-120.3	0.1	Scholz & Irwin [1993]
NGC6362	261.69	-67	0.2	0.008	-3.09	0.46	-3.83	0.46	-133.3	0.6	Dinescu et al. [1996]
NGC6397	264.16	-53.15	0.167	0.007	3.3	0.5	-15.2	0.6	18.9	0.1	Cudworth & Hanson [1993]
NGC6584	273.66	-52.24	0.154	0.006	-0.22	0.62	-5.79	0.67	222.9	15	Dinescu et al. [1996]
NGC6626	275.25	-24.9	0.37	0.015	0.3	0.5	-3.4	0.9	17	1	Cudworth & Hanson [1993]
NGC6656	278.34	-23.78	0.204	0.008	8.6	1.3	-5.1	1.3	-148.9	0.4	Cudworth & Hanson [1993]
NGC6712	282.58	-8.77	0.286	0.011	4.2	4.2	-2	0.4	-107.5	0.5	Cudworth & Hanson [1993]
NGC6752	286.57	-60.065	0.192	0.008	-0.69	0.42	-2.85	0.45	-32.1	1.5	Dinescu et al. [1996]
NGC6779	288.66	30.094	0.103	0.004	0.3	1	1.4	1	-135.7	0.8	Dinescu et al. [1999]
NGC6809	294.21	-31.09	0.25	0.01	-1.42	0.62	-10.25	0.64	174.9	0.4	Dinescu et al. [1996]
NGC6838	297.88	18.65	0.149	0.006	-2.3	0.8	-5.1	1.3	-22.8	0.2	Cudworth & Hanson [1993]
NGC6934	307.94	7.23	0.078	0.003	1.2	1	-5.1	1	-411.4	1.6	Tucholke [1994]
NGC7078	321.89	11.95	0.102	0.004	-0.95	0.51	-5.63	0.5	-107	0.2	Cudworth & Hanson [1993]
NGC7089	322.72	-1.045	0.099	0.004	5.9	0.86	-4.95	0.86	-5.3	2	Geffert et al. [1997]
NGC7099	324.38	-21.48	0.147	0.006	1.42	0.69	-7.71	0.65	-184.3	1	Dinescu et al. [1999]
Draco	259.8	57.97	0.0125	0.006	0.6	0.4	1.1	0.5	-293	-5.86	Irwin, M. [1999]
Sculptor	14.4	-33.97	0.0111	0.005	0.73	0.22	-0.07	0.25	110	2.2	Irwin, M. [1999]
Sagitário	282.97	-30.5	0.0333	0.444	-2.65	0.08	-0.88	0.08	142	2.84	Irwin, M. [1999]
Ursa Menor	227.05	67.38	0.0167	0.011	0.06	0.08	0.07	0.1	-247	-4.94	Irwin, M. [1999]
LMC	81	-69.8	0.02	0.016	1.2	0.28	0.26	0.26	275	5.5	Irwin, M. [1999]
SMC	12.75	-72.9	0.0167	0.011	0.92	0.2	-0.69	0.2	148	2.96	Irwin, M. [1999]
Cão Maior	107.75	-27.5	0.0741	0.0219	-1.61	0.38	0.84	0.37	110	2.2	Dinescu et al. [2005]

continua

Tabela B.1 continuação

Objeto	$\alpha(^{\circ})$	$\delta(^{\circ})$	$\pi(^{\prime\prime})$	σ_{π}	$\mu_{\alpha}(mas/ano)$	$\sigma_{\mu_{\alpha}}(mas/ano)$	$\mu_{\delta}(mas/ano)$	$\sigma_{\mu_{\delta}}(mas/ano)$	$V_r(km/s)$	$\sigma_{V_r}(km/s)$	ref
Carina	100.1	-50.92	0.1	0.04	0.36	0.09	0.06	0.09	223	4.46	Piatek et al. [2003]
Fornax	39.45	-34.73	0.0714	0.0204	0.476	0.046	-0.36	0.041	53	1.06	Piatek et al. [2007]

B.2 Resultados obtidos

Listagem dos valores obtidos com o desenvolvimento deste trabalho. As colunas são, respectivamente, nome ou identificação do objeto, componentes de velocidades galácticas U, V, W , ângulo azimutal φ , componentes de velocidade galácticas em coordenadas cilíndricas Π e Θ , momento angular orbital específico (L_z), raio galactocêntrico (R) e energia cinética específica (E_{cin}).

Tabela B.2: Parâmetros cinemáticos de nossa amostra.

Objeto	$U(\text{km.s}^{-1})$	$V(\text{km.s}^{-1})$	$W(\text{km.s}^{-1})$	$\varphi(\text{rad})$	$\Pi(\text{km.s}^{-1})$	$\Theta(\text{km.s}^{-1})$	$L_z(\times 10^3) \text{ kpc.}(\text{km.s}^{-1})^2$	R(kpc)	$E_{\text{cin}}(\times 10^3)(\text{km.s}^{-1})^2$
NGC 104	30.74	384.02	91.08	0.21	-111.77	-368.67	-2.71	7.35	78.35
NGC 288	-4.65	189.26	86.86	0.23	-39.55	-185.14	-2.070	11.18	21.69
NGC 362	7.81	189.2	-35.89	5.78	84.06	-169.68	-1.49	8.76	18.57
NGC 1851	223.32	256.87	-99.44	5.9	-109.99	-322.12	-5.65	17.56	62.87
NGC 1904	107.53	274.74	21.02	5.98	-21.08	-294.28	-5.34	18.15	43.74
NGC 2298	54.66	251.68	124.23	5.8	67.84	-248.45	-3.61	14.54	40.88
NGC 2808	9.83	383.28	100.48	5.42	285.84	-255.53	-2.37	9.26	78.55
Pal 3	-17.86	524.74	195.04	5.38	423.3	-310.63	-27.35	88.06	156.85
NGC 3201	-215.09	-3.15	117.87	5.54	156.47	147.61	1.13	7.69	30.08
NGC 4147	173.84	414.95	155.7	0.03	-184.18	-410.47	-9.18	22.38	113.32
NGC 4372	23.02	341.97	82.91	6.19	7.38	-342.66	-2.14	6.25	62.17
NGC 4590	191.27	503.97	-18.75	5.96	-23.56	-538.53	-4.66	8.67	145.46
NGC 4833	22.81	219.64	-9.28	5.82	77.53	-206.76	-1.26	6.09	24.42
NGC 5024	-34.35	489.99	-96.14	0.62	-255.34	-419.61	-7.54	17.98	125.25
NGC 5139	-113.01	231.7	-28.07	5.94	184.73	-179.81	-0.83	4.62	33.62
NGC 5272	-28.29	324.46	-153.72	0.62	-165.05	-280.77	-3.18	11.33	64.85
NGC 5466	269.11	296.47	193.11	0.69	-396.4	-56.36	-1.13	20.09	98.80
Pal 5	33.61	164.16	-69.68	2.87	-10.97	167.2	2.79	16.68	16.46
NGC 5897	49.94	167.64	75.56	3.78	140.01	104.85	0.818	7.81	18.15
NGC 5904	-304.24	395.23	-240.46	1.51	-377.6	-325.86	-1.75	5.39	153.29
NGC 5927	130.3	400.9	-11.17	0	-131.62	-400.47	-1.59	3.96	88.91
NGC 5986	33.36	285.28	-50.5	4.17	262.07	117.55	0.32	2.72	42.52
NGC 6093	-12.16	152.77	-281.74	1.44	-149.74	-32.64	-0.045	1.38	51.43
NGC 6121	-115.38	216.63	-34.14	0.36	32.08	-243.34	-1.36	5.57	30.70
NGC 6144	-97.96	183.54	-84.39	2.96	-129.65	162.71	0.57	3.52	25.20

continua

Tabela B.2: Parâmetros cinemáticos de nossa amostra.

Objeto	$U(\text{km.s}^{-1})$	$V(\text{km.s}^{-1})$	$W(\text{km.s}^{-1})$	$\varphi(\text{rad})$	$\Pi(\text{km.s}^{-1})$	$\Theta(\text{km.s}^{-1})$	$L_z(\times 10^3) \text{ kpc.}(\text{km.s}^{-1})^2$	R(kpc)	$E_{\text{cin}}(\times 10^3)(\text{km.s}^{-1})^2$
NGC 6171	-42.37	340.28	-104.8	1.05	-273.79	-206.46	-1.01	4.88	64.28
NGC 6205	230.4	341.23	-135.05	0.8	-404.98	-74.24	-0.86	11.6	93.88
NGC 6218	-113.25	277.26	-179.17	1.06	-186.51	-234.34	-1.19	5.07	60.90
NGC 6254	-125.25	331.4	56.48	0.93	-191.66	-297.97	-1.81	6.09	64.35
NGC 6341	63.47	280.75	17.82	1.15	-281.93	-57.98	-0.54	9.32	41.58
NGC 6362	127.84	430.05	135.11	0.08	-161	-418.76	-1.73	4.14	109.76
NGC 6397	-17.12	347.81	-73.12	0.42	-127.57	-324.03	-2.22	6.85	63.30
NGC 6584	-39.56	135.37	-125.34	3.69	37.41	135.98	0.93	6.85	17.80
NGC 6626	-92.98	326.51	14.1	1.16	-261.52	-216.47	-1.04	4.81	57.72
NGC 6656	102.35	402.52	-87.31	0.64	-323.58	-260.36	-2.07	7.96	90.06
NGC 6712	70.68	358.13	-86.18	1.13	-354.25	-88.11	-0.65	7.45	70.34
NGC 6759	-19.01	420.01	67.04	0.53	-196.07	-371.93	-2.19	5.9	90.63
NGC 6779	103.11	334.5	-1.85	1.2	-349.11	-25.3	-0.33	13.02	61.26
NGC 6809	-231.33	264.73	-37.18	0.98	-89.6	-339.95	-1.60	4.69	62.48
NGC 6838	-112.84	355.74	14.6	0.92	-215.78	-304.51	-2.58	8.49	69.74
NGC 6934	90.69	-96.04	-76.79	1.52	90.95	95.79	1.09	11.42	11.67
NGC 7078	-159.04	191.02	-37.24	1.31	-143.32	-203.08	-2.36	11.65	31.58
NGC 7089	97.52	221.65	-284.63	1.21	-241.84	12.38	0.17	13.94	69.82
NGC 7099	42.98	112.86	97.1	0.78	-109.86	-50.16	-0.36	7.36	12.00
Draco	409.52	388.99	-363.11	1.45	-436.09	358.94	27.87	66.74	225.43
Sculptor	236.92	256.57	-77.48	5.59	-17.84	-348.77	-27.50	9.8	63.98
Ságitaro	-207.47	216.87	271.96	2.89	-255.25	157.87	2.87	17.94	82.01
Ursa Menor	-40.27	308.48	-185.13	1.19	-271.27	-152.3	-10.91	54.29	65.52
LMC	38.65	84.4	94.72	4.74	83.49	-40.58	-1.92	39.67	8.79
SMC	87.62	125.83	56.74	4.33	149.48	-34.15	-1.85	36.17	13.36

continua

Tabela B.2: Parâmetros cinemáticos de nossa amostra.

Objeto	$U(\text{km.s}^{-1})$	$V(\text{km.s}^{-1})$	$W(\text{km.s}^{-1})$	$\varphi(\text{rad})$	$\Pi(\text{km.s}^{-1})$	$\Theta(\text{km.s}^{-1})$	$L_z(\times 10^3) \text{ kpc.}(\text{km.s}^{-1})^2$	R(kpc)	$E_{\text{cin}}(\times 10^3)(\text{km.s}^{-1})^2$
Cão Maior	97.24	440.82	-63.24	6.09	-12.85	-451.24	-6.08	13.35	103.89
Carina	33.06	261.64	-54.48	4.99	242.19	-104.36	-9.04	79.87	36.25
Fornax	13.98	415.15	-23.03	4.72	415.03	-17.04	-2.16	118.87	86.53

B.3 Parâmetros orbitais

Listagem dos parâmetros orbitais obtidos após a integração orbital. As colunas são, respectivamente, nome ou identificação dos objetos, raio apogaláctico (R_{apo}), raio perigaláctico (R_{per}), raio médio (R_M), excentricidade (e) e distância máxima ao plano galáctico (Z_{max}).

Tabela B.3: Parâmetros Orbitais.

Objeto	$R_{apo}(kpc)$	$R_{per}(kpc)$	$R_m(Kpc)$	ecc	$Z_{max}(Kpc)$
NGC 104	33.97	6.52	20.24	0.68	13.62
NGC 288	11.72	6.85	9.28	0.26	8.75
NGC 362	9.21	4.57	6.89	0.34	7.40
NGC 1851	57.10	13.43	35.27	0.62	27.26
NGC 1904	33.96	17.09	25.52	0.33	11.43
NGC 2298	25.64	11.95	18.80	0.36	10.55
NGC 2808	43.06	5.28	24.17	0.78	11.48
Pal 3	2462.47	37.01	1249.74	0.97	153.80
NGC 3201	11.81	3.85	7.83	0.51	8.02
NGC 4147	244.91	9.84	127.38	0.92	209.69
NGC 4372	19.28	6.07	12.68	0.52	2.32
NGC 4590	183.61	6.43	95.02	0.93	120.97
NGC 4833	7.96	4.85	6.41	0.24	1.29
NGC 5024	206.70	5.13	105.92	0.95	243.66
NGC 5139	9.23	2.40	5.81	0.59	2.51
NGC 5272	38.41	6.19	22.30	0.72	32.28
NGC 5466	159.06	1.29	80.17	0.98	157.10
Pal 5	18.00	4.38	11.19	0.61	16.44
NGC 5897	7.97	1.09	4.53	0.76	8.35

continua

Tabela B.3 continuação

Objeto	R_{apo} (kpc)	R_{per} (kpc)	R_m (kpc)	e	Z_{max} (kpc)
NGC 5904	137.54	3.14	70.34	0.96	119.35
NGC 5927	25.43	3.65	14.54	0.75	3.53
NGC 5986	7.93	0.56	4.24	0.87	7.05
NGC 6093	3.79	0.09	1.94	0.95	3.85
NGC 6121	7.95	5.40	6.68	0.19	0.72
NGC 6144	5.03	1.89	3.46	0.46	3.93
NGC 6171	18.57	2.46	10.52	0.77	11.09
NGC 6205	76.99	2.18	39.59	0.94	73.94
NGC 6218	16.64	3.33	9.98	0.67	9.68
NGC 6254	22.28	4.46	13.37	0.67	8.79
NGC 6341	21.48	1.18	11.33	0.90	16.08
NGC 6362	41.75	3.57	22.66	0.84	16.45
NGC 6397	22.61	5.89	14.25	0.59	4.37
NGC 6584	7.52	2.85	5.18	0.45	6.71
NGC 6626	15.75	2.59	9.17	0.72	1.92
NGC 6656	48.18	4.26	26.22	0.84	7.97
NGC 6712	30.81	1.24	16.02	0.92	6.68
NGC 6752	36.50	4.94	20.72	0.76	12.15
NGC 6779	43.93	0.56	22.25	0.97	25.68
NGC 6809	17.40	3.97	10.68	0.63	8.07
NGC 6838	31.38	6.34	18.86	0.66	1.30
NGC 6934	11.76	3.47	7.62	0.54	9.43
NGC 7078	18.81	6.57	12.69	0.48	8.34

continua

Tabela B.3 continuação

Objeto	R_{apo} (kpc)	R_{per} (kpc)	R_m (kpc)	e	Z_{max} (kpc)
NGC 7089	58.46	0.43	29.44	0.99	56.07
NGC 7099	7.28	1.33	4.31	0.69	7.45
Draco	3107.11	62.45	1584.78	0.96	2565.62
Sculptor	282.43	9.80	146.11	0.93	285.20
Ságitaro	91.99	6.89	49.44	0.86	82.65
Ursa Menor	265.71	23.28	144.49	0.84	228.69
LMC	55.50	3.55	29.52	0.88	41.67
SMC	66.66	2.88	34.77	0.92	65.76
Cão Maior	109.05	13.23	61.14	0.78	20.51
Carina	173.86	22.59	98.22	0.77	143.78
Fornax	671.71	3.86	337.78	0.99	552.16

Bibliografia

Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M., Eke, V. R., 2003, ApJ 597 21A

Alfaro, E. J., Delgado, A. J. , Gómes-Flechoso, M. A., Ferrini, F., & Castro, I. 2001, A&A, 370, 45

Alfaro, E. J., Delgado, A. J. , Gómes-Flechoso, M. A., Ferrini, F., & Castro, I. 2001, ASPC, 230, 45

Bica, E., Bonatto, C., Barbuy, B., Ortolani, S. 2006, A&A 450 105B

Binney, J. & Merrifield, M., 1998, Princeton University Press, New Jersey

Binney, J. & Tremaine, S., 2008, Princeton University Press, New Jersey

Blauw, A., Gum, C. S., Pawsey, J. L., & Westerhout, G., 1960, MNRAS 121, 123

Brosche, P., Geffert, M., Doerenkamp, P., Tucholke, H-J., Klemola, A. R. & Ninkovic, S., 1991, AJ, 102, 2022

Carney, B., Latham, D., Laird, J. 1990 AJ 99, 527

Carollo, D., Beers, T. C., Lee, Y. S, Chiba, M., Norris, J. E., Wilhelm, R., et al. 2007, Nature 450

Cotê, P., Marzke, R. O., West, M. J., Minitti, D., 2000, ApJ

Cudworth, Kyle M., & Hanson, Robert B., 1993, AJ, 105, 168

Dinescu, D. I., Girard, T. M. & Van Altena, W. F., 1996, AAS, 188, 803

Dinescu, D. I., Girard, T. M. & Van Altena, W. F., 1996, ASPC, 92, 261

Dinescu, Dana I., Girard, Terrence M. & Van Altena, W. F., 1999, AJ, 117, 1792

Girard, T. M., Dinescu, D. I., van Altena, W. F., Platais, I., Monet, D. G., & López, C. E. 2004, AJ, 127, 3060

Dinescu, D. I.; Girard, T. M.; van Altena, W. F.; López, C. E.; 2005, ASPC 338, 260

Casetti-Dinescu, D. I; Girard, T. M., Herrera, D.; Van Altena, W. F; López, C. E; Castillo, D. J., 2007, AJ 134, 195

Eggen, O. J., Lynden-Bell, D. & Sandage, A. R., 1962, ApJ, 136, 748

Ekers, R. D., Van Gorkom, J. H., Schwartz, U.J., & Goss, W. M., 1983 A&A, 122, 143

Flynn, C., Sommer-Larsen, J. & Christensen, P. R., 1996, MNRAS, 281

Geffert, M., Hiesgen, M., Colin, J., Dauphole, B. & Ducourant, C., 1997, EASP, 402, 579

Geiss, J., Gloeckler, G., Charbonnel, C., 2002, ApJ 578, 862

Guo, X., Girard, T. M., Van Altena, W. F. & Lopez, C.E., 1993 AJ, 105, 2182

Hartwick, F. D. A, 1996, IAUS, 169 699H

Harris, W.E. 1996, AJ, 112, 1487

Helmi, A., Navarro, J., Meza, A., Steinmetz, M., Eke, V., 2003 ApJ, 592, L25

Irwin, M., 1999, IAUS, 192

Jhonson, D. R. H. & Soderblom, D. R, 1987, AJ, 93, 864

Kenji, B., Hideki, Y., Nagashima, M., Forbes, D., 2008 MNRAS, 387, 1131B

Kunkel, William E. & Demers, Serge, 1976, RGO Bulletins, 182

Livio, M., Brown, T. M., 2006, Space Telescope Science Institute Symposium, Baltimore, Cambridge University press

Mahadevan, R., 1998 Nature, 394, 651

Majewski, S. R., Cudworth, K. M., 1999, PASP 105, 987

Mackey, A. D., Gilmore, G. F., 2004 MNRAS 355, 504

Mihalas, D., Binney, J., 1980 San Francisco, Freeman and Co

Miyamoto, M.; Nagai, R; 1975, PASJ 23, 523M

Moore, B., Diemand, J., Madau, P., Zemp, M. & Stadel, J., 2006, MNRAS, 368, 563

Piatek, S., Pryor, C., Olszewski, E. W., Harris, H. C., Mateo, M., Minniti, D., Tinney, C., G., 2003, AJ 126, 234

Piatek, S., Pryor, C., Olszewski, E. W., Harris, H. C., Mateo, M., Minniti, D., Tinney, C., G., 2007, AJ 133, 818

Putman, M. F., Thom, C., Gibson, B., K. & Staveley-Smith, L., 2004, ApJ 603, L77 - L80

Rocha-Pinto, H. J., Majewski, S., Skrutskie, M., Crane, J., 2003, ApJ 594, L115

Sandage, A. R. & Wildey, R., 1967 AJ 150, 460

Searle, L., Zinn, R., 1978, ApJ 225, 357

Shi, F., Shim, Y., Amar, J. G., 2007, PhRvE 76 c1607 S

Sholz, R-D. & Irwin, M. J., IAUS, 156, 249

Gao, S., Jiang, B.-w., & Zhao, Y.-H., 2007, CJAA

Tarter, M. E. & Lock, M. D., 1993, Chapman & Hall

Tucholke, H.-J., 1993, WisZe, 42, 33

Tucholke, H.-J., 1994, AN, 315, 419

Van den Berg, S., 2000, CAS, Cambridge University Press