

Universidade Federal de Itajubá
Programa de Pós Graduação em Física

Adalberto Rafael da Cunha Silva

Revisitando o gradiente de abundâncias do disco da Via Láctea

Itajubá

2023

Adalberto Rafael da Cunha Silva

Revisitando o gradiente de abundâncias do disco da Via Láctea

Dissertação apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física do Instituto de Física e Química da Universidade Federal de Itajubá como requisito parcial para a obtenção do título de Mestre em Física.

Área de Concentração: Astrofísica

Orientador: Prof. Dr. Oscar Cavichia de Moraes

Itajubá

2023

Agradecimentos

À minha família, pai, mãe e irmãos, que sempre me apoiaram e incentivaram, permitindo subir em degraus cada vez mais altos.

À minha esposa, que com afinho, me alicerçou nos momentos mais tênues e sombrios.

Ao orientador Prof. Dr. Oscar Cavichia, que na sua dedicação e incentivo esplêndido, não permitiu movimentos retrógrados nos desafios enfrentados.

Aos professores Hektor Monteiro, Alan Bendasoli e Alexis Roa, pelos ensinamentos, conhecimentos e experimentações.

Aos meus amigos Giovanni Armando, Adão Núbio, Anderson e Rafael, por me ajudarem nas dúvidas mais severas no decorrer dos meus estudos.

Às diretoras Mônica Faria e Cleire Faria, que sempre me receberam com um sorriso no rosto, nos contagiando de alegria.

Aos meus alunos, pelo amor e carinho nas minhas aulas.

Por fim, agradeço também à UNIFEI, por possibilitar meu aprendizado acadêmico.

Este trabalho utilizou dados da missão da Agência Espacial Europeia (ESA) *Gaia* (<https://www.cosmos.esa.int/gaia>), processado pelo *Gaia* Consórcio de Processamento e Análise de Dados (DPAC, <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dpac/consortium>). O financiamento para o DPAC foi fornecido por instituições nacionais, em particular as instituições participantes do Acordo Multilateral *Gaia*.

Esta tese/dissertação foi escrita em L^AT_EX com a classe IAGTESE, para teses e dissertações do IAG.

“Deixem que o futuro diga a verdade e avalie cada um de acordo com o seu trabalho e realizações. O presente pertence a eles, mas o futuro pelo qual eu sempre trabalhei pertence a mim.”

Nikola Tesla

“Se você não consegue explicar um resultado em termos simples e não técnicos, é porque não chegou a compreendê-lo.”

Ernest Rutherford

Resumo

As nebulosas planetárias têm sido utilizadas extensivamente para o estudo da evolução química da Via Láctea. Elas são originadas por estrelas de média e baixa massa ($0.8 M_{\odot}$ a $8 M_{\odot}$) que tem suas camadas mais externas ejetadas, sendo que o material ejetado continua sendo ionizado pela anã branca. São inúmeros trabalhos onde os gradientes radiais de abundâncias químicas da Via Láctea foram obtidos a partir das NPs. Alguns trabalhos reportam que o gradiente de oxigênio possui desvios de um simples ajuste linear, porém essa descontinuidade do gradiente não é um consenso na literatura. Este aparente desacordo provém das incertezas envolvidas na determinação de grandezas chaves para a obtenção do gradiente: abundâncias químicas e distâncias. Neste trabalho, contamos com uma amostra de 347 PNs com abundâncias químicas conhecidas, empregadas para a construção do gradiente radial de abundâncias do disco da Via Láctea, a partir de distâncias galactocêntricas obtidas a partir da missão Gaia e de métodos estatísticos, onde uma propriedade física, como o diâmetro por exemplo, é utilizado para obter as distâncias das NPs, permitindo a obtenção mais acurada do gradiente radial de abundâncias do disco da Via Láctea.

Abstract

Planetary nebulae have been used extensively to study the chemical evolution of the Milky Way. They are originated by stars of medium and low mass ($0.8 M_{\odot}$ to $8 M_{\odot}$) that have their outermost layers ejected, and the ejected material continues to be ionized by the white dwarf. There are countless works where the radial gradients of chemical abundances of the Milky Way were obtained from the NPs. Some works report that the oxygen gradient has deviations from a simple linear fit, but this gradient discontinuity is not a consensus in the literature. This apparent disagreement stems from the uncertainties involved in determining key quantities to obtain the gradient: chemical abundances and distances. In this work, we have a sample of 347 PNs with known chemical abundances, used for the construction of the radial abundance gradient of the Milky Way disk, from galactocentric distances obtained from the Gaia mission and statistical methods, where a physical property, like the diameter for example, is used to obtain the distances of the NPs, allowing a more accurate obtainment of the radial gradient of abundances of the Milky Way disk.

Lista de Figuras

1.1	Representação lateral da Via Láctea. Fonte: Imagem feita pelo autor.	17
1.2	Classificação das galáxias segundo Hubble.	19
1.3	Modelo ELS para a formação da Via Láctea. Fonte: Chiappini (2001)	20
1.4	Gradiente radial de oxigênio de Maciel e Quireza (1999)	23
1.5	M27 ou Nebulosa do Haltere.	25
1.6	Diagrama HR.	26
1.7	Representação de uma estrela no AGB.	27
1.8	Exemplo de espectro de uma candidata a NP.	29
2.1	Distribuições das paralaxes centradas normalizadas	39
2.2	Exemplo do surgimento de uma paralaxe negativa a partir do processamento astrométrico. Figura extraída de Luri et al. (2018)	40
2.3	PDF de $\rho = 1/\varpi$ em dois casos extremos.	41
2.4	Distribuição posterior simulada.	42
2.5	Ilustração de como a busca pode incluir falsas ECs.	44
2.6	Nebulosa planetária NGC40 e fontes do Gaia denotadas com quadrados vermelhos.	44
2.7	Imagem da NP NGC3195 e fontes do Gaia destacadas com quadrados vermelhos.	44
2.8	Imagem da NP IC3568 e fonte do Gaia destaca com quadrado vermelho.	45
2.9	Relação entre a cor $G_{BP} - G_{RP}$ e a temperatura efetiva.	46
2.10	Fator de excesso de fluxo (corrigido à direita). Fonte: Feito pelos autores. O painel a esquerda mostra a cor das fontes antes da correção do excesso de fluxo. O painel a direita representa a cor após a correção. Note que há uma tendência linear em $C^* = 0$	48

2.11	Relação entre o raio físico $\log(R_{pc})$ e o brilho superficial $\log(Sb_{H\beta})$, com incertezas na paralaxe menores que 20%.	52
2.12	Relação entre $\log(R_{pc})$ obtido pelas distâncias do Gaia e $\log(Sb_{H\beta})$	53
2.13	Sistema de coordenadas galácticas.	55
2.14	Relação entre a distância galactocêntrica de Stanghellini et al. 2020 e o ajuste deste trabalho, ambos em kpc.	56
2.15	Correspondência entre distância do Gaia e estatística calibrada neste trabalho. A linha vermelha corresponde ao ajuste linear e a azul é a relação 1 para 1.	56
3.1	Gradiente de oxigênio em função da distância galactocêntrica. O painel superior esquerdo para os casos <i>A</i> , superior direito <i>B</i> , inferior esquerdo <i>C</i> e inferior direito <i>A</i> e <i>B</i>	58
3.2	Gradiente de enxofre em função da distância galactocêntrica. Os painéis seguem a mesma ordem da figura 3.1.	59
3.3	Gradiente de argônio em função da distância galactocêntrica. Os painéis seguem a mesma ordem da figura 3.1.	60
3.4	Gradiente de neônio em função da distância galactocêntrica. Os painéis seguem a mesma ordem da figura 3.1.	61
3.5	Gradiente de hélio em função da distância galactocêntrica. Os painéis seguem a mesma ordem da figura 3.1.	62
3.6	Quebra no gradiente de oxigênio.	62
3.7	Quebra no gradiente de neônio.	63
3.8	Quebra no gradiente de hélio.	63
3.9	Gradiente de abundância dos elementos, com distâncias estatísticas deste trabalho e de Stanghellini et al. (2020).	64

Lista de Tabelas

2.1	Distâncias heliocêntricas obtidas pelo Gaia.	50
3.1	Erro médio dos elementos.	57
A.1	Distâncias em kpc obtidas pelo satélite Gaia.	75
B.1	Distâncias galactocêntricas em kpc pelo modelo estatístico. A terceira coluna, contém as referências do tamanho angular e do $F_{H\beta}$ respectivamente, sendo 1: Stanghellini et al. (2020) ; 2: Stanghellini e Haywood (2018) ; 3: Acker et al. (1992) ; 4: Cahn et al. (1992) ; 5: Frew et al. (2013)	85

Sumário

1. <i>Introdução</i>	17
1.1 A Via Láctea	17
1.1.1 Classificação morfológica	18
1.1.2 Modelos de evolução	18
1.1.3 Componentes	21
1.1.4 Gradientes de abundâncias do disco	22
1.2 Nebulosas planetárias	24
1.2.1 Formação	25
1.2.2 Determinação das abundâncias	28
1.2.3 Determinação das distâncias	31
1.2.4 Escala de distância de Shklovsky	32
1.2.5 Escala de distância de Maciel e Pottasch	33
1.2.6 Escala de distância de CKS	33
1.3 Objetivo	34
2. <i>Metodologia</i>	37
2.1 Distâncias do Gaia DR3	37
2.1.1 Correspondência entre as fontes do Gaia e estrelas centrais das NPs	43
2.1.2 Correção do excesso de cor e da extinção interestelar	46
2.1.3 Normalização e rotulação das distâncias	49
2.2 Distâncias pelo método estatístico	49
2.2.1 Distâncias estatísticas atuais	49

2.2.2	Calibração do método estatístico a partir das distâncias calculadas pelo Gaia	51
2.2.3	Conversão das distâncias heliocêntricas para galactocêntricas	54
3.	<i>Resultados</i>	57
3.1	Obtendo o gradiente	57
3.1.1	O gradiente a partir de distâncias do Gaia	57
3.1.2	O gradiente a partir de distâncias estatísticas	59
4.	<i>Conclusões e perspectivas</i>	65
	<i>Referências</i>	67
	<i>Apêndice</i>	73
A.	<i>Distâncias obtidas pelas paralaxes do Gaia</i>	75
B.	<i>Distâncias obtidas pelo método estatístico</i>	85

Introdução

1.1 A Via Láctea

A Via Láctea é uma galáxia espiral com cerca de 30 mil parsecs de diâmetro, com aproximadamente 200 bilhões de estrelas e cerca de 3500 nebulosas planetárias conhecidas (serão chamadas de NPs a partir de agora) [Parker et al. \(2016\)](#). No centro da galáxia possui um bojo formado majoritariamente por estrelas mais antigas e por um buraco negro supermassivo, chamado de Sagittarius A*. Em volta da região central tem-se o disco galáctico, que é constituído por braços que se estendem por milhares de parsecs e são preenchidos por nebulosas gasosas, poeira e estrelas mais novas. O halo é uma região que envolve toda a galáxia (tem formato elíptico) e possui algumas estrelas antigas e avermelhadas e também alguns aglomerados globulares [Kepler e Saraiva \(2017\)](#). Na figura 1.1, temos uma representação lateral da Via Láctea.

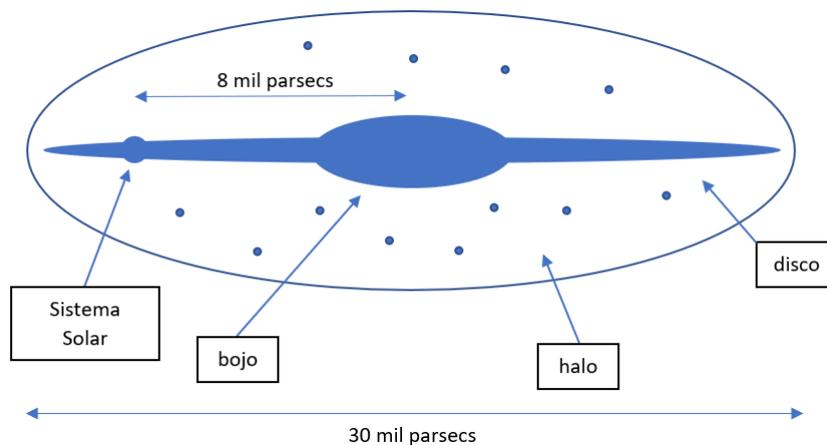


Figura 1.1: Representação lateral da Via Láctea. Fonte: Imagem feita pelo autor.

1.1.1 Classificação morfológica

Com cerca de 13 bilhões de anos, a Via Láctea passou por vários estágios de evolução até atingir o formato atual. Em meados de 1920, Edwin Powell Hubble elaborou um simples esquema para classificar o formato das galáxias. A ideia proposta seria separar as galáxias pelo seu formato (elíptico, espiral e espiral barrada) e o seu desenvolvimento, como tamanho dos braços e núcleo.

As galáxias espirais possuem diferenças entre si. Uma dessas diferenças está relacionada ao tamanho do núcleo e dos braços. Hubble representou o grau de evolução das galáxias em um esquema semelhante ao da figura 1.2. As letras Sa, Sb e Sc são para casos de galáxias espirais normais, em que *a* é utilizado para situações em que o núcleo galáctico é maior e os braços são pouco desenvolvidos, e *c* para núcleos menores e braços mais desenvolvidos Kepler e Saraiva (2017).

Outro tipo morfológico apresentado são as espirais barradas, que apresentam uma barra que atravessa o núcleo e os braços são originados das pontas dessas barras. Esses casos são representados SBa, SBb e SBc, dos quais essas classificações tem o mesmo significado das espirais normais. Nesse esquema de classificação a Via Láctea pode ser definida uma galáxia do tipo SBbc (ver Bland-Hawthorn e Gerhard, 2016; Hodge, 1983, para uma revisão sobre a Via Láctea). Ou seja, a Via Láctea é uma galáxia espiral que possui uma barra na região mais central.

Para alguns casos de galáxias que possuem bojo, disco e halo, mas sem braços notáveis em seu disco, foram atribuídos uma nova classe, a das galáxias lenticulares, nomeadas como S0. A classificação de Hubble para as galáxias elípticas foi baseada no nível de achatamento de sua estrutura.

Existem ainda algumas galáxias que não possuem uma estrutura bem definida ou são assimétricas, das quais receberam o nome de galáxias irregulares.

1.1.2 Modelos de evolução

A Via Láctea é uma galáxia muito evoluída. Entender como ocorreu essa evolução ainda é um grande desafio. O principal modelo de formação da Via Láctea é conhecido como modelo ELS¹, que foi publicado por Eggen et al. (1962). O modelo era baseado

¹ A sigla ELS corresponde às iniciais de seus sobrenomes: Olin Eggen, Donald Lynden-Bell e Allan Sandage

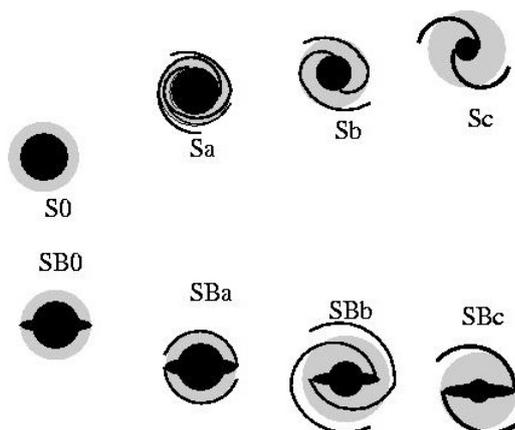


Figura 1.2: Classificação das galáxias segundo Hubble. Fonte: www.if.ufrgs.br/fis02001/aulas/galax.htm (acessado em 04/07/2023).

na velocidade relativa e na composição química das estrelas, classificadas em populações do tipo I e II. As estrelas da população tipo I, são aquelas ricas em metais e orbitam o disco plano da galáxia, enquanto as estrelas do tipo II são aquelas pobres em metais e que seguem órbitas elípticas no halo galáctico.

A figura 1.3 representa a formação da Via Láctea do ponto de vista do modelo ELS. No princípio a Via Láctea era apenas uma nuvem de gás arredondada chamada de protogaláxia. Essa nuvem foi colapsando em direção ao centro, dando origem às primeiras estrelas e mantendo suas propriedades cinéticas (como velocidade radial) e químicas (com baixo teor de metais), originando então a população estelar tipo II do halo e dos aglomerados globulares.

No entanto, conforme o gás estava colapsando a velocidade angular iria aumentando (conservando o momento angular). Essa mudança fez com que a nuvem se aglutinasse preferencialmente ao longo do eixo de rotação, dando origem a um disco achatado. O disco então foi se enriquecendo com metais provenientes de supernovas originadas das primeiras estrelas. As estrelas formadas durante esse processo manteriam as propriedades físicas e químicas do gás durante o nascimento, formando então as estrelas tipo I, segundo Chiappini (2001).

Algum tempo depois, outras observações indicaram que a galáxia não poderia ter sido formada em um colapso rápido conforme proposto pelo modelo ELS. Searle e Zinn (1978) verificaram alguns aglomerados globulares no halo galáctico. Eles verificaram que haviam alguns aglomerados com idades significativamente maiores do que outros, o que seria con-

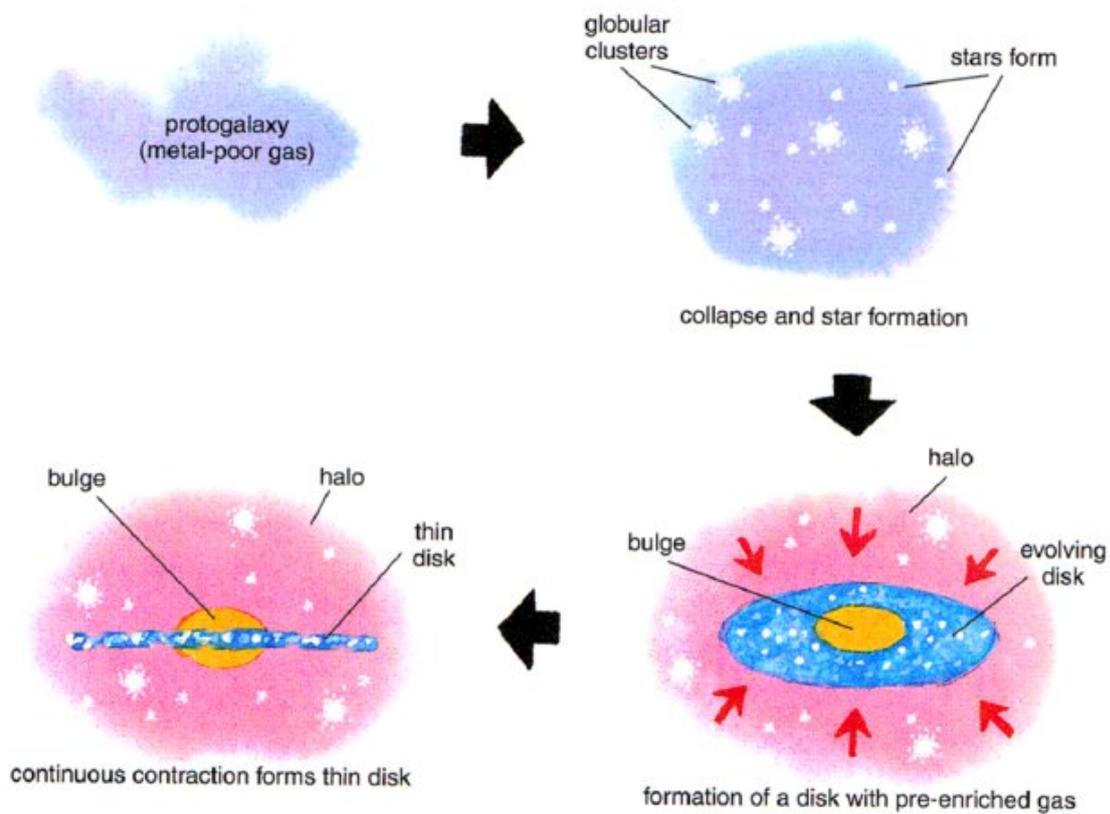


Figura 1.3: Modelo ELS para a formação da Via Láctea. Fonte: Chiappini (2001).

traditório com o modelo ELS. Searle e Zinn (1978) então, propuseram que o halo teria se formado por pequenas partes de nuvens, das quais evoluíam de maneira independente. Isso explicaria a diferença na metalicidade dos aglomerados globulares.

Quanto a evolução química da galáxia, Chiappini (2001) propôs um modelo de evolução no qual a galáxia se forma a partir de dois principais episódios de acreção. O primeiro episódio, o gás primordial colapsa de forma muito rápida, formando halo e bojo. Durante o segundo episódio, o disco é formado principalmente pela acreção de uma pequena parte da matéria da composição química primordial, além de vestígios de gás do halo. O disco é construído de dentro para fora (ver Larson (1976)), o que garante a formação de gradientes de abundâncias ao longo do disco (Matteucci e Francois (1989)).

Para Matteucci e Francois (1989), o disco galáctico consiste em anéis independentes de 2 kpc de largura, sem troca de matéria entre eles, sendo a taxa de acreção em cada camada expressa na equação 1.1.

$$\frac{d\Sigma_I(R, t)}{dt} = A(R)e^{\frac{-t}{\tau_H}} + B(R)e^{\frac{-(t-t_{max})}{\tau_D}}, \quad (1.1)$$

onde $\Sigma_I(R, t)$ é a densidade de massa superficial de material caindo, o que pressupõe ter uma composição química primordial, t_{max} é o tempo de acreção máxima de gás no disco, τ_H e τ_D são as escalas de tempo para acreção de massa nos componentes halo/disco espesso e disco fino, respectivamente. $A(R)$ e $B(R)$ são quantidades derivadas das condições de reproduzir a distribuição da densidade de massa superficial total atual, no halo e ao longo do disco, respectivamente, no presente momento.

Neste modelo, considera-se que a taxa de formação estelar é:

$$\psi(R, t) = \nu(t) \left(\frac{\Sigma(R, t)}{\Sigma(R_\odot, t)} \right)^{2(k-1)} \left(\frac{\Sigma(R, t_{gal})}{\Sigma(R, t)} \right)^{k-1} \Sigma_{gas}^k(R, t), \quad (1.2)$$

em que $\nu(t)$ é a eficiência do processo de formação estelar, $\Sigma(R, t)$ é a densidade de massa superficial total, em um dado raio R e tempo t , $\Sigma(R_\odot, t)$ é a densidade de massa superficial na posição do Sol e $\Sigma_{gas}^k(R, t)$ é a densidade de massa superficial. O expoente k equivale a 1.5%, com objetivo de garantir um bom ajuste nos vínculos observacionais na vizinhança solar. A equação 1.2 e outros detalhes podem ser vistos em [Chiappini et al. \(1997\)](#).

1.1.3 Componentes

Das muitas estrelas que se espalham ao longo do disco, as menos comuns são as supergigantes e gigantes. As anãs amarelas como o Sol são mais comuns, mas as mais abundantes na galáxia são as anãs vermelhas. Sabe-se que a química por trás dessas estrelas, apresentam vestígios de como a galáxia surgiu e como ela evoluiu ao longo do tempo.

A composição (conhecida) da Via Láctea, é formada principalmente por hidrogênio e hélio, contudo, algumas estrelas ejetam outros metais no meio interestelar, como carbono, nitrogênio e oxigênio (são chamados de metais todos os outros elementos além de hidrogênio e hélio). As estrelas são poderosas fábricas de elementos químicos, entretanto, 98% da matéria conhecida no universo é hidrogênio e hélio. Os outros 2%, mesmo que em quantidade relativamente menor, são essenciais para estudos da evolução da galáxia ([Chiappini \(2001\)](#)).

A nucleossíntese estelar é o processo de fabricação de novos elementos químicos no interior das estrelas, a partir da fusão nuclear. Estrelas de baixa e média massa (menores que oito massas solares) antes de entrar na fase de gigante vermelha, produzem em seu núcleo, principalmente He, C e N, além de outros metais mais pesados (citados em breve como elementos-s) produzidos na fase de ramo assintótico das gigantes (AGB). O resultado da nucleossíntese depende principalmente da massa estelar. Para um resumo ver por exemplo [Maciel \(2020\)](#). Elementos produzidos a partir de H ou He, são chamados de “primários”, enquanto os “secundários” são aqueles que derivam de outros processos anteriores.

Estrelas de alta massa (maiores que 8 até 100 M_{\odot} , como visto em [Maciel \(2020\)](#)), conseguem queimar elementos mais pesados com temperaturas da ordem de bilhões de kelvins. Por exemplo, uma estrela massiva consegue fundir ^{12}C com ^4He , produzindo ^{16}O , ou ainda consegue produzir ^{24}Mg a partir da fusão entre ^{20}Ne com ^4He . Além desses, outros elementos como cálcio, enxofre, argônio e silício podem ser fundidos, podendo prosseguir até o ^{56}Fe . Para todas as reações nucleares, a estrela consegue liberar energia e impedir o colapso gravitacional, entretanto, a partir do ^{56}Fe as reações começam a ser endotérmicas, ou seja, absorvem energia ao invés de liberar.

A morte de uma estrela massiva depende de sua massa, sendo que de 8 até 30 M_{\odot} ela se transforma em uma supernova tipo II, com uma remanescente estrela de nêutrons. Massas maiores que trinta massas solares, colapsam sob seu próprio peso formando buracos negros ([Maciel, 2020](#)).

1.1.4 Gradientes de abundâncias do disco

No início do universo, a composição química era quase inteiramente de hidrogênio e hélio ([Harwit e Spaans \(2003\)](#)), mas com as reações nucleares das estrelas, começaram a surgir elementos mais pesados. Essas abundâncias químicas, são grandes responsáveis pela compreensão sobre como a Via Láctea foi formada e como ela evoluiu quimicamente ao longo dos tempos. As melhores formas de visualizar essa evolução química são com observações de estrelas em regiões de H II e NPs, de onde podemos derivar como as abundâncias variam ao longo do disco galáctico.

As abundâncias químicas em NPs podem ser calculadas para obter informações não apenas sobre a eficiência da nucleossíntese estelar, mas também sobre o desenvolvimento da evolução química em diferentes galáxias ([Delgado-Inglada et al., 2015](#)).

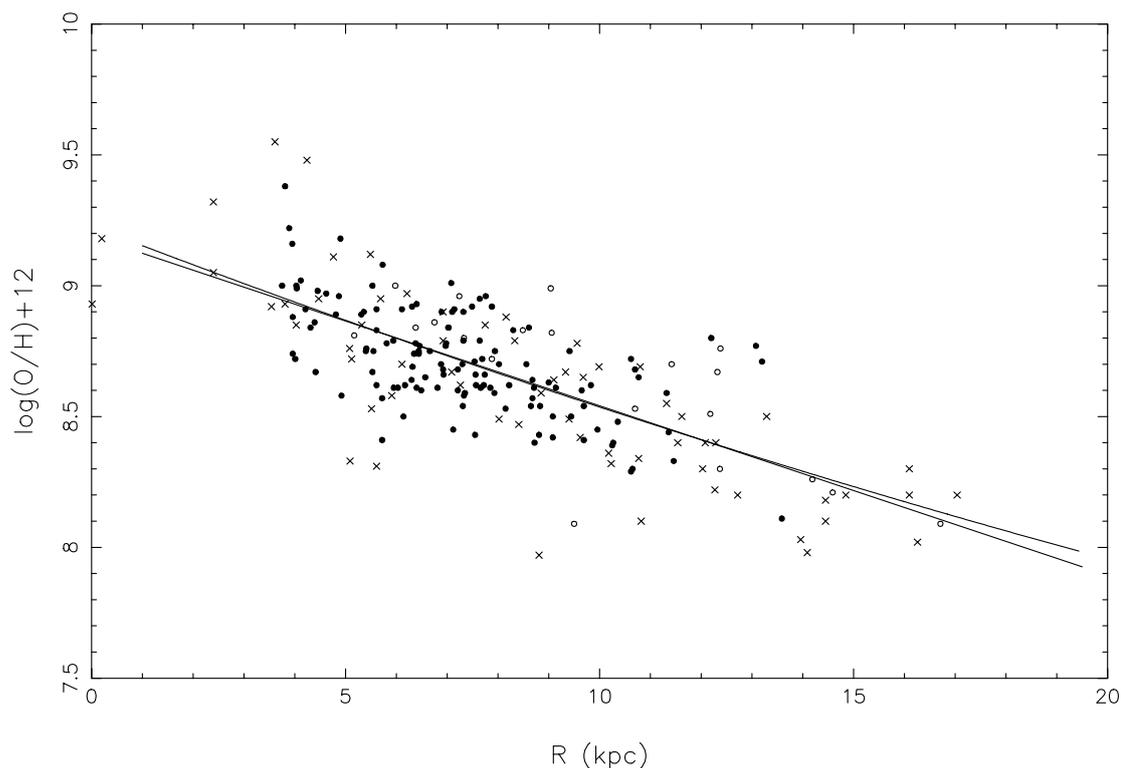


Figura 1.4: Gradiente radial de oxigênio de [Maciel e Quireza \(1999\)](#).

O gradiente é o nível que uma grandeza varia, considerando uma determinada direção. No caso das abundâncias químicas, este gradiente mostra como a concentração dos metais varia ao longo do disco. Em 1971, Leonard Searle apresentou evidências de que havia um gradiente ao longo do disco de galáxias espirais. Os espectros das regiões H II nos braços internos de galáxias espirais mais desenvolvidas, era diferente dos espectros das regiões H II dos braços externos. Segundo [Searle \(1971\)](#), isso indicaria um efeito das abundâncias químicas. Outras evidências de gradientes também foram sugeridas, como [Barker \(1974\)](#), que encontrou evidências de um gradiente de He e N ao longo do disco da Via Láctea, para uma população tipo I ² de NPs. Posteriormente, [D’Odorico et al. \(1976\)](#) encontrou um gradiente de N e O no disco da Via Láctea utilizando as NPs.

Nas últimas décadas, diferentes autores, com diferentes meios de observações chegaram a visões diferentes sobre como ocorreu a evolução química ao longo do disco. Por exemplo, algumas observações de estrelas-B mostram uma ausência de gradiente, conforme mostrado em [Kilian-Montenbruck et al. \(1994\)](#). Isso gerou uma controvérsia, pois as observações em regiões H II ([Afflerbach et al., 1997](#)) e em NPs ([Maciel e Quireza, 1999](#)) mostram a

² Classificação de NPs definida por Peimbert (1978), correspondente a casos ricos em He e N.

existência de um gradiente decrescente ao longo do disco. Mais tarde essa controvérsia foi resolvida por [Smartt e Rolleston \(1997\)](#) e [Gummersbach et al. \(1998\)](#), pois encontraram uma amostra de estrelas-B que apresentavam um gradiente semelhante aos das regiões H II e das NPs.

O oxigênio é o traçador de metalicidade mais fácil de ser medido nas galáxias. As linhas de emissão de dois de seus estados de ionização (O^+ e O^{++}) podem ser facilmente medidos em espectros ópticos. A figura 1.4 mostra o gradiente de oxigênio em função da distância galactocêntrica para o disco da Via Láctea, obtido por [Maciel e Quireza \(1999\)](#). Observa-se que as abundâncias de oxigênio decrescem de dentro para fora no disco da Galáxia. No entanto, algumas observações deverão ser consideradas em relação ao oxigênio. Primeiro que a abundância de oxigênio medida pelas linhas espectrais da NP pode diferir do meio interestelar do qual as estrelas progenitoras se originam, pois mecanismos de produção e/ou mistura podem destruir ou produzir oxigênio na estrela progenitora ([Bresolin \(2017\)](#)).

Em galáxias externas, as abundâncias químicas são essenciais para verificar a evolução das galáxias. Para galáxias espirais, o gradiente radial de metalicidade e sua evolução temporal guardam os mecanismos de formação do disco e retratam a presença de entrada e saída de gás, fluxo de gás ao longo do disco e enriquecimento de metais durante atividades de fusão ([Bresolin, 2017](#)). As NPs são os objetos mais promissores para obter gradiente de abundância, pois elas podem ser utilizadas para estudar a variação temporal do gradiente, por possuírem idades variadas, compreendendo objetos com pelo menos 5 bilhões de anos de idade. Hoje temos uma ideia que o gradiente não variou muito nesse tempo, como visto por exemplo em [Maciel e Costa \(2013\)](#).

1.2 *Nebulosas planetárias*

A origem do nome nebulosa planetária foi devido às primeiras observações desses objetos, pois elas se assemelhavam à planetas gasosos quando observadas em pequenos telescópios, ou seja, as NPs não possuem relação com os planetas ([Kwok \(2000\)](#)). As NPs foram descobertas a mais de 200 anos atrás e foram intensamente estudadas desde que as observações espectroscópicas se tornaram possíveis em 1850 ([Kwok \(1994\)](#)). Trata-se de uma nuvem de gás brilhante que pode ter diferentes tipos morfológicos. Esses objetos são relevantes na obtenção de algumas características da galáxia, como variabilidade dos elementos químicos

ao longo do disco (no caso de galáxia espiral), evolução química, entre outras.

Por liberarem metais pesados e outros elementos ao meio interestelar, as NPs são alvos de intensos estudos para compreender a evolução química das galáxias. Para outras galáxias, as NPs podem ser as únicas fontes de informações para obtenção de características como abundância química (Kwok (2000)).

A primeira NP descoberta foi a M27 (Figura 1.5) em 1764 por Charles Messier. Posteriormente, John Herschel a nomeou como Nebulosa do Haltere, devido a sua semelhança com um haltere.

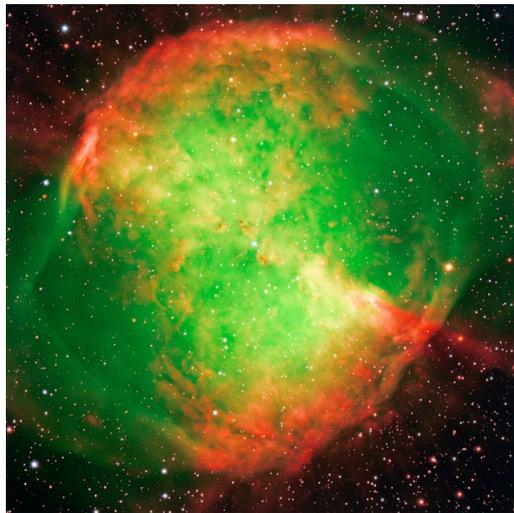


Figura 1.5: M27 ou Nebulosa do Haltere. Fonte: pt.wikipedia.org/wiki/Nebulosa_do_Haltere (acessado em 04/07/2023).

1.2.1 Formação

Desde o século XIX, cientistas tentaram descobrir a fonte de energia das estrelas, pois haviam estudos que mostravam que o Sol já brilhava há muito tempo. Somente em 1938 que os cientistas conseguiram explicar a real fonte “infinita” de energia do Sol, a fusão nuclear (Kepler e Saraiva, 2017).

Trata-se de uma reação termo-nuclear, em que dois núcleos pequenos se fundem, formando um núcleo mais pesado. No entanto, a soma das massas dos reagentes é levemente maior que o produto final, sendo que esta diferença é convertida em energia. Na equação 1.3, Δm representa a diferença de massa entre os produtos ($\Sigma m_{produtos}$) e os reagentes ($\Sigma m_{reagentes}$). A fusão de dois átomos de H representada na reação química 1.4, possui

$\Delta m = 5.05 \cdot 10^{-29} \text{ kg}$. Essa massa é então convertida em energia, que pode ser calculada pela equação de Einstein $E = |\Delta m| \cdot c^2$, em que c é a velocidade da luz no vácuo. Esta pequena massa é capaz de liberar cerca de $4.54 \cdot 10^{-12} \text{ J}$ de energia (ATKINS, 2006).

$$\Delta m = \sum m_{(produtos)} - \sum m_{(reagentes)} \quad (1.3)$$

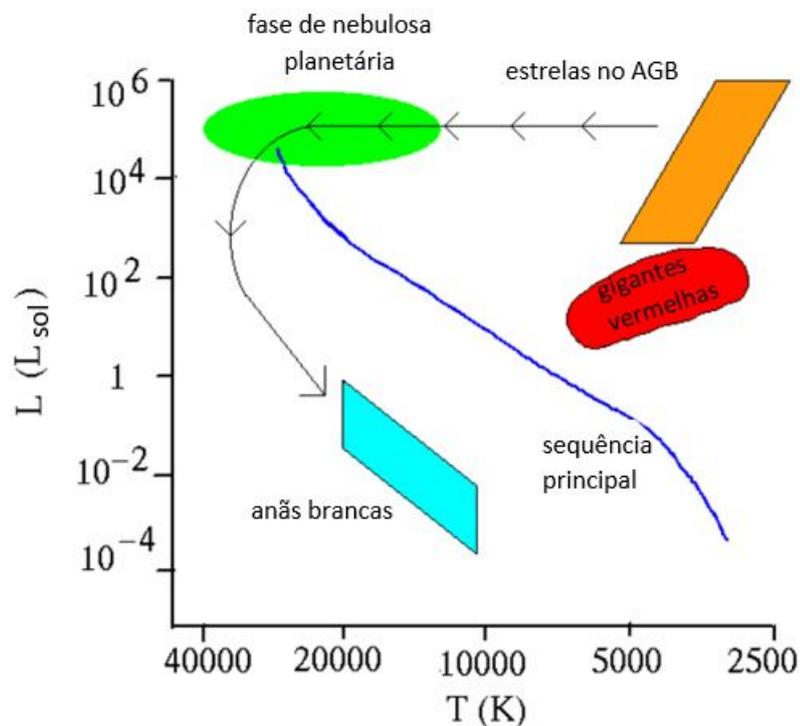


Figura 1.6: Diagrama HR. Fonte: www.if.ufrgs.br/oei/stars/rgb/rgb_evol.htm (acessado em 04/07/2023).

O principal combustível para as estrelas realizarem a fusão nuclear é o hidrogênio, no qual elas passam a maior parte de sua vida fundindo hidrogênio em elementos mais pesados. Em 1913, Ejnar Hertzsprung e Henry Norris Russell publicaram uma relação entre a luminosidade e a temperatura efetiva das estrelas, que ficou conhecido como diagrama HR (figura 1.6). Nesse diagrama, a diagonal em que estão representadas a maioria das estrelas é chamada de sequência principal. Essa região representa o estágio de vida no qual a estrela passa a maior parte de sua vida. Estrelas semelhantes ao Sol podem ficar nessa sequência principal por aproximadamente 10 bilhões de anos (Maciel (2020)). A fusão

nuclear gera uma pressão interna na estrela, que balanceia a força gravitacional impedindo que ela colapse sob seu próprio peso. Mas quando uma estrela queima todo seu estoque de hidrogênio as reações nucleares cessam, fazendo com que a pressão interna enfraqueça, fazendo com que a estrela comece a esquentar e colapsar. O núcleo que esquentar cada vez mais, começa a empurrar as camadas da estrela para fora, expandindo-a e a transformando em uma gigante vermelha (deslocando a estrela da sequência principal para regiões no canto direito superior no diagrama HR, chamado de região das gigantes [Kepler e Saraiva, 2017](#)).

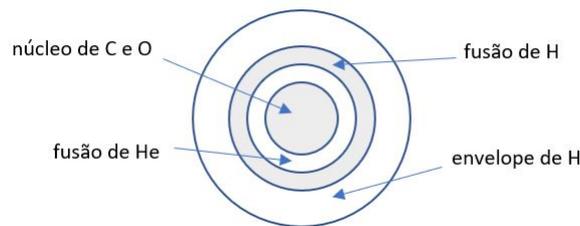


Figura 1.7: Representação de uma estrela no AGB. Fonte: Imagem feita pelo autor.

Para estrelas de baixa massa e massa intermediária ($M < 8M_{\odot}$), a queima do H e He produz principalmente He, C, N e elementos-s (resultado do processo-s, que é responsável pela nucleossíntese para cerca de metade dos elementos maiores que o Fe). Assim que esta estrela abandona a sequência principal, ela mantém um núcleo de He, rodeado por uma camada de H, no qual o processo de fusão nessa camada continua. Conforme a estrela evolui, a estrela começa a queimar He, formando uma região interna de C e O inerte. Nas camadas superiores o processo de fusão continua consumindo H e He. E por fim, na região mais externa há um envelope de hidrogênio inerte. Esta fase é chamada de ramo assintótico das gigantes (AGB, *asymptotic giant branch*), cuja estrutura está representada na figura 1.7 ([Maciel, 2020](#)). Uma estrela no AGB, pode consumir aproximadamente 10% de sua massa em um milhão de anos, sendo que da massa restante, aproximadamente 22% irá compor a NP, restando por fim uma anã branca ([Maciel, 2020](#)).

De maneira resumida, o diagrama HR (figura 1.6) mostra a trajetória de formação de uma NP, partindo de uma estrela na sequência principal, evoluindo para o ramo assintótico das gigantes no qual dá início ao processo de formação de uma NP, finalizando em uma anã branca. Alguns processos que ocorrem nas estrelas enquanto estão no AGB, são fundamentais para composição química da NP. O processo de dragagem (*dredge up*)

ocorre em zonas convectivas da estrela, alcançando regiões mais internas e arrastando alguns elementos para camadas mais externas, dos quais brevemente serão ejetados como NP. Elementos como ^{13}C , ^{14}N e ^4He podem ser transportados nos eventos de dragagem (Maciel, 2020).

Estrelas no AGB podem modificar a abundância de oxigênio através de dois mecanismos, o TDU (terceira dragagem, *third dredge-up*) e o HBB (queima de fundo quente, *hot-bottom burn*). O TDU é um evento que transporta para a superfície estelar material sintetizado pela queima de He. Esse material é rico em carbono e pode conter oxigênio. O HBB ocorre em estrelas mais massivas, em locais onde a temperatura é suficiente para ativar o ciclo CNO (carbono, nitrogênio e oxigênio), que pode destruir o oxigênio. Os produtos da nucleossíntese são transportados para a superfície (Karakas e Lattanzio, 2014). Porém, segundo Karakas (2010), alguns modelos de AGB indicam que essa destruição de oxigênio é insignificante para o gradiente.

Com toda essa massa expulsada pela estrela, formam-se estruturas chamadas de NPs, que podem ter diversos formatos. Nessa massa ejetada, estão presentes alguns metais formados pela nucleossíntese da estrela, que a medida que a NP se expande, vai enriquecendo o meio interestelar com esses metais. Após a fase de gigante vermelha, a estrela remanescente passa para a fase de anã branca, da qual continua emitindo radiação e ionizando a massa ejetada.

Os tipos morfológicos das NPs são, em maior parte, assimetricamente esférico, mas existem alguns que se assemelham com uma ampulheta como a Nebulosa Borboleta, e algumas esféricas como a Abell 39.

1.2.2 Determinação das abundâncias

Por muito tempo, astrônomos tentam descobrir as principais candidatas a NP. O espectro da nebulosa, é fundamental para sua identificação. No caso das NPs, é necessário que as linhas $[OIII]4959-5007$ e $H\alpha$ estejam em emissão. Além disso, outros parâmetros como a razão entre $[OIII]4959$ e $[OIII]5007$ podem ser considerados. A figura 1.8 mostra um exemplo de espectro de uma candidata a NP. As linhas $H\beta$, $[SII]$ e $[NII]$ também podem estar em emissão.

A determinação da abundância pode ser calculada de duas maneiras diferentes. O método empírico utiliza as abundâncias iônicas calculadas no espectro e em sequência,

aplica-se um fator de correção de ionização, para considerar íons não observados. No modelo de fotoionização, as abundâncias podem ser calculadas comparando o espectro observado com modelos nebulares teóricos, no qual a abundância é definida pela derivação melhor ajuste entre os métodos teóricos e o espectro observado. As abundâncias químicas utilizadas neste trabalho derivam do método empírico, por conter dados mais completos para uma ampla gama de NPs (Costa et al. (2009)).

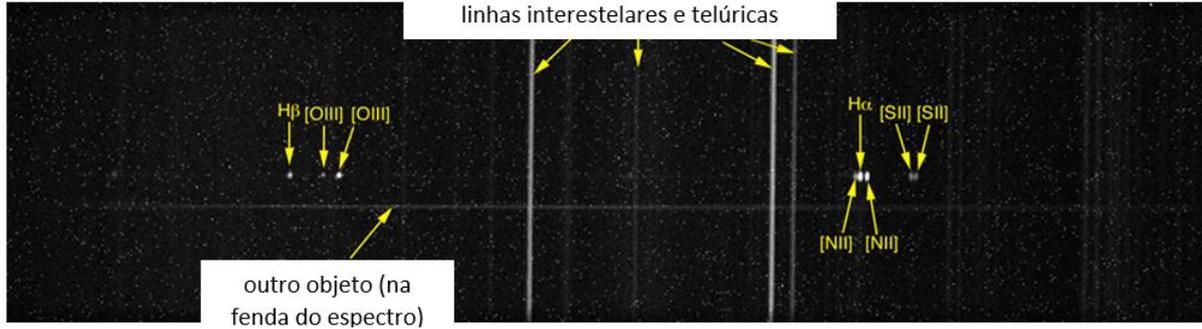


Figura 1.8: Exemplo de espectro de uma candidata a NP. Fonte: www.shelyak.com/planetary-nebulae-confirmation/?lang=en (acessado em 03/05/2023).

As fontes mais precisas de abundâncias são as linhas de recombinação. As abundâncias de oxigênio, enxofre, nitrogênio, neônio e argônio podem ser calculadas pelas expressões disponíveis em Pérez-Montero (2017). A expressão 1.5 representa o cálculo da abundância do íon O^+ . Note que a expressão depende da temperatura t e da densidade eletrônica n , além das linhas espectrais $I(3727)$ e $I(H\beta)$. No entanto, as linhas de emissão podem ser excitadas por colisões e suas intensidades dependem exponencialmente da temperatura. Este é o caso de regiões com alta metalicidade, regiões HII e com baixo brilho superficial, no qual a abundância pode ser determinada pelas fortes intensidades das linhas nebulares.

$$\frac{O^+}{H^+} = \log \left[\frac{I(\lambda 3727)}{I(H\beta)} \right] + 5.992 + \frac{1.583}{t} - 0.681 \cdot \log(t) + \log(1 + 0.00023 \cdot n) \quad (1.5)$$

As intensidades medidas também precisam ser corrigidas do avermelhamento $c(H\beta)$, cuja constante pode ser obtida da linha de recombinação mais forte de hidrogênio (decremento de Balmer) e em alguns casos também considerando a contribuição da população estelar (Pérez-Montero (2017)). Tais correções podem ser feitas pela expressão:

$$\frac{I_0(\lambda)}{I_0(H\beta)} = \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} \cdot 10^{-c(H\beta) \cdot [f(\lambda) - f(H\beta)]}. \quad (1.6)$$

A determinação de $c(H\beta)$ requer o cálculo da temperatura e da densidade eletrônica. A temperatura pode ser obtida a partir da razão de transições colisionais que possuam energia semelhante, porém ocupam níveis diferentes [Osterbrock e Ferland \(2006\)](#). No caso do oxigênio ionizado (O[II]), a temperatura pode ser definida por:

$$t([OII]) = a_0(n) + a_1(n) * R_{O2} + \frac{a_2(n)}{R_{O2}}, \quad (1.7)$$

em que R_{O2} é a razão das linhas de emissão de O[II]. $a_0(n)$, $a_1(n)$ e $a_2(n)$ são coeficientes, cujos valores são respectivamente:

$$a_0(n) = 0.23 - 0.0005 * n - \frac{0.17}{n} \quad (1.8)$$

$$a_1(n) = 0.0017 + 0.000009 * n + \frac{0.0064}{n} \quad (1.9)$$

$$a_2(n) = 38.3 - 0.021 * n - \frac{16.4}{n}, \quad (1.10)$$

sendo n a densidade eletrônica ([Pérez-Montero, 2017](#)).

Para os outros elementos, métodos semelhantes para o cálculo das temperaturas são utilizados (veja em [Pérez-Montero \(2017\)](#)).

A razão das linhas de O[II] é fortemente dependente da densidade eletrônica. Tal densidade, pode ser obtida pela razão das linhas I(3726Å)/I(3729Å), mas devido a problemas na resolução, as vezes é necessário utilizar a densidade de enxofre S[II], que normalmente é utilizada para determinar densidade de regiões de baixa excitação. A densidade de S[II] pode ser calculada por:

$$n([SII]) = 10^3 \cdot \frac{R_{S2} \cdot a_0(t) + a_1(t)}{R_{S2} \cdot b_0(t) + b_1(t)}, \quad (1.11)$$

em que R_{S2} é a razão das linhas de emissão de S[II]. $a_0(t)$, $a_1(t)$, $b_0(t)$ e $b_1(t)$ são coeficientes, cujos valores são respectivamente:

$$a_0(t) = 2.21 - \frac{1.3}{t} - 1.25t + 0.23t^2 \quad (1.12)$$

$$a_1(t) = -3.35 + \frac{1.94}{t} + 1.93t - 0.36t^2 \quad (1.13)$$

$$b_0(t) = -4.33 + \frac{2.33}{t} + 2.72t - 0.57t^2 \quad (1.14)$$

$$b_1(t) = 1.84 - \frac{1}{t} - 1.14t + 0.24t^2. \quad (1.15)$$

A principal incerteza presenciada na obtenção das abundâncias está diretamente relacionada com o erro das linhas de fluxo. Este erro pode ser obtido pela equação 1.16, disponível também em Pérez-Montero (2017):

$$\sigma_l = \sigma_c \cdot \sqrt{N + \frac{EW}{\Delta}}, \quad (1.16)$$

onde σ_l é o erro de fluxo da linha, σ_c representa o desvio padrão que indica o erro na posição do contínuo, N é o número de pixels na medida do fluxo da linha, EW é a largura equivalente da linha e Δ é a dispersão do comprimento de onda em Å por pixel.

As abundâncias elementais podem ser determinadas a partir das abundâncias iônicas já calculadas. A abundância elemental do O pode ser determinada pela equação 1.17 (Costa et al., 2009):

$$\frac{O}{H} = \left(\frac{O^{++}}{H^+} + \frac{O^+}{H^+} \right) \frac{He}{He^+}. \quad (1.17)$$

1.2.3 Determinação das distâncias

Um dos problemas enfrentados na determinação do gradiente é a precisão dos métodos utilizados para medir as distâncias das NPs. Como as estrelas centrais das NPs possuem baixo brilho superficial (como visto na figura 1.6, em que as anãs brancas se encontram em uma região de baixa luminosidade), em várias situações não há como observá-las. São poucos casos que a paralaxe trigonométrica é possível, pois requer que a NP esteja bem próxima. Mas de fato, a maioria das NPs requer métodos de cálculo de distância a partir de suas propriedades, como fluxo, densidade eletrônica, tamanho angular, entre outros. Neste trabalho, as distâncias serão calculadas de duas formas. Utilizando o banco de dados do Gaia (DR3) (Gaia Collaboration et al. (2022)), podemos obter as distâncias para a maioria dos objetos da amostra. O satélite Gaia foi lançado pela Agência Espacial Europeia em 2000, orbitando a Terra a uma distância de 1.5 milhões de km. Em 2016, o primeiro banco de dados do Gaia foi lançado, o Gaia DR1, que foi o resultado de 14 meses de observações (Gaia Collaboration et al., 2016). O Gaia DR3 é um banco de dados que foi lançado em 13 de junho de 2022 e fornece posições precisas, movimentos próprios, paralaxes e outras propriedades para mais de 1.8 bilhões de objetos em 34 meses de operação e pode ser utilizado como fonte de dados necessários para cálculo das distâncias.

A princípio, a inversão da paralaxe seria a maneira convencional de obter as distâncias em kpc. Entretanto, tal ação pode vir acompanhada de alguns problemas. No banco de dados do Gaia podemos buscar os objetos a partir de suas coordenadas. Porém, o método de busca do telescópio Gaia (será explicado adiante) pode incluir falsas NPs, contaminando a amostra e prejudicando o resultado. Para contornar esse problema, é necessário adotar algumas medidas que serão discutidas adiante.

Outra maneira de obter as distâncias é pelo método estatístico, que não necessita da paralaxe, mas utiliza outros parâmetros como brilho superficial, massa ionizada, raio físico e movimento próprio. [Stanghellini et al. \(2020\)](#) propôs um método que utiliza as distâncias do Gaia (pela inversão da paralaxe) para fazer uma calibração, obtendo uma relação entre o brilho superficial e o raio físico da NP. Sendo assim, para NPs cujas distâncias são desconhecidas, poderemos obtê-las pelo método estatístico. Mas conforme dito, a inversão da paralaxe pode ser problemática, então usaremos uma nova calibração para distâncias estatísticas por meio das distâncias do Gaia, semelhante ao método proposto por [Stanghellini et al. \(2020\)](#), mas adotando medidas para prevenir a inclusão de falsas NPs na amostra, gerando assim, resultados mais confiáveis. Além das falsas NPs, a paralaxe apresenta erros de medida, em alguns casos resultando até em valores negativos, que serão discutidos a frente.

1.2.4 Escala de distância de Shklovsky

Neste método, Shklovsky assume que todas as NPs possuem a mesma massa, obtendo a distância a partir do fluxo H_β e do tamanho angular. Em [Kwok \(2000\)](#), a massa ionizada M_i é relacionada à densidade eletrônica n_e :

$$M_i = \frac{4\pi}{3} n_e \mu_e m_H \epsilon R^3, \quad (1.18)$$

em que ϵ é o fator de preenchimento, que define a razão entre o volume preenchido com gás ionizado, e μ_e é o peso molecular médio. A densidade pode ser relacionada com o fluxo em 5 GHz por [Kwok \(2000\)](#):

$$n_e = 4.8 \times 10^3 [F_{5GHz}(mJy)]^{\frac{1}{2}} \epsilon^{-\frac{1}{2}} [\theta(arcsec)]^{-\frac{3}{2}} [D(kpc)]^{-\frac{1}{2}} cm^{-3}. \quad (1.19)$$

Com as equações [1.18](#) e [1.19](#), temos que a distância pode ser obtida por:

$$D(kpc) = 46[F_{5GHz}]^{-\frac{1}{5}} \epsilon^{-\frac{1}{5}} \theta^{-\frac{3}{5}} \left(\frac{M_i}{M_\odot} \right)^{\frac{2}{5}}, \quad (1.20)$$

em que a massa ionizada típica é $M_i = 0.2M_\odot$ e o fator de preenchimento $\epsilon = 0.3$ (Boffi e Stanghellini, 1994).

1.2.5 Escala de distância de Maciel e Pottasch

Sabendo que considerar a massa das NPs constante pode ser uma grande fonte de erros, Maciel e Pottasch (1980) construíram um método de distâncias que relaciona a massa da NP com outras propriedades físicas, como por exemplo a relação massa-raio. Assumindo um modelo em que as NPs são esféricas e compostas por H e He , a massa ionizada pode ser obtida por:

$$M = \frac{4\pi}{3} R^3 \epsilon m_H N_e \frac{1 + 4y}{1 + xy}, \quad (1.21)$$

sendo R o raio físico, ϵ é o fator de preenchimento, y é a abundância de He e x é dado pela equação seguinte:

$$x = \frac{N(He^+) + 2N(He^{++})}{N(He^+) + N(He^{++})}. \quad (1.22)$$

A equação 1.21 sugere uma relação entre a massa e o raio da NP. A relação encontrada por Maciel e Pottasch (1980) foi:

$$M(M_\odot) = 1.225R(pc) - 0.0123. \quad (1.23)$$

Logo, para uma situação em que as massas ionizadas não são constantes, a distância de Maciel e Pottasch (1980) é dada por:

$$d = d_0 \left(\frac{M}{M_0} \right)^{\frac{2}{5}}, \quad (1.24)$$

em que d_0 é a distância de Shklovsky e $M_0 = 0.16M_\odot$.

1.2.6 Escala de distância de CKS

Esta escala, proposta por Cahn et al. (1992) (CKS, pelas iniciais dos nomes dos autores), em que o raio da NP pode ser obtido a partir da prescrição de Daub (1982). A ideia é relacionar a massa da NP com o fluxo, a distância e o tamanho angular para obter uma calibração de distância. Primeiramente, a massa é definida pela equação:

$$\mu = \sqrt{2.266 \times 10^{-21} D^5 \theta^3 F_{5GHz}}, \quad (1.25)$$

em que D é a distância em pc , θ é o tamanho angular em segundos de arco e F_{5GHz} é o fluxo em 5 GHz. A espessura óptica τ é a relação entre o tamanho angular e o fluxo, tal que:

$$\tau = \log \left(\frac{4\theta^2}{F_{5GHz}} \right). \quad (1.26)$$

Conseqüentemente, raio físico é dado por:

$$\log R = \frac{M}{2.5} - 1.306 + 0.2\tau. \quad (1.27)$$

A distância é obtida através da substituição do R da equação 1.28 pelo raio obtido na equação 1.27:

$$R = \frac{D\theta(arcsec)}{206.265}. \quad (1.28)$$

1.3 Objetivo

Um dos grandes desafios para estabelecer o gradiente de abundâncias é a obtenção das distâncias das NPs da forma mais precisa possível. Nesse sentido, pretendemos usar as paralaxes fornecidas pelo banco de dados Gaia DR3 como fonte de dados necessários para o cálculo de distâncias mais precisas das NPs.

Através de uma amostra de 347 NPs, disponíveis em [Maciel et al. \(2017\)](#) e [Maciel et al. \(2018\)](#), podemos obter as abundâncias de oxigênio, neônio, argônio, enxofre e hélio. Com as abundâncias disponíveis, precisamos verificar como se comporta o gradiente em função da distância galactocêntrica. Espera-se que tenha um decréscimo ao longo do disco, conforme visto em [Henry et al. \(2010\)](#), porém com um menor espalhamento ocasionado pelo uso de distâncias mais precisas.

Para definir o gradiente, iremos utilizar distâncias obtidas pelo Gaia, com um método de filtragem para identificar as estrelas centrais associadas às NPs para as quais o Gaia possui as paralaxes medidas. Considerando a falta de calibradores adequados, faremos uma calibração utilizando inferência Bayesiana para determinar as distâncias a partir das paralaxes, no qual espera-se maior confiança nos resultados. Além disso, com as distâncias devidamente calculadas, faremos um ajuste para determinar as distâncias das NPs pelo método estatístico, semelhante ao utilizado por [Stanghellini et al. \(2020\)](#). Com o ajuste devidamente calibrado, com distâncias mais confiáveis do Gaia, espera-se obter melhores resultados para os gradientes no disco da Via Láctea. No capítulo 2 descrevemos a me-

tologia empregada na presente dissertação. No capítulo 3 são apresentados os resultados obtidos. Por fim, no capítulo 4 apresentamos as discussões e conclusões do trabalho.

Metodologia

Como mencionado na introdução, um dos grandes desafios para estabelecer o gradiente de abundâncias é a obtenção das distâncias das NPs da forma mais precisa possível. As distâncias utilizadas nesse trabalho foram obtidas por dois métodos diferentes.

2.1 Distâncias do Gaia DR3

O telescópio Gaia possui valores de paralaxe, movimento próprio e de cor ($G_{BP}-G_{RP}$) para mais de 80% de suas fontes observadas. Em comparação com os dados lançados anteriormente (Gaia DR2), o DR3 aumentou a precisão das paralaxes em cerca de 30%. Movimento próprio, dados fotométricos e os erros sistemáticos envolvidos nas medidas astrométricas também foram aprimorados (Gaia Collaboration et al. (2022)).

Com dados mais precisos, as distâncias calculadas através da paralaxe do Gaia DR3 serão mais confiáveis. Além da paralaxe, a cor ($G_{BP}-G_{RP}$), o avermelhamento e o movimento próprio são indispensáveis para identificação da fonte que estamos buscando. Sendo assim, o objetivo é identificar a estrela central da NP e obter a distância galactocêntrica dessa estrela. Todavia, devemos considerar possíveis obstáculos e como contorná-los. Os detalhes serão discutidos adiante.

De antemão, foi realizado uma busca no banco de dados do Gaia, utilizando as coordenadas das 347 NPs selecionadas. A busca foi feita adotando os seguintes critérios:

1. Raio de busca de 5 segundos de arco para NPs cujos raios físicos são desconhecidos.
2. Seguindo a orientação do Gaia, o raio de busca mínimo deverá ser de 1 segundo de arco, acrescido de 0.05 segundos de arco para cada ano (movimento próprio para 99,8% das fontes do Gaia), contando a partir da época em que as coordenadas foram

medidas (ano de 2000) até a data das observações (2016). Isto resulta em 1.8 segundos de arco. Logo, se a metade do raio da NP for menor ou igual a 1.8 segundos de arco, adotamos o raio de busca como 1.8 segundos de arco.

3. Se a metade do raio for superior a 1.8 segundos de arco, o raio de busca será feito considerando 50%, 60%, 70% ou 80% do raio nebuloso. Os diferentes raios de busca deve-se ao fato de que esperamos que a estrela central encontre-se na região mais central da NP, porém em algumas situações pode não haver nenhuma fonte no local buscado, sendo necessário aumentar o raio de busca. Começando-se com raios de busca menores também restringimos o número de fontes do Gaia para cada NP.

Os tamanhos angulares foram obtidos de catálogos em [Stanghellini et al. \(2020\)](#), [Stanghellini e Haywood \(2018\)](#), [Acker et al. \(1992\)](#) e [Cahn et al. \(1992\)](#), nessa sequência. Apesar da amostra conter apenas 347 NPs, o resultado da busca retornou mais de 1800 fontes do Gaia. As distâncias foram calculadas para todas as fontes que retornaram da busca no Gaia. O cálculo foi realizado utilizando inferência Bayesiana, no qual usamos a moda das distâncias calculadas para cada fonte.

Assim como outros parâmetros publicados, a paralaxe também possui incertezas na medida. Cada fonte possui sua incerteza e dependem principalmente da posição no céu e da magnitude. No caso das paralaxes, as incertezas variam em torno de $0.04(mas)$ para fontes mais brilhantes que 14 de magnitude, $0.1(mas)$ para fontes com magnitude G próximo de 17 e $0.7(mas)$ para as fontes mais fracas, com cerca de 20 de magnitude. Tais incertezas são produto de erros formais obtidos no processamento astrométrico. A figura [2.1](#) mostra uma normalização realizada para mais de meio milhão de quasares conhecidos, que na prática são assumidos com paralaxe zero ([Luri et al., 2018](#)).

A centralização adotada na figura [2.1](#) reflete um desvio lateral de $0.029(mas)$ do ponto zero para a paralaxe, sendo que σ_{ϖ} representa o erro da paralaxe ϖ . Conclui-se que, erros acidentais estão próximos do normal, mas com um desvio padrão de cerca de 8 a 12% maior que as incertezas formais. Isso ocorre para as fontes com magnitudes maiores que 15 e fora do plano galáctico ([Lindgren et al., 2018](#)).

De forma simplificada, medições astrométricas (posições de fontes, movimentos próprios e paralaxes) são feitas por determinações repetidas da direção de uma fonte no céu e modelando a mudança de direção para a fonte em função do tempo como uma combinação

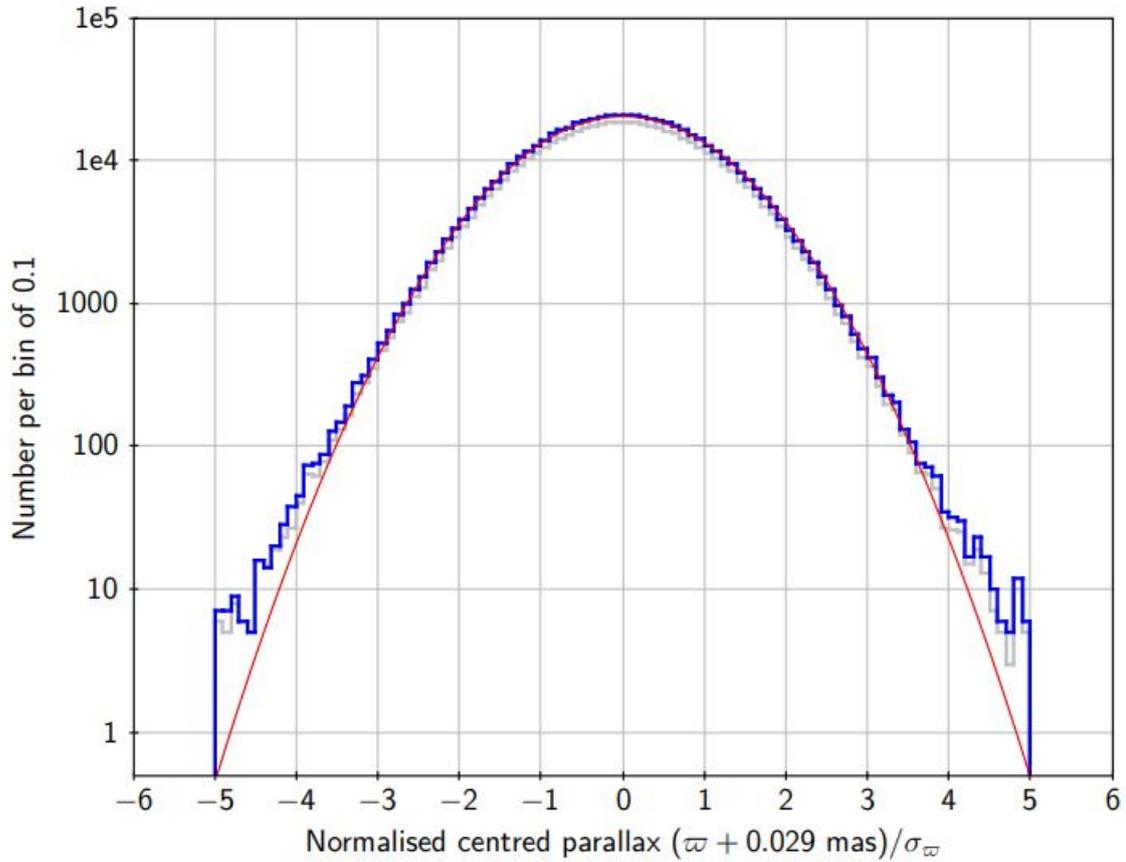


Figura 2.1: Distribuições das paralaxes centradas normalizadas. A curva vermelha é uma distribuição Gaussiana com o desvio padrão de 1.081, mesmo valor que as paralaxes centradas normalizadas para a amostra completa. A curva azul representa uma amostra de mais de meio milhão de quasares, do catálogo presente em Gaia DR2. A curva cinza representa quase meio milhão de objetos com erros de paralaxe menores que $1(mas)$. Fonte: [Lindgren et al. \(2018\)](#).

de seu movimento através do espaço (conforme refletido em seu movimento e velocidade radial) e o movimento da observação da plataforma (Terra, Gaia, etc.) ao redor do Sol (como refletida na paralaxe da fonte). Essa combinação de movimento resulta em um movimento helicoidal projetado no céu, como mostrado na figura 2.2. Um ajuste desse movimento combinado com ruído pode resultar em uma paralaxe negativa, como mostrado na figura. Portanto, vemos nesse exemplo que a paralaxe não é uma medida direta da distância da fonte. Isso somente seria verdade na ausência de erros na medida da paralaxe, caso onde a distância poderia ser calculada apenas invertendo-se a paralaxe $r = 1/\varpi_{\text{real}}$, com ϖ_{real} indicando o valor real da paralaxe.

Para o caso onde existem erros na medida da paralaxe, a distância calculada proveniente da inversão da paralaxe pode ser escrita como $\rho = 1/\varpi$, sendo que ϖ apresenta uma

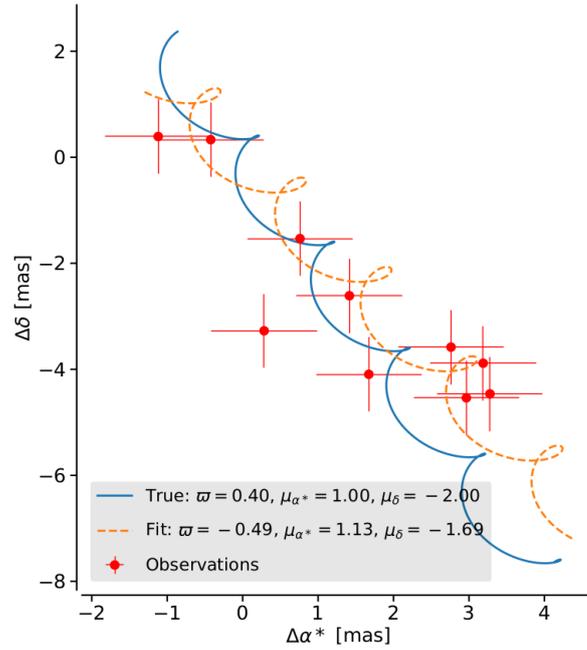


Figura 2.2: Exemplo do surgimento de uma paralaxe negativa a partir do processamento astrométrico. Figura extraída de Luri et al. (2018).

distribuição Gaussiana ao redor de ϖ_{real} :

$$p(\varpi | \varpi_{\text{real}}) = \frac{1}{\sigma_{\varpi} \sqrt{2\pi}} \exp\left(-\frac{(\varpi - \varpi_{\text{real}})^2}{2\sigma_{\varpi}^2}\right), \quad (2.1)$$

onde σ_{ϖ} representa o erro na medida da paralaxe. O uso sem critério de $1/\varpi$ para o cálculo das distâncias leva a valores não físicos para o caso da paralaxe negativa ou quando os erros na paralaxe são grandes. A função de distribuição de probabilidade¹ (PDF) de ρ pode ser estimada utilizando-se a equação 2.1 e (ver Luri et al., 2018):

$$\begin{aligned} p(\rho | \varpi_{\text{real}}) &= p(\varpi = 1/\rho | \varpi_{\text{real}}) \cdot \left| \frac{d\varpi}{d\rho} \right| \\ &= \frac{1}{\rho^2 \sigma_{\varpi} \sqrt{2\pi}} \exp\left(-\frac{(1/\rho - \varpi_{\text{real}})^2}{2\sigma_{\varpi}^2}\right). \end{aligned} \quad (2.2)$$

A figura 2.3 representa dois casos extremos para a distribuição de densidade de probabilidade $p(\rho | \varpi_{\text{real}})$. A figura do lado esquerdo representa uma situação onde o erro relativo $f = \sigma_{\varpi}/\varpi_{\text{real}}$ é pequeno, pois ϖ_{real} é grande. Para esse caso, a PDF é simétrica ao redor do valor real da distância e usar $\rho = 1/\varpi$ é relativamente seguro para se estimar a distância. Na figura do lado direito, o erro relativo f é maior e a PDF não é simétrica.

¹ Probabilidade para cada unidade da paralaxe, para qualquer valor da paralaxe, dadas as distâncias e as incertezas.

Nesse caso, a moda (o valor mais provável) não coincide com a distância real. Para valores mais extremos de f a distribuição apresentará ainda uma calda mais pronunciada para valores negativos de ρ .

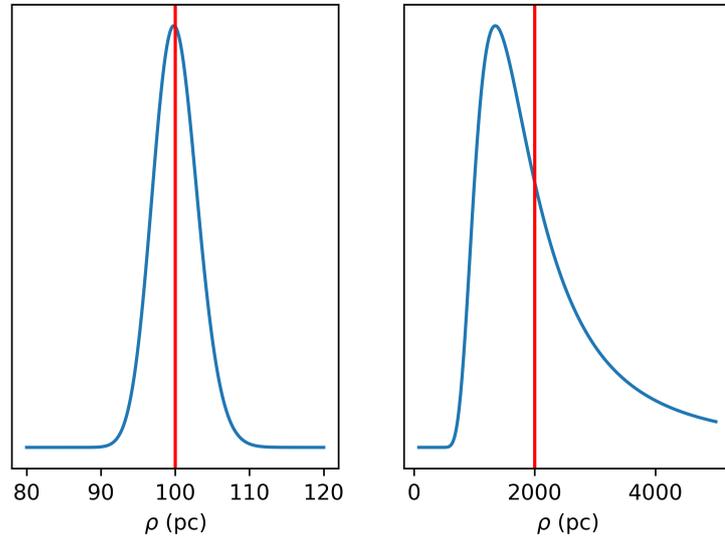


Figura 2.3: PDF de $\rho = 1/\varpi$ em dois casos extremos. A linha vertical vermelha indica a distância real r . Esquerda: objeto com $r = 100$ pc e com uma incerteza $\sigma_{\varpi}=0.3$ mas. Direita: objeto a uma distância $r = 2000$ pc e $\sigma_{\varpi}=0.3$ mas. Figura extraída de [Luri et al. \(2018\)](#).

Portanto, o problema de determinação de distâncias do Gaia torna-se um problema de inferência que deve ser tratado com uma abordagem Bayesiana, onde inferimos a PDF da quantidade de interesse dado os observáveis. Nesse caso, queremos determinar a distância r dada a paralaxe ϖ . Uma discussão aprofundada dessa abordagem pode ser vista em [Bailer-Jones \(2015\)](#). Usando o teorema de Bayes podemos escrever a probabilidade posterior como:

$$P(r | \varpi) = \frac{1}{Z} P(\varpi | r) P(r) . \quad (2.3)$$

A quantidade $P(\varpi | r)$ é a probabilidade condicional ou função de verossimilhança da amostra e é dada por:

$$P(\varpi|r) = \frac{P(r, \varpi)}{P(r)} = \frac{P(r|\varpi) \cdot P(\varpi)}{P(r)} . \quad (2.4)$$

A probabilidade a priori, $P(r)$, incorpora as hipóteses (o que conhecemos) sobre a distância, independente da paralaxe medida, e Z é uma constante de normalização. $P(r)$ poderia ser escolhido, por exemplo, como uma distribuição normal. Contudo, como vimos, para

alguns casos essa distribuição leva a valores não físicos. Porém, deve-se frisar que quanto mais medidas houverem menos depende-se da probabilidade *a priori*. Bailer-Jones (2015) e Astraatmadja e Bailer-Jones (2016) estudaram a distribuição de probabilidades *a priori*, $P(r)$, usando um modelo para a Via Láctea e encontraram um decrescimento exponencial para $P(r)$:

$$P(r) = \begin{cases} \frac{1}{2L^3} r^2 e^{-r/L} & \text{se } r > 0 \\ 0 & \text{caso contrário,} \end{cases} \quad (2.5)$$

onde L é uma escala de tamanho. Distâncias $r \ll L$ correspondem a um espaço de densidade constante de estrelas, sendo que a probabilidade cai exponencialmente para distâncias muito maiores que a moda (que está em $2L$).

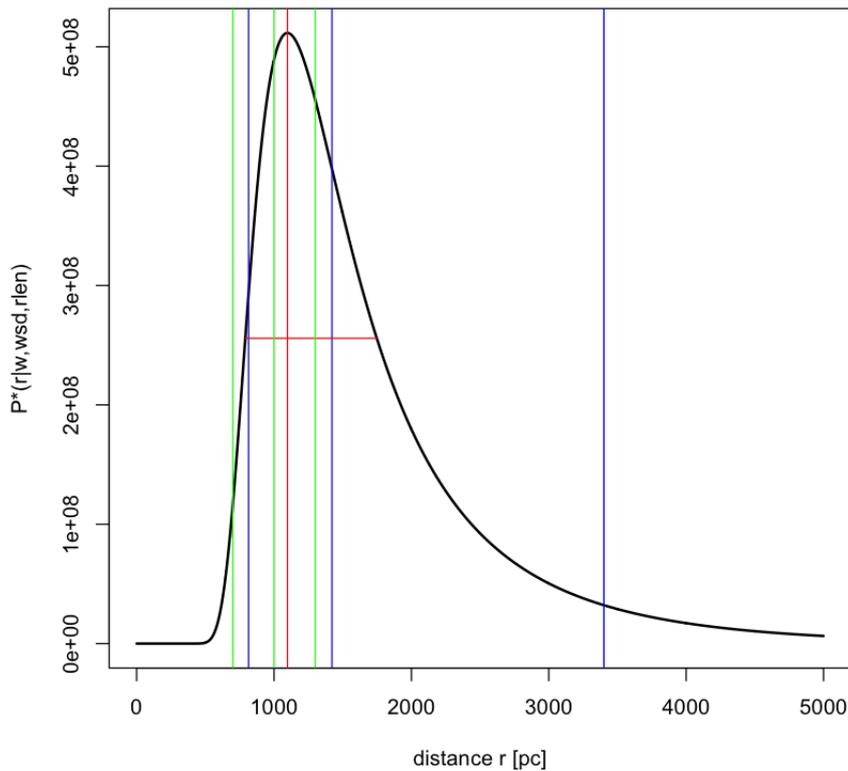


Figura 2.4: Distribuição posterior simulada com um espaço de densidade de estrelas exponencialmente decrescente como probabilidade *a priori*. São usadas para a simulação $\varpi = 1$ mas, $f = 0.1$ e $L = 10^3$ pc. Fonte: <https://github.com/bailer-jones/parallax-tutorial-2018/> (acessado em 13/07/2023).

Na figura 2.4, o topo do gráfico (linha vertical vermelha) representa a distância modal para uma amostra de paralaxe simulada em distâncias exponencialmente decrescentes.

Nesta figura, temos a função de densidade de probabilidade em função da distância em parsec (Bailer-Jones, 2015). A distância modal é de 1097.86 pc, sendo o traço horizontal representando o intervalo entre a menor (790.89 pc) e a maior (1748.05 pc) distância. As linhas verticais azuis representam os percentis de 5% (814.64 pc), 50% (1421.70 pc) e 95% (3401.12 pc). As linhas verticais verdes representam a distância calculada pela inversão da paralaxe e as incertezas propagadas. A distribuição é assimétrica e os percentis 5% and 95% são recomendados para estimar as incertezas na medida. Também é recomendado utilizar a mediana (percentil 50%) como a estimativa da distância, pois é garantido que ela estará entre esses dois percentis.

Dada essa discussão, utilizamos neste trabalho o método Bayesiano de inferência de distâncias utilizando as funções disponíveis no tutorial <https://github.com/bailer-jones/parallax-tutorial-2018/> (acessado em 13/07/2023).

2.1.1 Correspondência entre as fontes do Gaia e estrelas centrais das NPs

Para obter a distância ideal da NP é necessário identificar a estrela central (será representada por EC a partir de agora). No entanto, essa identificação é um tanto quanto desafiadora, pois o método de busca do Gaia poderá incluir falsas fontes, podendo gerar erros no cálculo das distâncias. Espera-se que a EC se encontre no centro da NP, mas utilizar este critério para todos os casos é errado, pois algumas NPs não tem um centro bem definido e a EC não necessariamente estará no centro da NP. A inclusão de uma falsa fonte com certeza irá gerar discrepância nos resultados, principalmente no cálculo da distância. Na figura 2.5, a imagem à esquerda representa a vista lateral de uma NP (1) com sua EC (2) e uma possível poluidora da amostra (3), se observada de um determinado ponto (4). Observe que na mesma figura, na imagem à direita as duas estrelas (2* e 3*) aparentam fazer parte da NP. Observe que as duas estrelas possuem distâncias diferentes do observador (4).

As figuras 2.6 e 2.8 mostram duas situações diferentes na obtenção da EC, em que cada quadrado representa uma fonte do Gaia. O sistema de busca do Gaia projeta um cone na direção da coordenada especificada. O raio desse cone pode ser ajustado de maneira a obter os melhores resultados. As NPs NGC40 e NGC3195 possuem um tamanho parecido, no entanto a NGC40 possui muito mais objetos na região central do que a outra. Por mais que o ajuste do raio de busca exclua vários desses objetos, ainda não podemos afirmar qual

objeto corresponde a uma EC.

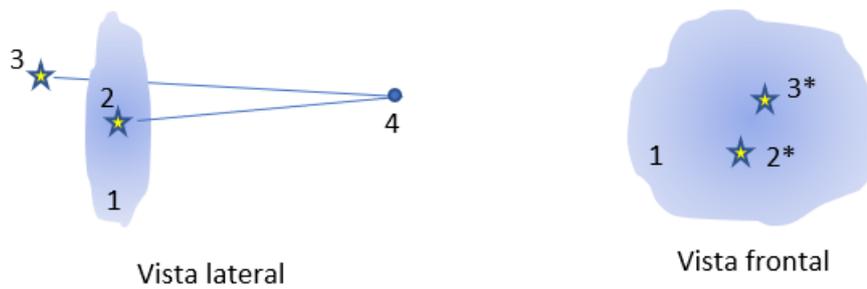


Figura 2.5: Ilustração de como a busca pode incluir falsas ECs. Fonte: Imagem feita pelo autor.

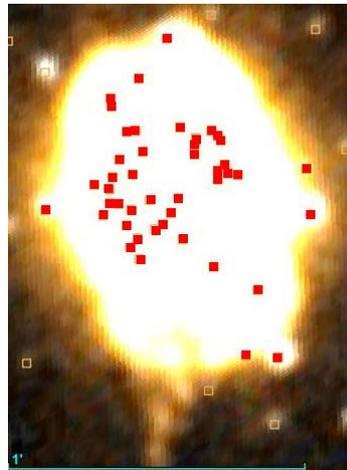


Figura 2.6: Nebulosa planetária NGC40 e fontes do Gaia denotadas com quadrados vermelhos. Fonte: Imagem feita pelo autor com uso do software Aladin Sky Atlas.

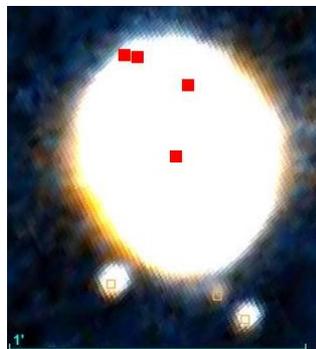


Figura 2.7: Imagem da NP NGC3195 e fontes do Gaia destacadas com quadrados vermelhos. Fonte: Imagem feita pelo autor com uso do software Aladin Sky Atlas.

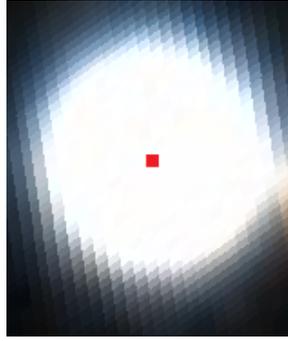


Figura 2.8: Imagem da NP IC3568 e fonte do Gaia destaca com quadrado vermelho. Note que neste caso há apenas um objeto dentro do raio da NP, o que indica uma boa correspondência entre a fonte do Gaia e a EC da NP. Fonte: Imagem feita pelo autor com uso do software Aladin Sky Atlas.

O objetivo então é identificar o objeto que mais provavelmente será uma EC. Conforme já mencionado, espera-se que a EC esteja próxima do centro nebuloso, no entanto as NPs podem ter diferentes formatos e o centro geométrico pode ser complicado de ser obtido. Em alguns casos, NPs muito grandes podem ter muitas estrelas ao redor do centro nebuloso. Para as NPs mais jovens o seu próprio brilho pode atrapalhar na identificação. Uma boa alternativa para identificação das ECs é procurar as estrelas mais próximas do centro nebuloso e verificar a sua cor. No banco de dados do Gaia, podemos obter a diferença entre as magnitudes medidas pelo fotômetro azul (BP) e vermelho (RP), representado por $G_{BP} - G_{RP}$. A EC precisa de uma temperatura mínima para ionizar a nebulosa, que é em torno de 13000K (figura 2.9).

Na equação 2.6 (Jordi et al. (2010)) temos uma relação entre a cor $G_{BP} - G_{RP}$ e a temperatura efetiva, em que $C_{xp} \equiv G_{BP} - G_{RP}$. Sendo assim, para a temperatura mínima de 13000 K, a cor $G_{BP} - G_{RP}$ deverá ser igual ou menor que -0.2. Devemos também verificar a separação angular entre a estrela e o centro geométrico da nebulosa.

$$\log(T_{eff}) = 3.999 - 0.654(C_{xp}) + 0.709(C_{xp})^2 - 0.316(C_{xp})^3 \quad (2.6)$$

Por se tratar de duas grandezas diferentes entre si, a cor (c) e a distância (d) até o centro geométrico, precisam ser normalizadas. O objetivo disso é separar as melhores candidatas a EC das NPs da nossa amostra. A normalização de c e d seguem as equações da seção 2.1 de González-Santamaría et al. (2021). A normalização da distância $N(d)$ e da cor $N(c)$ seguem os parâmetros das equações 2.7 e 2.8. R e c_{max} representam o raio nebuloso e o maior valor da cor da amostra respectivamente.

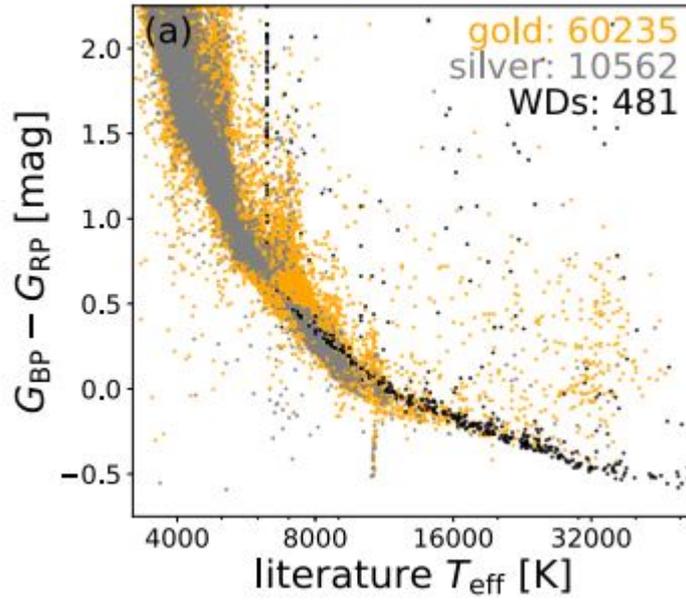


Figura 2.9: Relação entre a cor $G_{BP} - G_{RP}$ e a temperatura efetiva. Fonte: [Andrae et al. \(2018\)](#)

$$N(d) = \begin{cases} \frac{d}{R}, & d \in [0, R] \\ \infty, & d > R \end{cases} \quad (2.7)$$

$$N(c) = \begin{cases} \frac{3+c}{12} \rightarrow (-3 < c < 3), \\ 0.5 + \frac{c-3}{2*(c_{max}-3)} \rightarrow (3 < c < c_{max}), \\ 0 \rightarrow (c < -3). \end{cases} \quad (2.8)$$

A função de normalização corresponde a soma de $N(c)$ e $N(d)$.

Para um intervalo de cor entre -3 e 3 , a normalização $N(c)$ é definida por $\frac{3+c}{12}$. Para valores superiores a 3 , a normalização $N(c)$ fica $0.5 + \frac{c-3}{2*(c_{max}-3)}$, enquanto para valores menores que -3 , a normalização será zero.

A separação angular foi calculada a partir das coordenadas do centro da NP e da posição da fonte do Gaia. Esse cálculo também leva em consideração o movimento próprio das fontes.

2.1.2 Correção do excesso de cor e da extinção interestelar

Tratando de uma estrela que, provavelmente estará dentro de uma nuvem de gás e poeira, sua luz estará sujeita a sofrer absorção e espalhamento, o que pode extinguir e avermelhar a luz das estrelas. Esses efeitos são mais intensos para faixas do espectro com

menores comprimentos de onda, ou seja, a região ultravioleta do espectro será atenuada. Contudo, a coloração com maiores comprimentos de onda irá se destacar, tornando o objeto mais avermelhado do que o normal. Como a cor da fonte é essencial para identificar a EC, devemos levar em consideração uma correção para extinção e para o avermelhamento (excesso de cor), já que o banco de dados do Gaia fornece apenas fluxos BP e RP não corrigidos. A extinção em magnitudes pode ser expressa por:

$$A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2} = 2.5 \log \left[\frac{F_0(\lambda_1)}{F_0(\lambda_2)} \right] - 2.5 \log \left[\frac{F(\lambda_1)}{F(\lambda_2)} \right] \quad (2.9)$$

em que A representa a extinção interestelar com a banda espectral subscrita, F_0 representa o fluxo real e F é o fluxo observado (Kepler e Saraiva, 2017).

A magnitude visual de uma estrela na banda V , a uma distância $d(pc)$ e magnitude aparente V_0 (não sendo necessária a correção da extinção atmosférica, já que o telescópio Gaia se encontra fora dela), sem levar em consideração a extinção interestelar é dada por:

$$M_V = V_0 - 5 \log(d) + 5 \quad (2.10)$$

A magnitude aparente V de uma estrela está afetada pelo avermelhamento, portanto:

$$V_0 = V - A_V \quad (2.11)$$

em que A_V é a extinção interestelar na banda V .

Conforme já mencionado, as cores $G_{BP} - G_{RP}$ podem ser utilizadas para determinar a temperatura da estrela central. Evans et al. (2018) propôs um fator como métrica de qualidade, representado como fator de excesso de fluxo C e pode ser obtido pela razão entre os fluxos BP e RP , e o fluxo na banda G . Valores altos para C indicam problemas fotométricos nas magnitudes G_{BP} e/ou G_{RP} , então é necessária a aplicação de um filtro de controle de qualidade. Contudo, segundo Riello et al. (2021), por causa da forte dependência com a cor, usar apenas os excessos de fluxo de G_{BP} e G_{RP} leva a resultados de difícil interpretação. Por isso, Riello et al. (2021) sugerem uma correção no excesso de fluxo definida pela equação 2.12, onde $f(G_{BP} - G_{RP})$ é uma função que fornece o excesso esperado para cada cor para fontes com boa fotometria. Por definição, C^* é esperado ser próximo de zero, com valores positivos indicando que a fonte possui um excesso de fluxo nas bandas BP e RP com respeito à banda G e vice-versa para valores negativos.

Dessa forma, o fator de excesso de fluxo corrigido C^* pode ajudar a identificar fontes não consistentes.

$$C^* = C - f(G_{BP} - G_{RP}) \quad (2.12)$$

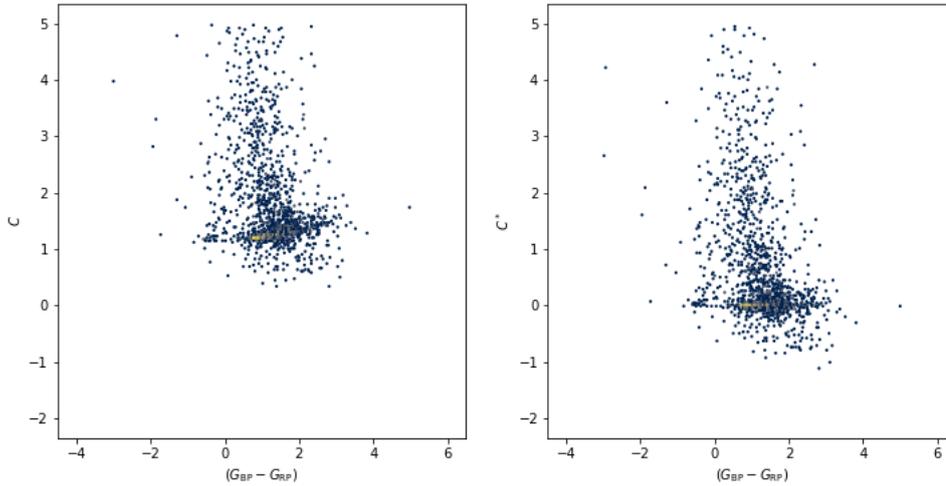


Figura 2.10: Fator de excesso de fluxo (corrigido à direita). Fonte: Feito pelos autores. O painel a esquerda mostra a cor das fontes antes da correção do excesso de fluxo. O painel a direita representa a cor após a correção. Note que há uma tendência linear em $C^* = 0$.

A relação da extinção em cada banda com o avermelhamento é dada pela equação 5 de [Green et al. \(2019\)](#), no qual mostra uma relação entre o avermelhamento a partir de um vetor de extinção $R_v = 3.1$. A extinção é obtida por:

$$\vec{A}(E) = E\vec{R} \quad (2.13)$$

em que $A(E)$ representa a extinção observada, considerando uma função linear do avermelhamento E .

Em situações que o avermelhamento não foi possível obter através da equação 2.13, adotamos o avermelhamento através da razão da extinção na banda K_s por 0.089 ([Jiang et al. \(2003\)](#)).

2.1.3 Normalização e rotulação das distâncias

Após obtido as cores corrigidas da extinção, serapamos as NPs em três casos, A, B e C. As NPs caso A são aquelas que correspondem ao conjunto de objetos que possuem cor menor que -0.2 e distância angular menor que 20% do tamanho da NP. Logo, o caso A representa as fontes do Gaia que temos maior confiança em serem as ECs. Para os objetos que a função de normalização ($N(c) + N(d)$) resulta em valores iguais ou superiores a 0.5, rotulamos como caso B. Para os demais objetos identificamos como caso C, em que a cor é desconhecida.

Ao final, temos as distâncias de 294 NPs da amostra, sendo que, aproximadamente 47% das NPs são tipo A, 28% são do tipo B e o restante são do tipo C. Na tabela 2.1 temos uma amostra de algumas fontes. A primeira coluna é a identificação da NP, a segunda coluna é a cor ($BP - RP$) corrigida da extinção e do avermelhamento, a terceira coluna representa a distância heliocêntrica em parsec, a quarta coluna é a separação angular (em segundos de arco, entre o centro da NP e a fonte) e a última coluna é o rótulo da NP.

2.2 Distâncias pelo método estatístico

2.2.1 Distâncias estatísticas atuais

Na obtenção das distâncias, várias técnicas foram estudadas ao longo de décadas. O método estatístico (conhecido como método secundário) pode conter incertezas consideráveis em alguns casos, mas mesmo assim pode ser utilizado para calcular distâncias para NPs cujo outros métodos são inviáveis (como paralaxe por exemplo). O primeiro método estatístico a ser aplicado por possuir maior consistência foi desenvolvido por [Shklovsky \(1956\)](#), assumindo que as NPs possuíam uma massa ionizada constante, em torno de $0.2M_{\odot}$, no qual várias NPs foram utilizadas para definir esse valor médio. No entanto, esse método pode ser impreciso se considerar NPs mais evoluídas, que podem ter massas consideravelmente variadas.

[Daub \(1982\)](#) relacionou a massa ionizada com a espessura óptica da NP, que é um parâmetro derivado da densidade do fluxo observado em 5 GHz e o raio angular (em segundos de arco). Tal método relaciona o raio físico com a espessura óptica e a massa ionizada da NP.

Tabela 2.1 - Distâncias heliocêntricas obtidas pelo Gaia.

PNG	BP-RP	d(pc)	$\delta\theta$ (arcsec)	Caso
118.8-74.7	-0.571591377	558.54	0.02	A
206.4-40.5	-0.414768219	1396.87	0.02	A
189.1+19.8	-0.433031082	1746.66	0.03	A
243.3-01.0	0.172095299	3046.78	0.03	A
239.6+13.9	-0.49352169	1774.76	0.03	A
265.7+04.1	0.251163483	2595.71	1.13	A
278.1-05.9	-0.307971001	2971.32	0.03	A
277.1-03.8	0.125343323	3129.41	3.10	A
261.0+32.0	-0.490397453	1358.11	0.03	A
231.8+04.1	-0.052610397	793.04	0.03	B
331.7-01.0	1.75409317	2883.40	0.03	B
261.9+08.5	0.223360062	4178.13	0.03	B
003.6-02.3	1.397527695	3318.80	0.02	B
296.6-20.0	0.076740265	2844.30	0.36	B
359.8+03.7	2.754898071	4891.23	0.53	C
336.3-05.6	1.662125587	7701.81	0.03	C
348.0-13.8	-0.545751572	5570.79	0.03	C
359.9+05.1	1.299142838	2653.30	3.92	C
106.5-17.6	-0.423157692	1770.98	2.66	C

[Frew et al. \(2016\)](#) mostra que há uma relação promissora entre o brilho superficial e o raio físico da NP. Além desses exemplos, [Stanghellini et al. \(2020\)](#) também propôs um método de calibração das distâncias através da paralaxe do Gaia, do qual será discutido adiante.

Mas se as distâncias pelo método estatístico apresentam uma maior gama de incertezas, porque elas são utilizadas? A resposta é simples, pois no método estatístico podemos ter distâncias de NPs que não puderam ser obtidas por outros métodos. Por exemplo, as distâncias medidas pelo Gaia podem não incluir objetos mais distantes, e isso limita a amostra para objetos mais próximos do Sol. Uma alternativa para obter essas distâncias é utilizar o método estatístico, proposto por [Stanghellini et al. \(2020\)](#). Esse método consiste em utilizar as paralaxes obtidas pelo Gaia, calcular as distâncias pela inversão da paralaxe e calibrar uma escala de distâncias para todas as NPs. Essa relação é baseada em parâmetros dependentes e independentes da distância da NP, tais que quando calibradas, conseguiremos obter uma escala de distância para todas as outras NPs das quais a

distância não é conhecida.

Entretanto, em [Stanghellini et al. \(2020\)](#), a calibração das distâncias foi feita a partir da inversão da paralaxe do Gaia, o que a princípio parece ser o mais óbvio, mas conforme já discutido anteriormente, esse método de obtenção da distância não merece confiança, pois apesar da relação simples entre distância e paralaxe, a sua inversão só é apropriada quando não temos erros de medição. O método de inversão direta da paralaxe gera erros maiores, pois não é levado em conta as incertezas da paralaxe. Muitas das paralaxes são negativas por causa das incertezas e, nesses casos, não é possível calcular as distâncias pela inversão direta da paralaxe. Tal calibração foi feita a partir do raio físico da NP em escala logarítmica e do brilho superficial, também em escala logarítmica. Observa-se que existe uma tendência linear decrescente do raio físico ($\log(R_{pc})$) em função do brilho superficial ($\log(Sb_{H\beta})$). O ajuste dessa tendência nos mostra uma relação que pode ser utilizada para calcular as distâncias de outras NPs que não foram possíveis obter a partir da paralaxe. Apesar de [Stanghellini et al. \(2020\)](#) usar a inversão direta da paralaxe trigonométrica para o cálculo das distâncias, é utilizada uma estimativa por máxima verossimilhança dos parâmetros do ajuste, de maneira a maximizar a probabilidade dos dados amostrados, dado o modelo assumido. No caso, o modelo assumido é uma relação linear entre $\log(R_{pc})$ e $\log(Sb_{H\beta})$. O ajuste obtido por [Stanghellini et al. \(2020\)](#) é dado pela equação a seguir e a figura 2.11 mostra a relação entre o raio físico e o brilho superficial juntamente com o ajuste realizado.

$$\log(R_{pc}) = -(0.226 \pm 0.0155) \times \log(Sb_{H\beta}) - (3.920 \pm 0.215). \quad (2.14)$$

2.2.2 Calibração do método estatístico a partir das distâncias calculadas pelo Gaia

Neste trabalho, construímos uma escala de distâncias baseada na amostra obtida pelo Gaia. Essa calibração permite calcular as distâncias das NPs a partir do brilho superficial e o raio físico, sem a necessidade de conhecer a paralaxe. O raio físico pode ser obtido usando:

$$R_{pc} = \frac{d \cdot \theta}{206265} \quad (2.15)$$

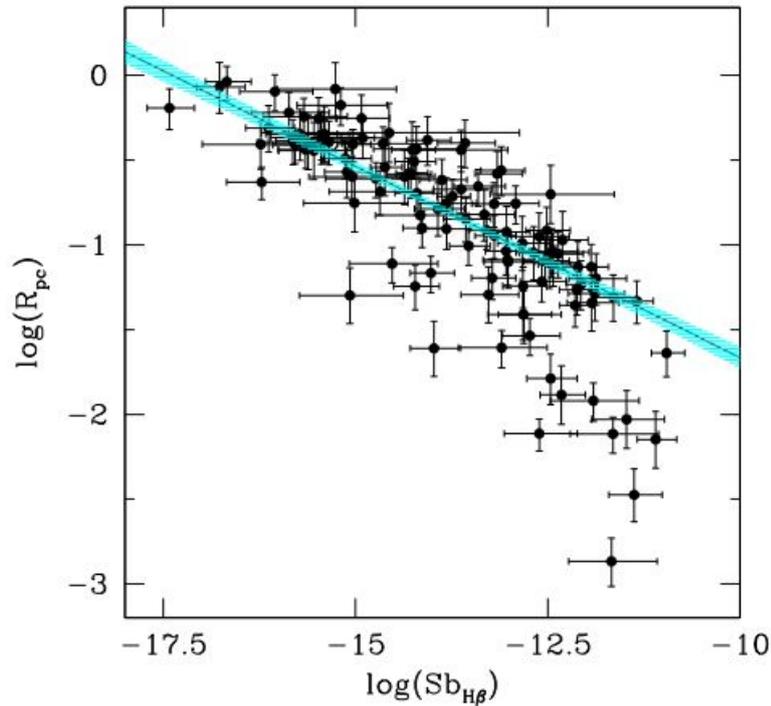


Figura 2.11: Relação entre o raio físico $\log(R_{pc})$ e o brilho superficial $\log(Sb_{H\beta})$, com incertezas na paralaxe menores que 20%. A linha sólida é a relação de máxima verossimilhança da equação 2.14. A área sombreada (azul claro) representa o intervalo de 1σ de confiança. Fonte: Stanghellini et al. (2020)

em que d é a distância heliocêntrica em parsec e θ é o tamanho angular da NP em segundos de arco. O brilho superficial em escala logarítmica pode ser obtido a partir do fluxo em $H\beta$ corrigido, fazendo:

$$\log(Sb_{H\beta}) = \log\left(\frac{F_{H\beta}}{\pi\theta^2}\right). \quad (2.16)$$

Os fluxos em $H\beta$ corrigidos de extinção foram coletados de catálogos disponíveis em Frew et al. (2013) e Stanghellini et al. (2020). Em catálogos cujos fluxos estavam disponíveis em $H\alpha$, a conversão foi feita utilizando uma razão teórica ($F_{H\beta} = \frac{F_{H\alpha}}{2.86}$ no caso do Frew et al. (2016)). Os tamanhos angulares foram obtidos de catálogos em Stanghellini et al. (2020), Stanghellini e Haywood (2018), Acker et al. (1992) e Cahn et al. (1992), nessa sequência. Após isso, foi feito um cruzamento desses catálogos com a nossa amostra de NPs.

A figura 2.12 mostra que tal relação entre $\log(R_{pc})$ e $\log(Sb_{H\beta})$ pode ser definida em uma linha de tendência, cujo o ajuste é dado por:

$$\log(R_{pc}) = (-0.292 \pm 0.006) \log(Sb_{H\beta}) - (4.933 \pm 0.090). \quad (2.17)$$

Essa tendência foi construída a partir das distâncias obtidas pelo Gaia, considerando so-

mente os casos *A*. O ajuste para todas as distâncias Gaia (casos *A*, *B* e *C*) geraram um ajuste linear representado por $\log(R_{pc}) = -0.298 \log(Sb_{H\beta}) - 5.100$, entretanto, para uma melhor análise, somente o ajuste dos casos *A* foram considerados.

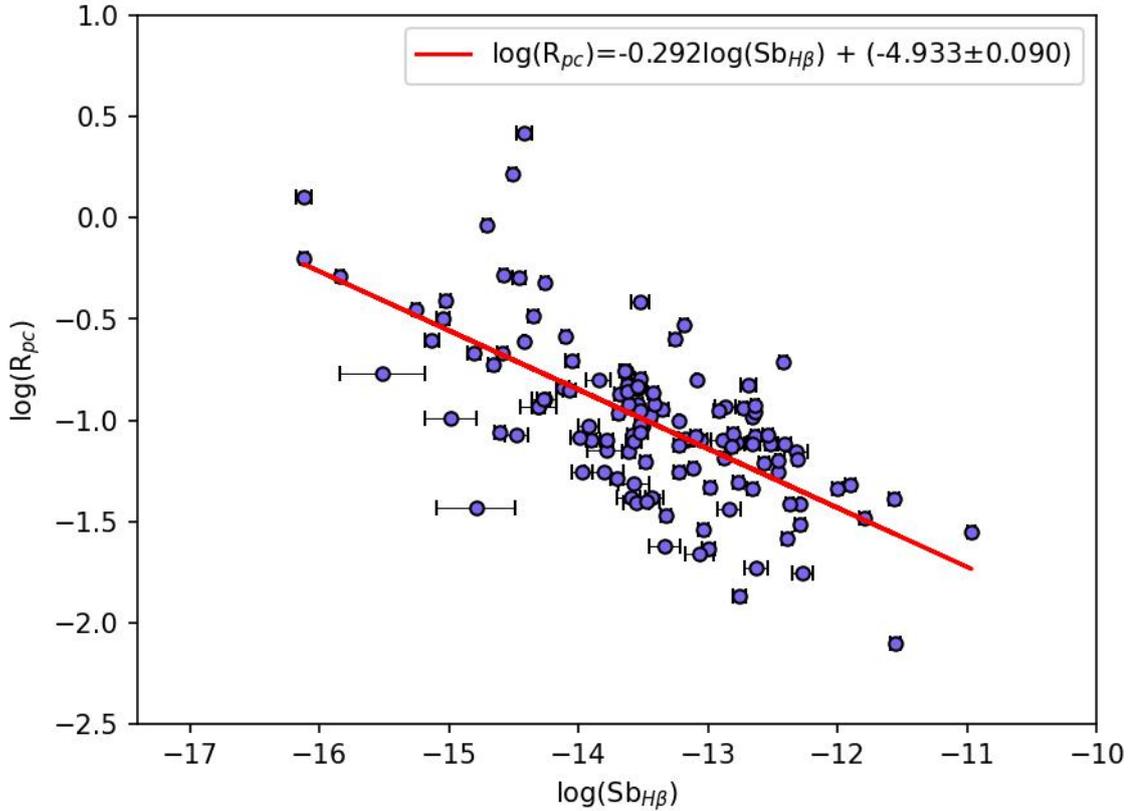


Figura 2.12: Relação entre $\log(R_{pc})$ obtido pelas distâncias do Gaia e $\log(Sb_{H\beta})$.

A distância estatística heliocêntrica calibrada pelas distâncias obtidas pelo Gaia neste trabalho é calculada por:

$$d = \frac{10^{[-0.292 \log(Sb_{H\beta}) - 4.933]}}{\theta} \cdot 206265. \quad (2.18)$$

No final, temos um total de 300 NPs com as distâncias calculadas pelo método estatístico. Na tabela B.1, a primeira coluna representa a identificação da NP, a segunda coluna indica a distância galactocêntrica em kpc e a terceira coluna indica a referência do tamanho angular e do $F_{H\beta}$, respectivamente.

Em Stanghellini et al. (2020) foram aplicados alguns filtros para a exclusão de NPs, cujos critérios são:

1. Nebulosas pequenas, com tamanho angular inferior a 3 segundos de arco.

2. Nebulosas com baixo brilho, com $F_{H\beta} < 10^{-13}$.
3. Nebulosas com alta extinção, com $c > 1.5$.
4. Nebulosas com baixa massa ionizada, com $\log(\mu) < -2$.

Entretanto, na amostra deste trabalho houveram pouquíssimas NPs que atenderam aos requisitos do filtro, não sendo possível chegar em uma conclusão confiável.

2.2.3 Conversão das distâncias heliocêntricas para galactocêntricas

As distâncias obtidas neste trabalho são heliocêntricas, ou seja, as medições estão utilizando o Sol como referência e os valores correspondem à distância da EC até o Sol. Se quisermos verificar o gradiente de abundâncias no disco da Via Láctea, devemos considerar a distância galactocêntrica, que corresponde a distância da EC até o centro galáctico.

O telescópio Gaia utiliza o sistema de coordenadas equatorial na busca das fontes. Este sistema utiliza como plano referencial o equador celeste (projeção da linha do equador terrestre na esfera celeste). As coordenadas deste sistema são a ascensão reta, que é o arco medido sobre o equador celeste, entre o meridiano de Áries e o meridiano do astro, e a declinação, que é o arco sobre o meridiano do astro, com origem no equador celeste e fim no astro. De forma simplificada, a ascensão reta pode ser comparada com a longitude geográfica e a declinação com a latitude.

Mas para determinar as distâncias galactocêntricas, deverão ser utilizados o sistema de coordenadas galácticas. O plano de referência deste sistema é o plano galáctico, que possui uma inclinação de aproximadamente 63° em relação ao equador celeste (Kepler e Saraiva (2017)). A latitude galáctica (b) é a separação angular entre o centro da galáxia e o objeto, medido perpendicularmente ao plano galáctico. A longitude galáctica corresponde à distância angular entre o centro galáctico e o objeto, medido sobre o plano galáctico, como mostra a figura 2.13.

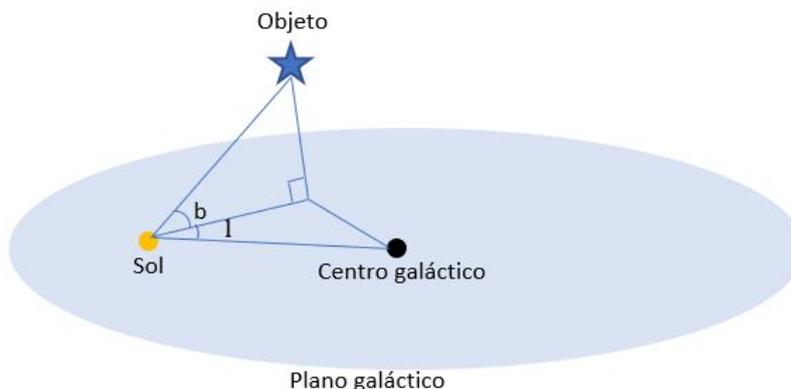
A longitude galáctica l pode ser obtida por:

$$\tan(l_0 - l) = \frac{\cos(\delta)\text{sen}(\alpha - \alpha_0)}{\cos(\delta_0)\text{sen}(\delta) - \text{sen}(\delta_0)\cos(\delta)\cos(\alpha - \alpha_0)} \quad (2.19)$$

em que l_0 é a longitude galáctica do polo norte equatorial. A latitude é dada por:

$$\text{sen}(b) = \cos(\delta)\cos(\delta_0)\cos(\alpha - \alpha_0) + \text{sen}(\delta)\text{sen}(\delta_0) \quad (2.20)$$

Figura 2.13: Sistema de coordenadas galácticas.



Fonte: Imagem feita pelo autor.

em que α_0 e δ_0 são as coordenadas do polo galáctico.

Obtida as coordenadas galácticas, podemos agora converter as distâncias heliocêntricas em galactocêntricas. A distância galactocêntrica R em kpc é dada por:

$$R = \sqrt{[d\cos(l)\cos(b) - R_0]^2 + [d\cos(b)\sin(l)]^2 + [d\sin(b)]^2} \quad (2.21)$$

em que R_0 é a distância do Sol até o centro galáctico e d é a distância heliocêntrica, ambos expressos em kpc. Neste trabalho, consideramos $R_0 = 8.1$ kpc ([GRAVITY Collaboration et al. \(2019\)](#)).

Comparando as distâncias de [Stanghellini et al. \(2020\)](#), com as obtidas neste trabalho através da calibração das distâncias do Gaia, é possível notar uma boa correspondência nos objetos próximos de 10 kpc, conforme mostra a figura 2.14. R_{est} é a distância já convertida para galactocêntrica e a linha azul representa uma relação 1 para 1.

A figura 2.15 relaciona a distância obtida pelo telescópio Gaia e a distância estatística calibrada neste trabalho. O ajuste linear está com coeficiente de inclinação muito próximo de 1, o que indica uma boa correspondência entre os dois métodos.

Na figura 2.15 é possível notar que, para distâncias no intervalo correspondente entre 7.5 kpc e 10 kpc há uma melhor relação entre as duas distâncias. Note que há uma semelhança para o mesmo intervalo na figura 2.14, o que de certa forma, indica uma boa confiança nos resultados.

Tendo todas as distâncias convertidas, é possível agora construir o gradiente de abundâncias dos elementos em função da distância galactocêntrica.

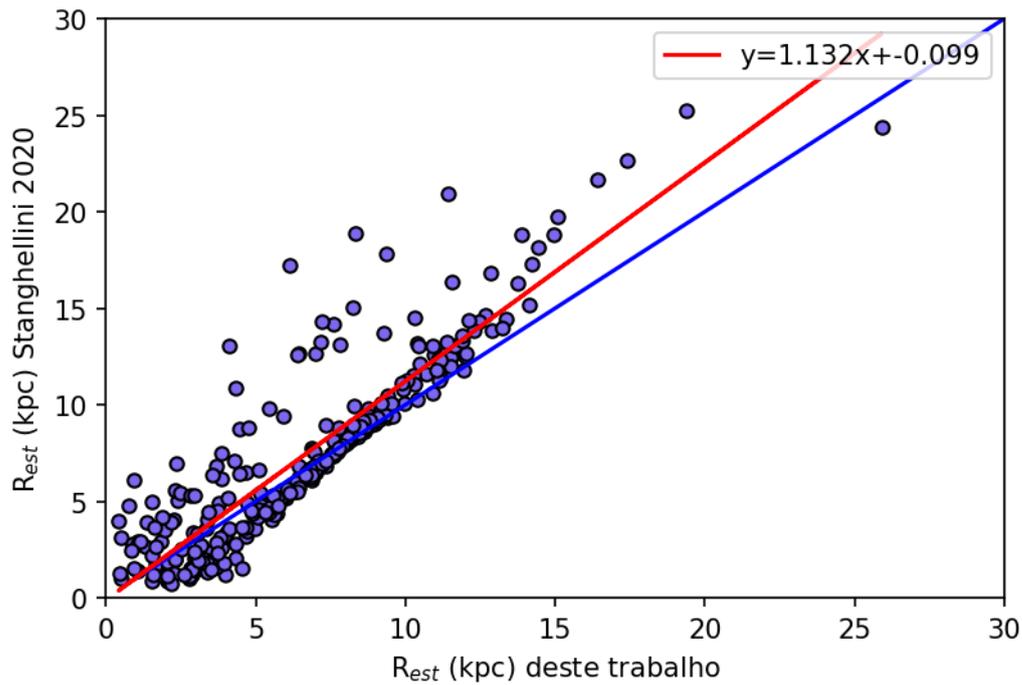


Figura 2.14: Relação entre a distância galactocêntrica da [Stanghellini et al. \(2020\)](#) e o ajuste deste trabalho, ambos em kpc. A linha contínua vermelha indica o ajuste linear realizado enquanto que a linha contínua azul indica a relação 1 para 1.

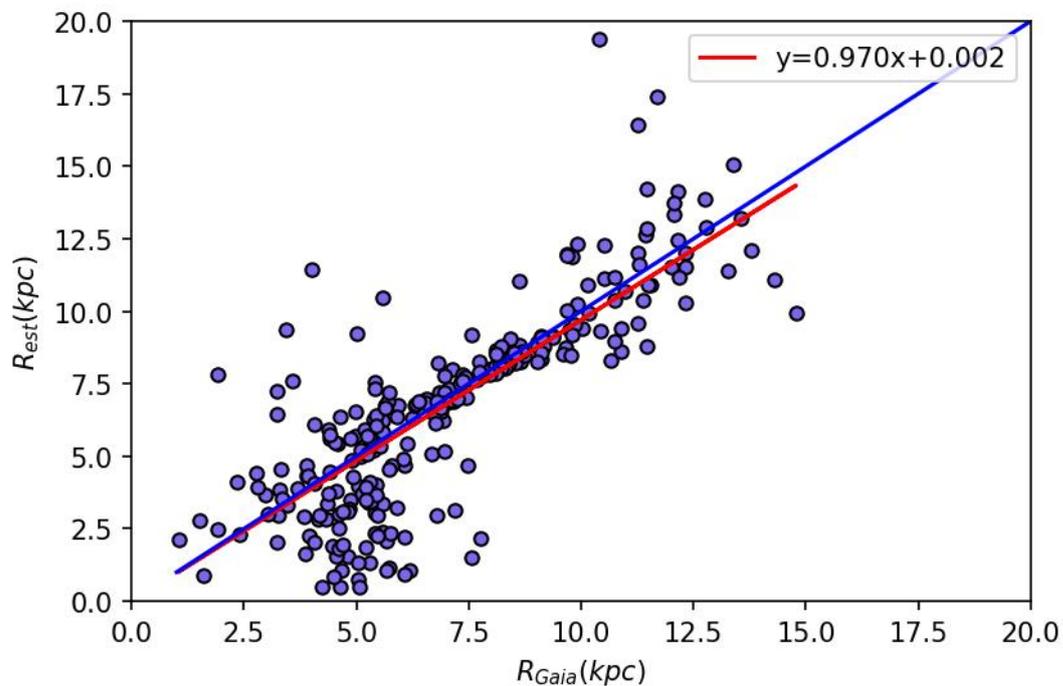


Figura 2.15: Correspondência entre distância do Gaia e estatística calibrada neste trabalho. A linha vermelha corresponde ao ajuste linear e a azul é a relação 1 para 1.

Resultados

3.1 Obtendo o gradiente

Espera-se que, o gradiente de abundâncias decresça ao longo do disco, a partir do centro galáctico, como visto em [Henry et al. \(2010\)](#), [Bresolin \(2017\)](#) e [Stanghellini e Haywood \(2018\)](#). Galáxias espirais maiores possuem um gradiente mais plano, comparado às galáxias menores. Tal situação está relacionada com a velocidade de evolução química ([Bresolin \(2017\)](#)). A unidade de medida utilizada para o gradiente é dex/kpc.

Para as abundâncias, foram utilizadas um erro médio associado a cada elemento em [Cavichia et al. \(2010\)](#). Na tabela 3.1 constam os erros médios.

Tabela 3.1 - Erro médio dos elementos.

Elemento	He	O	S	Ar	Ne
Erro médio (dex)	0.021	0.14	0.15	0.15	0.13

3.1.1 O gradiente a partir de distâncias do Gaia

Os gradientes montados a partir das distâncias do Gaia foram feitos utilizando os três casos relatados, *A*, *B* e *C*. A figura 3.1 mostra o comportamento dos gradientes nos três casos, sendo o painel superior esquerdo para os casos *A*, superior direito *B*, inferior esquerdo *C* e inferior direito *A* e *B*. Esta configuração se repete nas figuras 3.2, 3.3, 3.4 e 3.5, para o elementos S, Ar, Ne e He, respectivamente.

De todos os gradientes observados, apenas o enxofre e argônio apresentaram um decréscimo considerável, enquanto os outros estão praticamente planos. Contudo, uma análise mais discreta pode levar a resultados melhores para estes gradientes planos. É importante notar que o gradiente radial obtido com as distâncias do Gaia possui o intervalo de distâncias

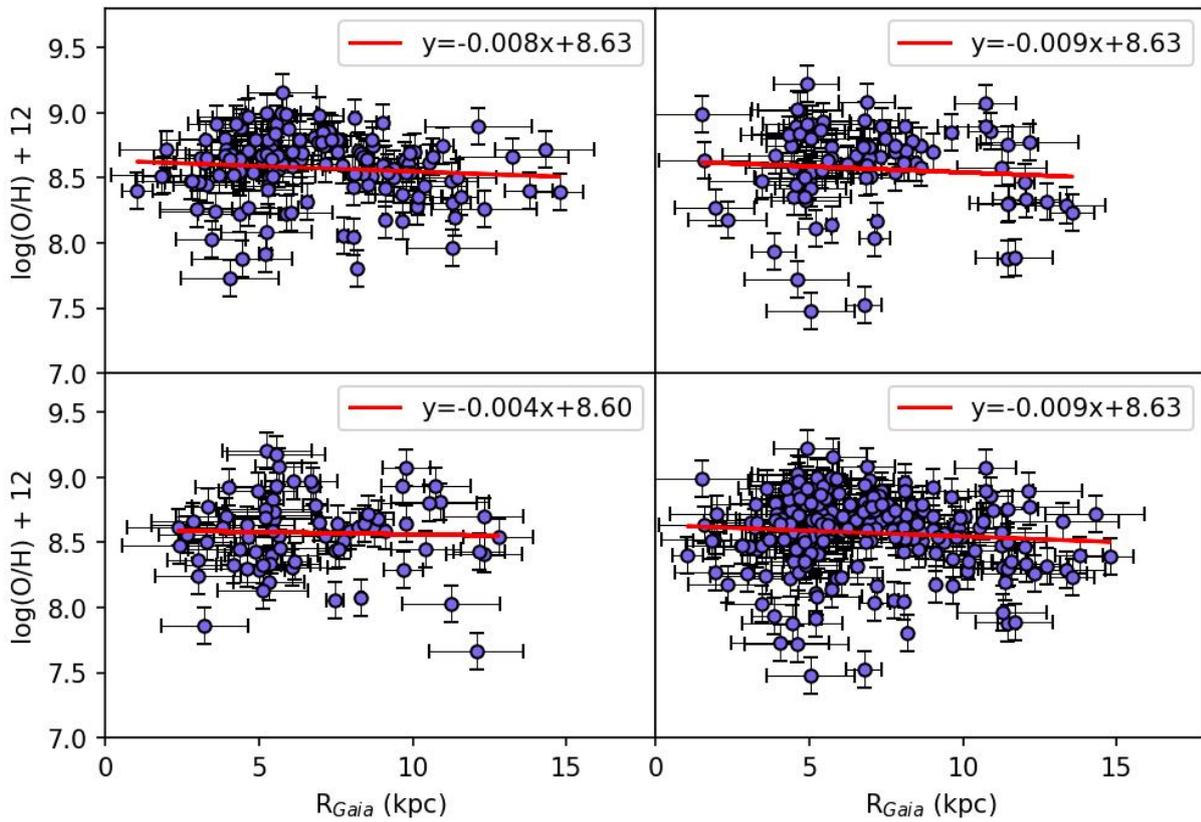


Figura 3.1: Gradiente de oxigênio em função da distância galactocêntrica. O painel superior esquerdo para os casos A, superior direito B, inferior esquerdo C e inferior direito A e B.

entre ~ 1 e 15 kpc para a maioria dos elementos. É possível que apenas a curtas distâncias que o gradiente seja plano, decrescendo para distâncias maiores, já que trabalhos anteriores que estudaram o gradiente possuíam um intervalo radial de distâncias maior, como por exemplo [Maciel e Quireza \(1999\)](#); [Henry et al. \(2010\)](#).

Consideramos também a possibilidade de o gradiente não ser linear com a mesma inclinação para todo o disco. Verificamos então a existência de uma possível quebra no gradiente a partir de uma determinada distância. A identificação desta quebra foi feita através de um código em Python fornecido por A. F. de Siqueira-Cardoso (comunicação privada). Na figura 3.6, é possível notar que ocorreu uma quebra a uma distância próxima de 8 kpc, obtendo então um gradiente decrescente após essa quebra. Repetindo a mesma análise para o hélio e enxofre, é possível notar que todos possuem um decréscimo a partir da quebra no gradiente. Tal decréscimo é mais acentuado do que as observadas nas figuras 3.1, 3.4 e 3.5. A região sombreada representa o intervalo de 1σ de confiança. Nestas figuras, a_1 e a_2 representam os coeficientes angulares antes e depois da quebra no gradiente (linha

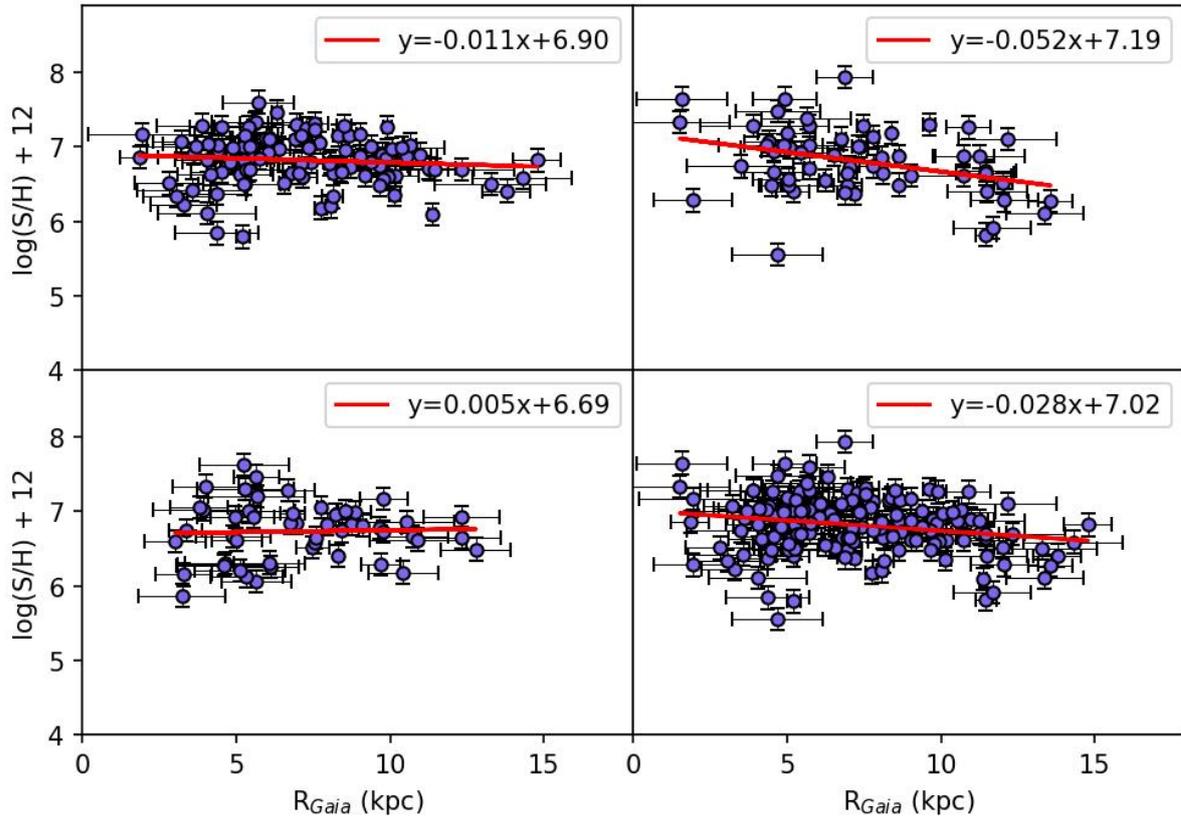


Figura 3.2: Gradiente de enxofre em função da distância galactocêntrica. Os painéis seguem a mesma ordem da figura 3.1.

vermelha), b_0 corresponde ao ponto de abundância para $R_{Gaia} = 0$ para o ajuste a_1 , AIC indica o critério de Akaike, visando qualidade e simplicidade do modelo e a linha verde indica um ajuste quadrático para o gradiente.

Das condições observadas, verificamos que o gradiente de oxigênio, neônio e hélio são praticamente planos quando incluímos todas as distâncias, mas todas elas possuem decréscimo a partir de uma determinada distância, conforme observado nas figuras 3.6, 3.7 e 3.8.

3.1.2 O gradiente a partir de distâncias estatísticas

As distâncias estatísticas desse trabalho foram calibradas com as distâncias do Gaia para os objetos que o algoritmo de seleção de fontes do Gaia retornou as melhores correspondências (Caso A). Na figura 3.9, os gráficos da esquerda representam os gradientes com distâncias estatísticas calibradas, calculadas neste trabalho, enquanto os da direita são distâncias a partir da calibração de [Stanghellini et al. \(2020\)](#). Note que nesta mesma

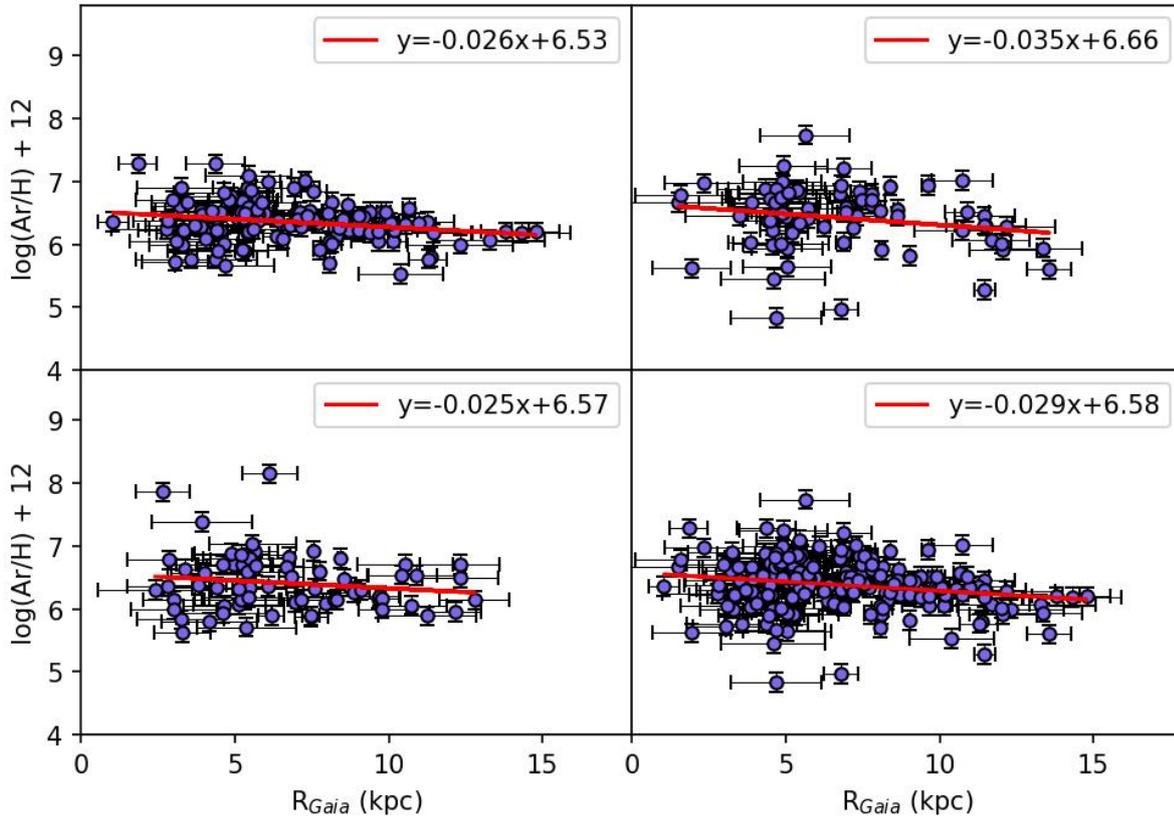


Figura 3.3: Gradiente de argônio em função da distância galactocêntrica. Os painéis seguem a mesma ordem da figura 3.1.

figura, para algumas distâncias deste trabalho (principalmente com $R > 15$ kpc), alguns pontos não aparecem por terem abundâncias iguais a zero para alguns elementos químicos e, por tanto, foram removidas da amostra. Com exceção do neônio, todos os outros gradientes estão mais inclinados com as distâncias deste trabalho, comparados com as distâncias calibradas em [Stanghellini et al. \(2020\)](#). É possível notar que as distâncias calibradas em [Stanghellini et al. \(2020\)](#) apresentam alcance maior (próximo de 25 kpc), quando comparadas com as distâncias deste trabalho.

Os gradientes das distâncias estatísticas deste trabalho apresentam maior inclinação, em relação as distâncias do Gaia. Apesar das distâncias de [Stanghellini et al. \(2020\)](#) possuir um intervalo maior de distâncias (20 kpc), as NPs correspondentes à estas distâncias maiores são casos *A* e *B*, o que as classificam como candidatas com maior possibilidade de serem NPs.

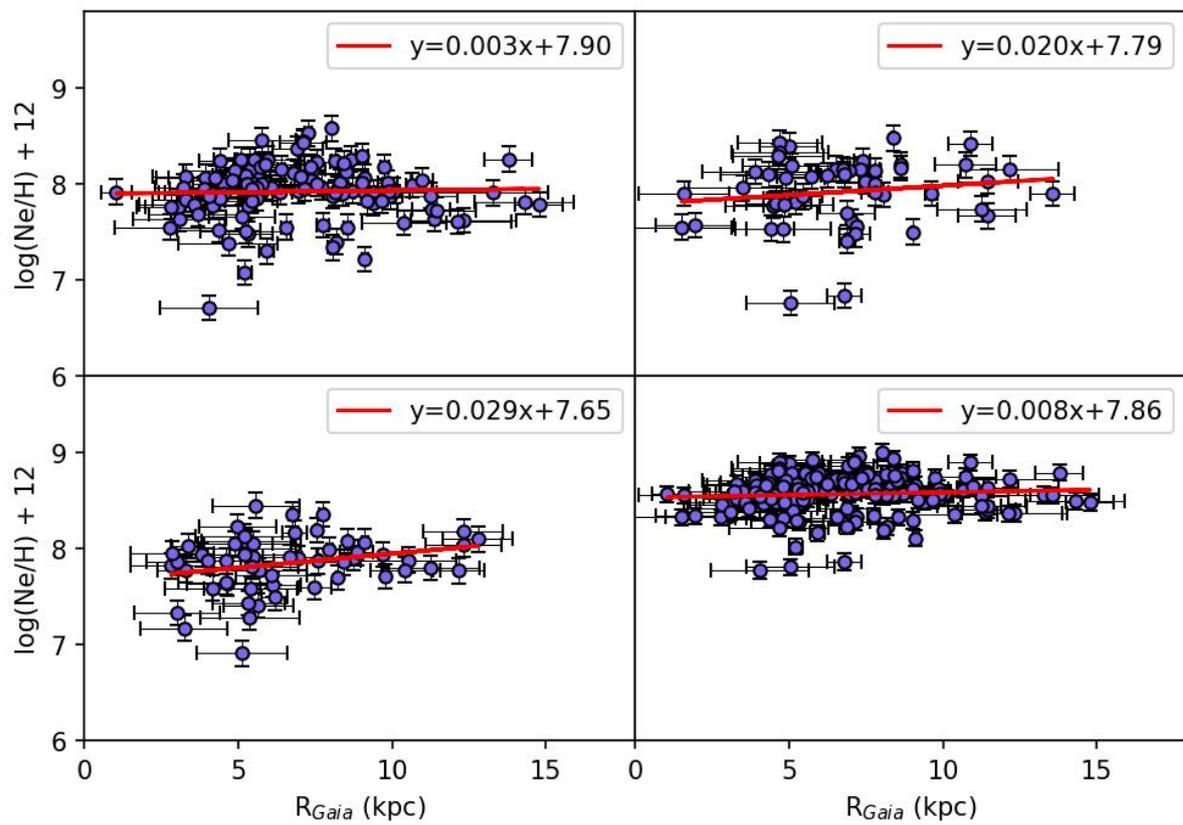


Figura 3.4: Gradiente de neônio em função da distância galactocêntrica. Os painéis seguem a mesma ordem da figura 3.1.

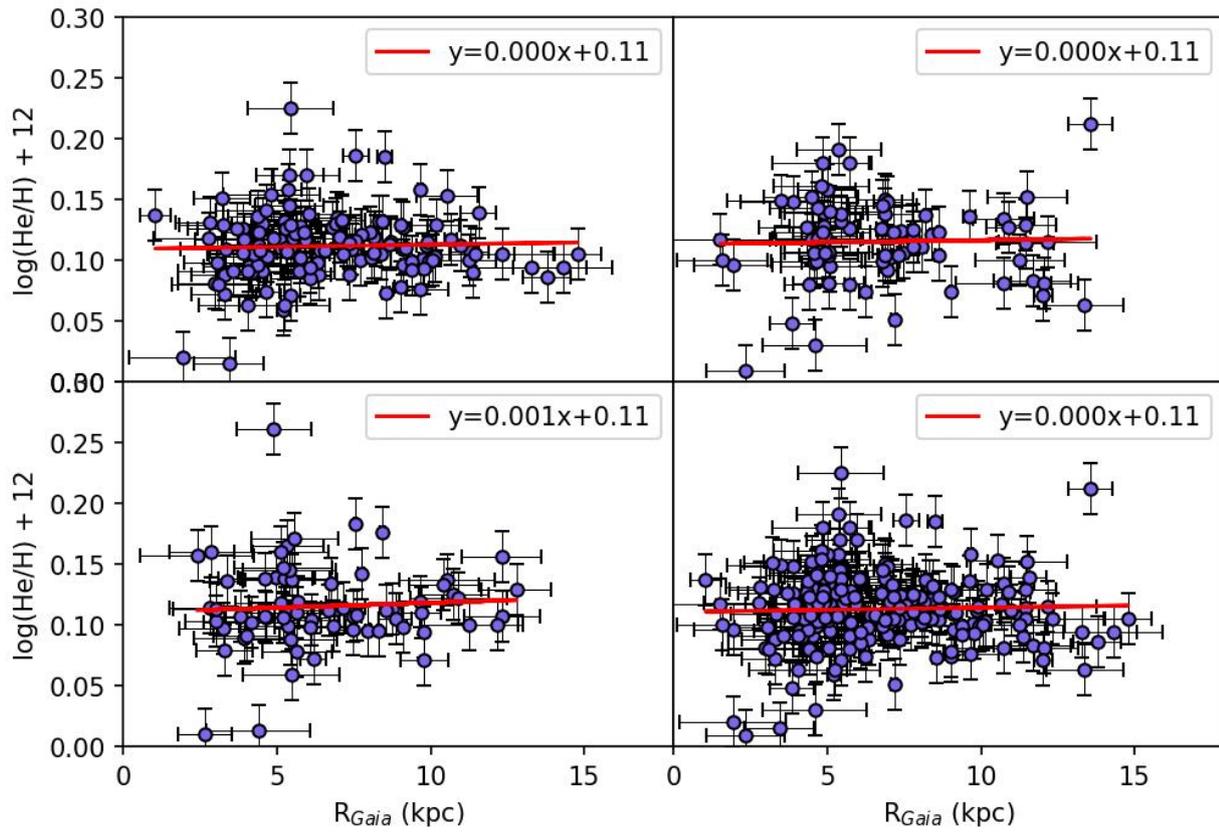


Figura 3.5: Gradiente de hélio em função da distância galactocêntrica. Os painéis seguem a mesma ordem da figura 3.1.

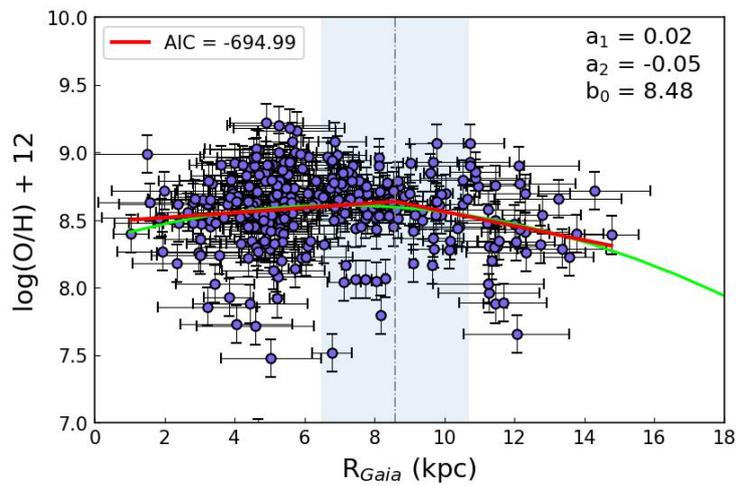


Figura 3.6: Quebra no gradiente de oxigênio.

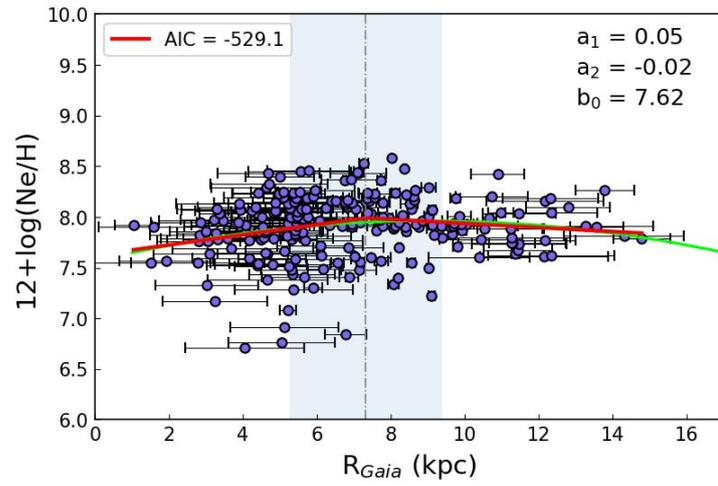


Figura 3.7: Quebra no gradiente de neônio.

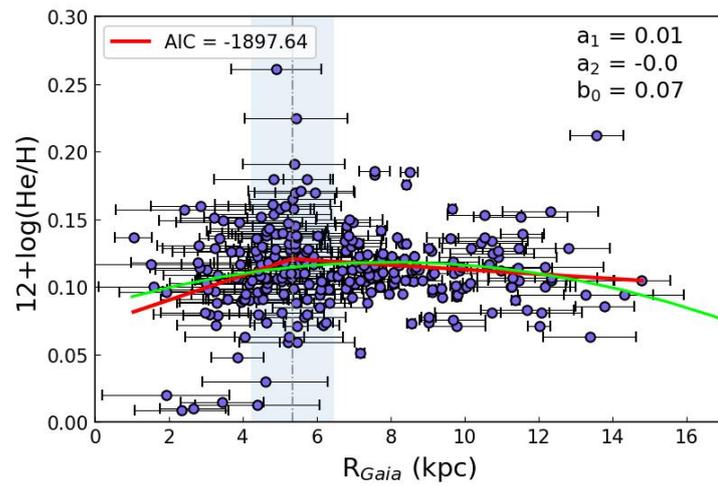


Figura 3.8: Quebra no gradiente de hélio.

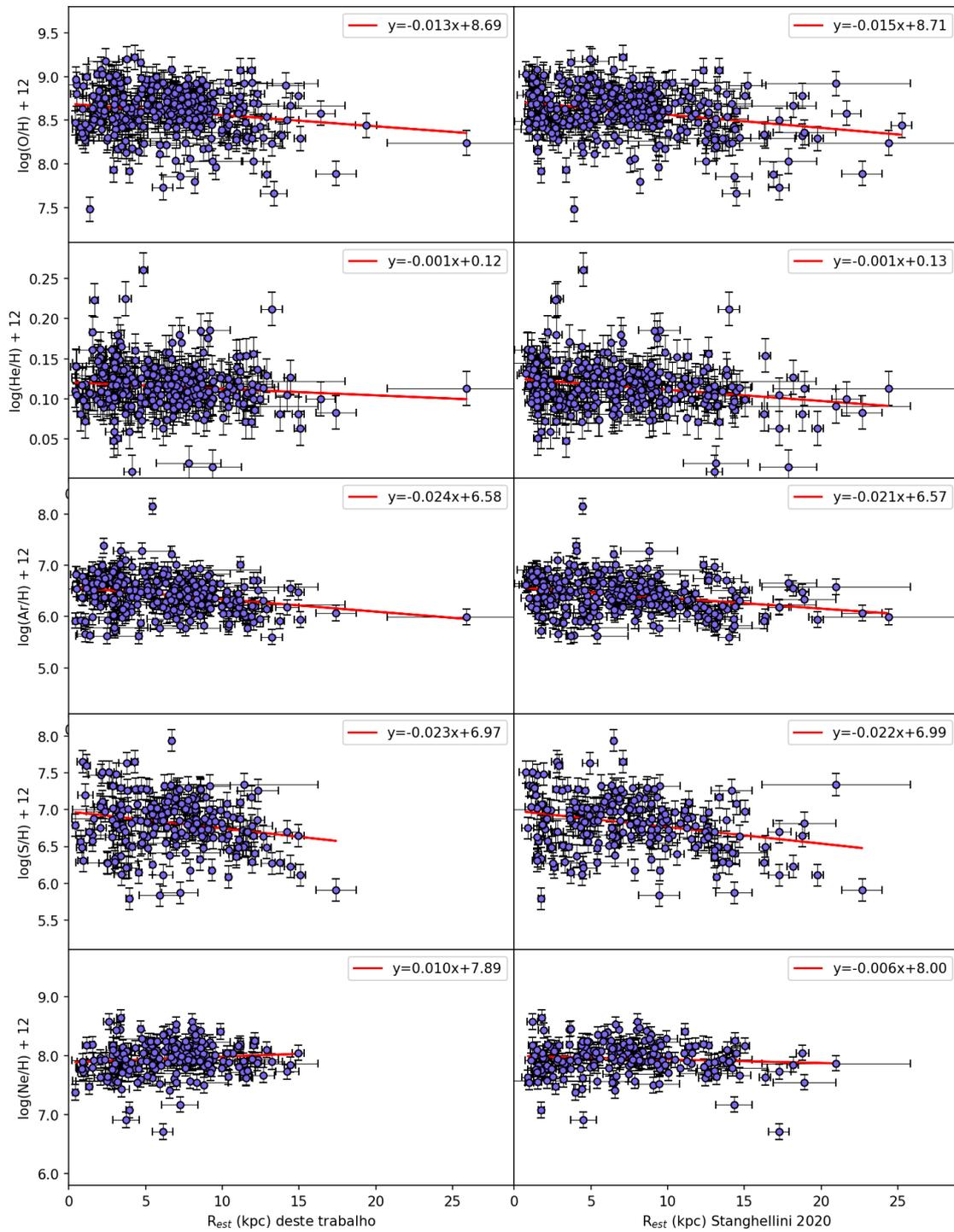


Figura 3.9: Gradiente de abundância dos elementos, com distâncias estatísticas deste trabalho (coluna da esquerda) e de [Stanghellini et al. \(2020\)](#) (coluna da direita).

Conclusões e perspectivas

Este trabalho visa obter os gradientes de abundâncias no disco da Via Láctea, utilizando distâncias atualizadas para as NPs, a partir de dois métodos diferentes, distâncias a partir do telescópio Gaia e pelo método estatístico, calibrada pelo Gaia. A amostra utilizada constituía de NPs no disco galáctico, com abundâncias de oxigênio, neônio, argônio, enxofre, nitrogênio e hélio conhecidas.

A determinação das distâncias a partir dos dados do Gaia foi um grande desafio, já que a busca pelas estrelas centrais das nebulosas planetárias poderia conter várias fontes do Gaia associadas às coordenadas da NP, dificultando a identificação da verdadeira estrela central. Então alguns critérios como proximidade do centro nebuloso e a cor da NP foram adotados. Contudo, a distância para cerca de 85% das NPs foram determinadas. Os gradientes gerados a partir dessas distâncias são praticamente planos, com exceção do enxofre e do argônio. Para os demais casos, um gradiente mais inclinado só foi possível ser observado com uma quebra no gradiente, em aproximadamente 8 kpc para neônio e oxigênio, e aproximadamente 5 kpc para o hélio.

Com a distância pela missão Gaia determinada, com os fluxos em $H\beta$ e tamanho angular das NPs coletados, ajustamos uma relação entre o raio físico e o brilho superficial da NP. Com esse ajuste, foi possível calcular as distâncias de NPs que não foram determinadas pelo Gaia. Este método é semelhante ao utilizado em [Stanghellini et al. \(2020\)](#). Os gradientes gerados pelas distâncias calibradas nesse trabalho e em [Stanghellini et al. \(2020\)](#) apresentam maior inclinação ao longo do eixo, quando comparadas às distâncias do Gaia. A principal diferença entre as calibrações está no método de cálculo das distâncias do Gaia. Enquanto [Stanghellini et al. \(2020\)](#) determinou as distâncias pela inversão da paralaxe, este trabalho utilizou uma inferência Bayesiana, com as distâncias obtidas pela mediana.

A comparação das distâncias das duas calibrações, mostrada na figura 2.14, indica uma boa correspondência para objetos nas proximidades de 10 kpc.

Por se tratar de dois métodos diferentes de obter as distâncias, espera-se que tenha uma boa correspondência entre eles. A figura 2.15 faz uma comparação da distância estatística com a do Gaia. O ajuste linear indica uma boa correspondência, principalmente nas proximidades de 10 kpc.

Assim como o banco de dados do Gaia DR3 apresentou diversas melhoras em relação ao DR2, espera-se que os dados futuros também apresentem melhorias em relação ao atual. Espera-se também aumentar o número de objetos do Gaia compatíveis com a amostra deste trabalho, sendo que 15% dos objetos da amostra não foram possíveis obter as distâncias pelo Gaia devido a não correspondência entre as fontes do Gaia e as ECs.

Para as distâncias estatísticas, a obtenção do ajuste linear mencionado na figura 2.12 requer a coleta de vários dados, dos quais não haviam disponíveis para todas as NPs da amostra. Além disso, como o ajuste foi feito em relação as distâncias do Gaia, se possível obter as distâncias dos 15% restantes, é provável que tenha uma melhora na relação entre os dois métodos de cálculo de distâncias.

Em conclusão, o gradiente de abundâncias no disco da Via Láctea apresenta um declínio de forma bastante suave para todos os elementos nas distâncias estatísticas (com exceção do neônio, que é praticamente plano). Para as distâncias obtidas pelo Gaia, o declínio do oxigênio, enxofre, neônio e hélio só é observado para distâncias maiores do centro galáctico, além da vizinhança solar.

Referências Bibliográficas

- Acker A., Marcout J., Ochsenbein F., Stenholm B., Tylenda R., Schohn C., The Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae. Parts I, II., 1992
- Afflerbach A., Churchwell E., Werner M. W., Galactic Abundance Gradients from Infrared Fine-Structure Lines in Compact H II Regions, *ApJ*, 1997, vol. 478, p. 190
- Andrae R., Fouesneau M., Creevey O., Ordenovic C., Mary N., Burlacu A., Chaoul L., Jean-Antoine-Piccolo A., Kordopatis G., Korn A., Lebreton Y., Panem C., Pichon B., Thévenin F., Walmsley G., Bailer-Jones C. A. L., Gaia Data Release 2. First stellar parameters from Apsis, *A&A*, 2018, vol. 616, p. A8
- Astraatmadja T. L., Bailer-Jones C. A. L., Estimating Distances from Parallaxes. III. Distances of Two Million Stars in the Gaia DR1 Catalogue, *ApJ*, 2016, vol. 833, p. 119
- ATKINS P.W.; JONES L., Princípios de química: questionando a vida moderna e o meio ambiente.. Porto Alegre: Bookman, 2006
- Bailer-Jones C. A. L., Estimating Distances from Parallaxes, *PASP*, 2015, vol. 127, p. 994
- Barker P. T., Chemical Abundances and Physical Conditions in Planetary Nebulae., University of California, Santa Cruz, 1974, Tese de Doutorado
- Bland-Hawthorn J., Gerhard O., The Galaxy in Context: Structural, Kinematic, and Integrated Properties, *ARA&A*, 2016, vol. 54, p. 529
- Boffi F. R., Stanghellini L., Filling factors and ionized masses in planetary nebulae., *A&A*, 1994, vol. 284, p. 248

- Bresolin F., Abundances and gradients in nearby galaxies. In *Planetary Nebulae: Multi-Wavelength Probes of Stellar and Galactic Evolution*, vol. 323, 2017, p. 237
- Cahn J. H., Kaler J. B., Stanghellini L., A catalogue of absolute fluxes and distances of planetary nebulae., *A&AS*, 1992, vol. 94, p. 399
- Cavichia O., Costa R. D. D., Maciel W. J., Planetary nebulae in the inner Milky Way: new abundances, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 2010, vol. 46, p. 159
- Chiappini C., The Formation and Evolution of the Milky Way, *American Scientist*, 2001, vol. 89, p. 506
- Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model, *ApJ*, 1997, vol. 477, p. 765
- Costa R. D. D., Cavichia O., Maciel W. J., Chemical abundances of planetary nebulae in the disk-bulge connection. In *The Galaxy Disk in Cosmological Context*, vol. 254, 2009, p. 17
- Daub C. T., A statistical survey of local planetary nebulae, *ApJ*, 1982, vol. 260, p. 612
- Delgado-Inglada G., Rodríguez M., Peimbert M., Stasińska G., Morisset C., Oxygen enrichment in carbon-rich planetary nebulae, *MNRAS*, 2015, vol. 449, p. 1797
- D’Odorico S., Peimbert M., Sabbadin F., Pregalactic helium abundance and abundance gradients across our Galaxy from planetary nebulae., *A&A*, 1976, vol. 47, p. 341
- Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed., *ApJ*, 1962, vol. 136, p. 748
- Evans D. W., Riello et al., Gaia Data Release 2. Photometric content and validation, *A&A*, 2018, vol. 616, p. A4
- Frew D. J., Bojičić I. S., Parker Q. A., A catalogue of integrated H α fluxes for 1258 Galactic planetary nebulae, *MNRAS*, 2013, vol. 431, p. 2
- Frew D. J., Parker Q. A., Bojičić I. S., The H α surface brightness-radius relation: a robust statistical distance indicator for planetary nebulae, *MNRAS*, 2016, vol. 455, p. 1459

-
- Gaia Collaboration Brown A. G. A., Vallenari et al., Gaia Data Release 1. Summary of the astrometric, photometric, and survey properties, *A&A*, 2016, vol. 595, p. A2
- Gaia Collaboration Vallenari et al., Gaia Data Release 3: Summary of the content and survey properties, arXiv e-prints, 2022, p. arXiv:2208.00211
- González-Santamaría I., Manteiga M., Manchado A., Ulla A., Dafonte C., López Varela P., Planetary nebulae in Gaia EDR3: Central star identification, properties, and binarity, *A&A*, 2021, vol. 656, p. A51
- GRAVITY Collaboration Abuter et al., A geometric distance measurement to the Galactic center black hole with 0.3% uncertainty, *A&A*, 2019, vol. 625, p. L10
- Green G. M., Schlafly E., Zucker C., Speagle J. S., Finkbeiner D., A 3D Dust Map Based on Gaia, Pan-STARRS 1, and 2MASS, *ApJ*, 2019, vol. 887, p. 93
- Gummersbach C. A., Kaufer A., Schaefer D. R., Szeifert T., Wolf B., B stars and the chemical evolution of the Galactic disk, *A&A*, 1998, vol. 338, p. 881
- Harwit M., Spaans M., Chemical Composition of the Early Universe, *ApJ*, 2003, vol. 589, p. 53
- Henry R. B. C., Kwitter K. B., Jaskot A. E., Balick B., Morrison M. A., Milingo J. B., Abundances of Galactic Anticenter Planetary Nebulae and the Oxygen Abundance Gradient in the Galactic Disk, *ApJ*, 2010, vol. 724, p. 748
- Hodge P. W., The Hubble type of the Milky Way Galaxy, *PASP*, 1983, vol. 95, p. 721
- Jiang B. W., Omont A., Ganesh S., Simon G., Schuller F., The ISO GAL field FC-01863+00035: Mid-IR interstellar extinction and stellar populations, *A&A*, 2003, vol. 400, p. 903
- Jordi C., Gebran M., Carrasco J. M., de Bruijne J., Voss H., Fabricius C., Knude J., Vallenari A., Kohley R., Mora A., Gaia broad band photometry, *A&A*, 2010, vol. 523, p. A48
- Karakas A. I., Updated stellar yields from asymptotic giant branch models, *MNRAS*, 2010, vol. 403, p. 1413

- Karakas A. I., Lattanzio J. C., The Dawes Review 2: Nucleosynthesis and Stellar Yields of Low- and Intermediate-Mass Single Stars, PASA, 2014, vol. 31, p. e030
- Kepler K. S. O., Saraiva M. d. F. O., *Astronomia e Astrofísica*, 2017
- Kilian-Montenbruck J., Gehren T., Nissen P. E., The galactic distribution of chemical elements as derived from B-stars in open clusters II. NGC6611, S285, and S289., *A&A*, 1994, vol. 291, p. 757
- Kwok S., *Planetary Nebulae: A Modern View*, PASP, 1994, vol. 106, p. 344
- Kwok S., *The Origin and Evolution of Planetary Nebulae*, 2000
- Larson R. B., Models for the formation of disc galaxies., *MNRAS*, 1976, vol. 176, p. 31
- Lindgren L., et al., Gaia Data Release 2. The astrometric solution, *A&A*, 2018, vol. 616, p. A2
- Luri X., Brown A. G. A., Sarro L. M., Arenou F., Bailer-Jones C. A. L., Castro-Ginard A., de Bruijne J., Prusti T., Babusiaux C., Delgado H. E., Gaia Data Release 2. Using Gaia parallaxes, *A&A*, 2018, vol. 616, p. A9
- Maciel W. J., *Fundamentos de evolução química da Galáxia*. Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da USP, 2020
- Maciel W. J., Costa R. D. D., Time variation of the O/H radial gradient in the galactic disk based on planetary nebulae, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 2013, vol. 49, p. 333
- Maciel W. J., Costa R. D. D., Cavichia O., Abundances in photoionized nebulae of the Local Group and nucleosynthesis of intermediate mass stars, *Rev. Mexicana Astron. Astrofis.*, 2017, vol. 53, p. 151
- Maciel W. J., Costa R. D. D., Cavichia O., Chemical abundances of photoionized nebulae in the Local Group. In *Chemical Abundances in Gaseous Nebulae* , 2018, p. 91
- Maciel W. J., Pottasch S. R., Distances of planetary nebulae., *A&A*, 1980, vol. 88, p. 1
- Maciel W. J., Quireza C., Abundance gradients in the outer galactic disk from planetary nebulae, *A&A*, 1999, vol. 345, p. 629

-
- Matteucci F., Francois P., Galactic chemical evolution : abundance gradients of individual elements., MNRAS, 1989, vol. 239, p. 885
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei, 2006
- Parker Q. A., Bojčić I. S., Frew D. J., HASH: the Hong Kong/AAO/Strasbourg H α planetary nebula database. In Journal of Physics Conference Series , vol. 728 of Journal of Physics Conference Series, 2016, p. 032008
- Pérez-Montero E., Ionized Gaseous Nebulae Abundance Determination from the Direct Method, PASP, 2017, vol. 129, p. 043001
- Riello M., De Angeli et al., Gaia Early Data Release 3. Photometric content and validation, A&A, 2021, vol. 649, p. A3
- Searle L., Evidence for Composition Gradients across the Disks of Spiral Galaxies, ApJ, 1971, vol. 168, p. 327
- Searle L., Zinn R., Composition of halo clusters and the formation of the galactic halo., ApJ, 1978, vol. 225, p. 357
- Shklovsky I. S., A new scale of distances of planetary nebulae, AZh, 1956, vol. 33, p. 222
- Smartt S. J., Rolleston W. R. J., The Galactic Oxygen Abundance Gradient, ApJ, 1997, vol. 481, p. L47
- Stanghellini L., Bucciarelli B., Lattanzi M. G., Morbidelli R., The Population of Galactic Planetary Nebulae: a Study of Distance Scales and Central Stars Based on the Second Gaia Release, ApJ, 2020, vol. 889, p. 21
- Stanghellini L., Haywood M., Galactic Planetary Nebulae as Probes of Radial Metallicity Gradients and Other Abundance Patterns, ApJ, 2018, vol. 862, p. 45

Apêndice

Apêndice A

Distâncias obtidas pelas paralaxes do Gaia

Tabela A.1 - Distâncias em kpc obtidas pelo satélite Gaia.

PNG	R(kpc)	Caso
000.3+12.2	5.45 ± 0.31	A
000.4+04.4	4.45 ± 1.64	A
000.7+03.2	5.57 ± 1.59	C
000.9-02.0	4.23 ± 1.51	A
000.9-04.8	4.87 ± 1.65	A
001.2+02.1	2.77 ± 1.8	A
001.5+03.6	4.6 ± 1.69	B
001.5-06.7	5.05 ± 0.96	B
001.7+05.7	4.66 ± 1.62	A
001.7-04.6	1.98 ± 1.49	A
002.0-02.0	6.78 ± 0.56	B
002.1-04.2	5.04 ± 1.15	B
002.2-02.5	3.01 ± 1.39	C
002.2-02.7	7.47 ± 0.54	C
002.3+02.2	5.37 ± 1.37	B
002.3-03.4	2.39 ± 1.68	C
002.4+05.8	7.01 ± 0.06	B
002.4-03.7	3.62 ± 0.55	A
002.6+02.1	5.06 ± 1.62	B
002.6+05.5	4.84 ± 1.53	B
002.6+08.1	3.87 ± 1.12	A
002.7-04.8	3.9 ± 1.72	B
002.8+01.8	4.63 ± 1.62	A
003.0-02.6	5.37 ± 1.6	C
003.1+02.9	3.9 ± 1.48	A

Continua na próxima página

Tabela A.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Caso
003.1+04.1	5.14±1.53	C
003.3-07.5	3.09±1.51	A
003.5-02.4	5.39±1.12	A
003.5-04.6	5.09±1.61	B
003.6+04.9	7.15±0.71	C
003.6-02.3	4.8±1.55	B
003.8-04.3	1.59±1.48	B
004.0-05.8	2.82±1.33	C
004.0-11.1	3.3±1.08	A
004.2-04.3	4.56±0.97	B
004.8+02.0	2.96±1.18	A
004.8-05.0	1.04±0.5	A
004.9+04.9	1.51±1.61	B
005.5+02.7	4.39±1.69	C
005.5-02.5	3.47±1.74	B
005.7-05.3	4.47±1.53	B
006.3+04.4	3.68±1.59	A
006.4-04.6	5.4±1.52	C
006.8+02.3	6.18±0.42	C
006.8+04.1	5.3±0.81	A
006.8-03.4	1.92±1.28	B
007.0+06.3	7.18±0.1	B
007.0-06.8	6.79±1.1	B
007.2+01.8	5.28±1.57	C
008.0+03.9	5.94±1.07	A
008.1-04.7	5.04±1.44	B
008.2+06.8	2.34±1.26	B
008.3-01.1	5.66±0.75	C
008.8+05.2	4.83±1.61	B
009.4-05.5	6.23±0.21	B
009.4-09.8	5.42±0.65	B
009.6+14.8	5.58±0.45	A
009.6-10.6	3.27±1.05	A
009.8-04.6	7.77±0.07	B
010.7+07.4	3.22±0.9	A
010.7-06.7	4.62±1.47	B
010.8+18.0	5.65±1.13	C
010.8-01.8	5.44±0.29	A

Continua na próxima página

Tabela A.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Caso
011.0+06.2	5.76±1.46	A
011.0-05.1	3.04±1.08	A
011.1+11.5	3.92±1.57	A
011.3+02.8	4.68±1.46	B
011.3-09.4	3.84±0.71	B
011.7-00.6	5.31±0.29	A
011.7-06.6	5.62±1.47	B
012.6-02.7	1.84±0.6	A
013.3+32.7	6.06±1.26	A
013.4-03.9	4.7±1.58	B
013.7-10.6	5.43±1.5	C
013.8-07.9	2.81±1.12	A
015.9+03.3	3.94±1.64	C
016.0-04.3	6.67±0.88	C
016.4-01.9	6.12±0.9	C
018.6-02.2	5.59±1.47	A
018.9+03.6	3.44±1.13	A
018.9+04.1	3.24±1.41	A
020.9-01.1	5.29±1.12	A
021.8-00.4	4.62±1.55	C
022.1-02.4	4.54±1.04	A
023.0+04.3	5.24±1.46	A
023.3-07.6	5.57±1.42	C
023.8-01.7	5.02±0.8	C
024.1+03.8	4.36±0.95	A
024.3-03.3	5.25±1.45	C
025.3+40.8	6.55±0.17	A
025.8-17.9	5.71±1.12	B
025.9-02.1	3.8±0.94	C
027.3-02.1	4.01±1.08	C
027.6-09.6	4.05±1.05	A
029.2-05.9	5.37±0.44	A
033.8-02.6	4.97±1.26	C
034.5-06.7	4.99±0.93	B
034.6+11.8	7.04±0.04	A
036.1-57.1	8.01±0	A
037.7-34.5	7.35±0.05	A
038.2+12.0	5.19±0.54	B
Continua na próxima página		

Tabela A.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Caso
041.8-02.9	5.42±0.86	A
043.1+37.7	7.55±0.03	A
045.7-04.5	6.85±0.95	B
046.4-04.1	6.92±0.81	A
051.4+09.6	6.86±0.25	B
052.2-04.0	6.83±0.39	C
052.5-02.9	6.74±0.16	B
054.1-12.1	6.95±0.12	C
057.2-08.9	7.16±0.46	A
058.3-10.9	7.13±0.48	B
060.8-03.6	7.12±0.75	A
061.4-09.5	7.31±0.64	B
063.1+13.9	7.36±0.1	A
068.8-00.0	7.56±0.42	A
069.4-02.6	7.69±0.1	A
082.1+07.0	10.66±0.19	A
082.5+11.3	8.06±0.14	A
083.5+12.7	8.06±0.01	A
084.9-03.4	8.07±0.01	B
086.5-08.8	9.66±0.09	A
089.0+00.3	8.66±0.01	A
093.3-02.4	8.48±0.05	B
093.4+05.4	8.16±0	B
093.5+01.4	8.31±0.05	C
096.3+02.3	9.91±0.15	A
096.4+29.9	8.55±0.01	C
097.6-02.4	8.54±0.1	A
100.6-05.4	10.04±0.2	A
106.5-17.6	8.75±0.03	C
107.8+02.3	9.01±0.1	A
118.0-08.6	11.55±0.58	A
118.8-74.7	8.19±0	A
119.6-06.1	8.86±0.54	C
120.0+09.8	9.01±0.04	B
123.6+34.5	9.37±0.09	A
130.2+01.3	10.97±0.35	A
130.3-11.7	11.43±0.93	B
130.9-10.5	10.89±0.71	B
Continua na próxima página		

Tabela A.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Caso
147.4-02.3	11.46±1.27	A
147.8+04.1	12.16±0.83	C
148.4+57.0	9.11±0.09	C
159.0-15.1	11.24±0.9	A
161.2-14.8	14.3±1.61	A
165.5-06.5	12.33±1.71	A
165.5-15.2	10.73±1.55	B
166.1+10.4	9.92±0.13	A
167.4-09.1	11.68±1.26	B
170.3+15.8	11.26±1.59	C
173.7-05.8	10.89±1.58	C
174.2-14.6	12.07±1.51	C
178.3-02.5	12.14±1.72	A
184.0-02.1	11.26±1.45	B
189.1+19.8	9.74±0.13	A
189.8+07.7	10.52±1.56	C
190.3-17.7	11.28±0.62	A
193.6-09.5	12.01±0.3	B
194.2+02.5	13.26±1.83	A
196.6-10.9	12.32±1.24	C
197.2-14.2	12.17±1.58	B
197.8+17.3	9.38±0.03	A
198.6-06.3	9.67±0.71	C
204.0-08.5	11.27±1.45	A
205.1+14.2	8.41±0	A
205.8-26.7	10.39±1.37	A
206.4-40.5	9.11±0.08	A
210.3+01.9	12.31±1.29	C
211.2-03.5	12.06±1.1	B
212.0+04.3	13.37±1.26	B
214.9+07.8	10.74±1.13	C
215.2-24.2	9.17±0.04	A
215.6+03.6	10.43±1.13	C
216.0-00.2	11.5±1.28	B
217.1+14.7	8.68±0.04	A
221.3-12.3	9.67±0.89	A
221.7+05.3	12.79±1.13	C
231.4+04.3	10.52±1	A

Continua na próxima página

Tabela A.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Caso
231.8+04.1	8.61±0.1	B
232.4-01.8	10.73±0.98	B
232.8-04.7	11.45±0.33	B
234.8+02.4	11.46±0.99	B
234.9-01.4	13.78±0.78	A
235.3-03.9	12.74±0.71	B
238.9+07.3	10.16±0.78	A
239.6+13.9	9.1±0.09	A
240.3+07.0	9.79±0.77	C
240.3-07.6	13.56±0.71	B
241.0+02.3	8.63±0.04	B
242.6-11.6	14.78±0.78	A
243.3-01.0	9.85±0.32	A
245.4+01.6	9.69±0.65	C
253.9+05.7	9.79±0.1	C
258.1-00.3	10.14±0.19	A
261.0+32.0	8.39±0.01	A
261.6+03.0	8.42±0.09	C
261.9+08.5	9.61±0.2	B
264.1-08.1	9.77±0.12	A
264.4-12.7	11.37±0.12	A
265.7+04.1	8.69±0.03	A
272.1+12.3	8.37±0.04	B
274.6+03.5	8.12±0.11	A
275.0-04.1	9.1±0.07	A
275.8-02.9	8.22±0.04	C
277.1-03.8	8.31±0.18	A
278.1-05.9	8.22±0.07	A
278.8+04.9	8.5±0.24	A
281.0-05.6	9.02±0.2	A
282.9+03.8	8.12±0.34	A
285.6-02.7	8.12±0.1	B
285.7-14.9	7.95±0.1	C
286.3+02.8	7.78±0.44	B
286.3-04.8	7.78±0.19	B
288.8-05.2	7.74±0.1	C
290.5+07.9	7.6±0.06	C
294.1+43.6	7.74±0.19	A
Continua na próxima página		

Tabela A.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Caso
294.6+04.7	7.42±0.41	A
296.6-20.0	7.37±0.25	B
306.4-00.6	6.96±0.3	B
307.2-03.4	6.95±0.81	A
309.0-04.2	6.31±0.15	A
309.1-04.3	7.46±0.18	B
312.3+10.5	6.34±0.41	A
315.0-00.3	6.87±0.9	B
315.1-13.0	6.52±0.15	B
316.1+08.4	5.9±0.24	A
317.1-05.7	7.09±0.18	A
319.6+15.7	7.26±0.13	A
320.1-09.6	5.45±0.36	C
320.9+02.0	6.96±0.47	B
321.3+02.8	5.12±1.06	A
322.5-05.2	5.59±0.52	A
323.9+02.4	5.1±0.88	A
325.4-04.0	5.25±1.1	A
327.1-01.8	4.4±0.77	B
327.8+10.0	6.4±0.12	A
327.8-06.1	4.57±0.41	B
329.3-02.8	5.43±0.89	B
330.6-02.1	6.03±1.36	A
331.0-02.7	4.91±1.04	B
331.3+16.8	4.41±0.77	A
331.7-01.0	5.73±0.63	B
332.0-03.3	5.23±1	A
335.4-01.1	4.89±1.22	C
335.9-03.6	5.11±1.47	C
336.2+01.9	5.33±1.16	C
336.2-06.9	5.78±1.11	A
336.3-05.6	3.35±0.53	C
336.9+08.3	4.38±1.35	A
338.8+05.6	4.51±0.98	A
341.8+05.4	6.79±0.08	A
342.1+27.5	5.3±1.08	A
342.9-04.9	4.87±1.27	B
343.0-01.7	3.01±0.99	C
Continua na próxima página		

Tabela A.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Caso
344.2-01.2	5.43±1.39	A
344.4+02.8	4.65±1.34	C
344.8+03.4	6.08±0.41	A
345.0+03.4	4.62±1.56	C
345.2-08.8	4.64±0.45	A
346.2-08.2	5.53±0.58	A
348.0-13.8	3.31±0.92	C
349.5+01.0	5.41±1.11	A
350.5-05.0	7.55±0.04	C
350.9+04.4	5.21±0.21	A
351.6-06.2	4.82±1.57	A
351.9-01.9	3.31±1.45	A
352.0-04.6	5.21±1.6	C
352.8-00.2	5.89±1.07	A
353.3+06.3	4.16±1.07	A
353.5-03.3	4.93±1.42	B
353.7+06.3	5.47±1.49	C
353.8-01.2	4.87±1.11	B
354.2+04.3	5.72±1.16	A
355.4-04.0	4.33±1.56	B
355.5-01.4	2.41±1.85	C
355.9+03.6	4.05±1.61	A
356.3-06.2	5.67±1.57	C
356.7-04.8	4.39±1.08	A
356.8-05.4	6.08±1.16	C
357.2+07.4	4.07±1.46	A
357.2-04.5	5.21±1.52	C
357.4-04.6	4.49±0.33	B
357.9-05.1	4.69±1.38	B
358.0-02.7	2.86±1.34	C
358.2+03.5	3.57±1.79	A
358.3-21.6	4.41±0.69	A
358.5-02.5	4.17±1.54	C
358.5-07.3	5.64±1.45	A
358.7+05.2	1.92±1.72	A
358.8+04.0	7.46±0.27	C
358.9-00.7	5.72±0.17	B
359.3-00.9	6.75±0.05	C

Continua na próxima página

Tabela A.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Caso
359.8+03.7	3.24 ± 1.42	C
359.8+05.6	2.65 ± 0.89	C
359.9+05.1	5.46 ± 1.57	C

Apêndice B

Distâncias obtidas pelo método estatístico

Tabela B.1 - Distâncias galactocêntricas em kpc pelo modelo estatístico. A terceira coluna, contém as referências do tamanho angular e do $F_{H\beta}$ respectivamente, sendo 1: [Stanghellini et al. \(2020\)](#); 2: [Stanghellini e Haywood \(2018\)](#); 3: [Acker et al. \(1992\)](#); 4: [Cahn et al. \(1992\)](#); 5: [Frew et al. \(2013\)](#).

PNG	R(kpc)	Referência
000.3+12.2	5.7 ± 0.09	2, 5
000.7+03.2	2.39 ± 1.13	2, 5
000.7-02.7	0.42 ± 0.16	2, 5
000.9-02.0	0.5 ± 1.03	2, 5
000.9-04.8	3.51 ± 0.51	2, 5
001.2+02.1	4.43 ± 1.53	2, 5
001.5-06.7	3.97 ± 0.14	2, 5
001.7+05.7	1.07 ± 0.52	2, 5
002.0-13.4	5.53 ± 0.13	2, 5
002.1-04.2	0.78 ± 0.22	2, 5
002.2-02.5	25.87 ± 5.15	1, 1
002.2-02.7	4.68 ± 0.18	1, 5
002.3-03.4	2.31 ± 1.89	1, 5
002.4+05.8	6.85 ± 0.05	1, 5
002.6+02.1	0.51 ± 0.42	2, 5
002.6+08.1	1.66 ± 0.29	1, 5
002.7-04.8	4.33 ± 0.25	2, 5
002.8+01.8	0.47 ± 0.1	2, 5
003.1+02.9	4.7 ± 0.23	1, 5
003.5-02.4	5.23 ± 0.2	1, 5
003.5-04.6	5 ± 0.16	2, 5
003.6-02.3	1.53 ± 0.85	2, 5
003.8-04.3	0.87 ± 0.34	2, 5

Continua na próxima página

Tabela B.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Referência
003.9-02.3	2.05±0.39	2, 5
004.0-11.1	3.85±0.23	1, 5
004.2-04.3	1.54±1.1	2, 5
004.8+02.0	3.65±2.37	1, 5
004.8-05.0	2.12±0.54	2, 5
004.9+04.9	2.8±0.27	2, 5
005.2-18.6	3.84±0.7	3, 5
005.5-02.5	3.31±0.39	2, 5
005.7-05.3	1.93±0.46	2, 5
005.8-06.1	2.86±0.27	2, 5
006.3+04.4	3.85±1.67	2, 5
006.4+02.0	2.79±0.35	2, 5
006.4-04.6	3.05±2.78	1, 1
006.8+02.3	1.04±0.24	3, 5
006.8+04.1	1.32±0.22	2, 5
006.8-03.4	2.48±2.01	1, 5
007.0+06.3	3.16±0.26	1, 5
007.0-06.8	2.94±0.25	2, 5
007.2+01.8	3.4±0.24	2, 5
008.0+03.9	6.74±0.06	2, 5
008.1-04.7	1.35±0.11	2, 5
008.2+06.8	4.11±0.51	2, 5
008.3-01.1	2.1±0.83	2, 5
008.3-07.3	3.7±0.21	2, 5
008.8+05.2	3.18±0.41	2, 5
009.4-05.5	6.31±0.07	4, 5
009.4-09.8	2.33±0.3	2, 5
009.6+14.8	6.23±0.1	1, 5
009.6-10.6	2.97±0.25	1, 5
009.8-04.6	2.19±0.45	1, 5
010.1+00.7	4.33±0.18	2, 5
010.7+07.4	2.04±0.45	1, 5
010.7-06.4	3.49±0.23	2, 5
010.7-06.7	1.82±0.15	2, 5
010.8+18.0	6.78±0.07	2, 5
010.8-01.8	5.41±0.18	1, 5
011.0+05.8	3.37±0.23	2, 5
011.0+06.2	2.33±0.24	2, 5
Continua na próxima página		

Tabela B.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Referência
011.0-05.1	3.01±0.31	1, 5
011.1+11.5	4.3±0.87	2, 5
011.3-09.4	2.92±0.21	2, 5
011.7-00.6	5.63±0.13	2, 5
013.3+32.7	4.69±0.12	2, 5
013.4-03.9	1.96±0.01	2, 5
013.7-10.6	4.02±0.27	2, 5
013.8-07.9	3.96±0.27	1, 5
014.6-04.3	3.02±0.38	2, 5
015.9+03.3	2.27±0.01	1, 5
016.0-04.3	5.08±0.16	2, 5
016.4-01.9	5.44±0.14	1, 5
018.6-02.2	10.44±7.53	1, 1
018.9+03.6	9.35±1.85	1, 5
018.9+04.1	6.42±6.03	2, 5
019.7-04.5	2.81±0	2, 5
020.9-01.1	4.09±0.24	1, 5
021.8-00.4	3.02±0.03	2, 5
022.1-02.4	3.8±0.17	1, 5
023.3-07.6	3.36±0.01	2, 5
023.8-01.7	9.23±4.57	1, 5
024.1+03.8	3.38±0.05	2, 5
024.3-03.3	3.76±0.5	2, 5
025.3+40.8	6.98±0.05	1, 5
025.8-17.9	6.89±0.05	2, 5
027.3-02.1	11.4±4.82	2, 5
027.6-09.6	4.08±0.09	2, 5
029.2-05.9	6.29±0.09	2, 5
033.8-02.6	5.68±0.1	2, 5
034.5-06.7	6.52±0.08	1, 5
034.6+11.8	7.33±0.04	2, 5
036.1-57.1	8.04±0	1, 5
037.7-34.5	7.62±0.03	1, 5
037.8-06.3	6.01±0.06	2, 5
038.2+12.0	5.91±0.06	1, 5
041.8-02.9	7.54±0.02	1, 5
042.9-06.9	6.43±0.21	2, 5
045.4-02.7	6.37±0.16	2, 5
Continua na próxima página		

Tabela B.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Referência
045.7-04.5	7.2±0.05	1, 5
046.4-04.1	6.22±0.06	2, 5
051.4+09.6	6.55±0.08	2, 5
052.2-04.0	8.22±0.3	2, 5
052.5-02.9	6.44±0.01	1, 5
053.3+24.0	6.87±0.01	2, 5
054.1-12.1	7.19±0.03	1, 5
057.2-08.9	6.9±0.06	1, 5
058.3-10.9	6.97±0.03	2, 5
060.1-07.7	7.08±0.04	2, 5
060.8-03.6	7.99±0.01	1, 1
061.4-09.5	7.53±0.03	1, 5
063.1+13.9	7.83±0.02	1, 5
064.7+05.0	7.55±0.03	1, 5
068.8-00.0	9.16±1.36	1, 1
069.4-02.6	7.66±0.02	1, 1
082.1+07.0	8.29±0.06	2, 5
083.5+12.7	8.05±0	1, 1
084.9-03.4	8.07±0	2, 5
086.5-08.8	8.74±0.16	2, 5
089.0+00.3	8.27±0.04	2, 5
089.8-05.1	10.29±0.23	2, 5
093.3-02.4	8.56±0.09	2, 5
096.3+02.3	12.31±1.33	1, 5
096.4+29.9	8.22±0.01	1, 5
100.0-08.7	11.54±0.35	2, 5
100.6-05.4	9.39±0.14	1, 5
106.5-17.6	8.5±0.01	1, 1
107.7-02.2	11.33±0.82	2, 5
107.8+02.3	8.93±0.07	1, 5
118.0-08.6	10.93±0.4	1, 5
118.8-74.7	8.18±0	1, 5
120.0+09.8	8.81±0.05	1, 1
123.6+34.5	9.14±0.01	1, 1
130.2+01.3	10.68±0.12	1, 1
130.3-11.7	12.65±0.74	1, 5
130.9-10.5	8.6±0.04	2, 5
147.4-02.3	14.21±0.76	1, 5
Continua na próxima página		

Tabela B.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Referência
147.8+04.1	12.45±0.55	1, 5
148.4+57.0	8.36±0.01	1, 1
161.2-14.8	11.07±0.04	1, 1
165.5-06.5	11.53±0.43	2, 5
165.5-15.2	8.98±0.04	1, 1
166.1+10.4	10.23±0.03	1, 1
167.4-09.1	17.39±1.31	1, 5
170.3+15.8	11.99±0.67	1, 5
173.7-05.8	9.41±0.1	2, 5
174.2-14.6	13.35±0.88	2, 5
178.3-02.5	14.12±1.2	2, 5
184.0-02.1	16.41±0.95	2, 5
189.1+19.8	9.35±0.02	1, 1
189.8+07.7	12.28±0.45	2, 5
190.3-17.7	11.63±0.19	1, 5
193.6-09.5	11.52±0.2	1, 5
194.2+02.5	11.37±0.21	2, 5
196.6-10.9	10.31±0.12	1, 5
197.2-14.2	11.16±0.22	2, 5
197.8+17.3	9.11±0.06	1, 1
198.6-06.3	11.94±1.3	1, 5
204.0-08.5	9.57±0.14	2, 5
205.1+14.2	8.39±0.01	1, 5
205.8-26.7	19.36±0.68	2, 5
206.4-40.5	9.13±0.04	1, 5
210.3+01.9	12.03±0.23	2, 5
211.2-03.5	13.73±0.31	3, 5
212.0+04.3	15.05±0.37	2, 5
214.9+07.8	10.37±0.18	1, 5
215.2-24.2	8.81±0.03	1, 5
215.6+03.6	9.3±0.14	1, 5
216.0-00.2	10.89±0.45	2, 5
217.1+14.7	8.64±0.03	1, 5
221.3-12.3	10.04±0.08	2, 5
221.7+05.3	12.87±0.29	2, 5
226.7+05.6	14.41±0.36	2, 5
228.8+05.3	14.92±0.4	2, 5
231.4+04.3	11.13±0.25	2, 5
Continua na próxima página		

Tabela B.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Referência
231.8+04.1	8.83±0.04	2, 5
232.4-01.8	11.17±0.19	2, 5
232.8-04.7	12.85±0.27	2, 5
234.8+02.4	8.77±0.03	2, 5
234.9-01.4	12.1±0.24	2, 5
235.3-03.9	13.85±0.41	2, 5
238.9+07.3	9.94±0.16	2, 5
239.6+13.9	9.09±0.06	1, 5
240.3+07.0	11.89±0.25	1, 5
240.3-07.6	13.21±0.7	1, 5
241.0+02.3	11.02±0.24	1, 5
242.6-11.6	9.93±0.12	2, 5
243.3-01.0	9.54±0.09	1, 5
245.4+01.6	11.91±0.26	2, 5
253.9+05.7	9.2±0.07	1, 5
258.1-00.3	10.91±0.21	2, 5
261.0+32.0	8.23±0.01	1, 5
261.6+03.0	9.06±0.08	2, 5
261.9+08.5	8.53±0.03	2, 5
264.1-08.1	8.47±0.04	2, 5
264.4-12.7	10.38±0.17	2, 5
265.7+04.1	8.61±0.04	1, 5
269.7-03.6	9.87±0.22	2, 5
272.1+12.3	8.12±0.01	1, 5
274.6+03.5	8.67±0.08	2, 5
275.0-04.1	8.55±0.06	1, 5
275.3-04.7	10.43±0.37	2, 5
275.8-02.9	8.78±0.1	2, 5
277.1-03.8	8.04±0	1, 5
278.1-05.9	8.03±0	2, 5
278.8+04.9	8.58±0.09	1, 5
281.0-05.6	8.27±0.04	2, 5
282.9+03.8	8.51±0.13	2, 5
285.6-02.7	7.88±0.02	1, 5
285.7-14.9	7.82±0	1, 5
286.3+02.8	8.05±0.1	1, 5
286.3-04.8	7.78±0	1, 5
288.8-05.2	8.24±0.14	1, 5
Continua na próxima página		

Tabela B.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Referência
290.5+07.9	7.62±0.01	1, 5
291.6-04.8	7.58±0.02	2, 5
292.8+01.1	7.77±0.08	3, 5
294.1+43.6	7.89±0.01	1, 5
294.6+04.7	7.71±0.01	2, 5
296.6-20.0	7.6±0.02	1, 5
300.7-02.0	7.32±0.1	2, 5
306.4-00.6	6.84±0.08	1, 5
307.2-03.4	7.76±0.01	1, 5
309.0-04.2	6.76±0.05	1, 5
309.1-04.3	7.01±0.04	2, 5
312.3+10.5	6.82±0.06	1, 5
315.0-00.3	6.69±0.13	1, 5
315.1-13.0	6.86±0.04	1, 5
316.1+08.4	6.35±0.07	1, 5
317.1-05.7	6.94±0.06	2, 5
319.2+06.8	5.89±0.09	2, 5
319.6+15.7	7±0.04	2, 5
320.1-09.6	6.42±0.05	1, 5
320.9+02.0	5.16±0.04	2, 5
321.3+02.8	5.12±0.05	1, 5
322.5-05.2	5.84±0.09	2, 5
323.9+02.4	5.2±0.12	1, 5
325.4-04.0	5.71±0.11	2, 5
327.1-01.8	4.45±0.06	2, 5
327.5+13.3	4.7±0.08	3, 5
327.8+10.0	6.87±0.05	1, 5
327.8-06.1	5.42±0.37	2, 5
329.3-02.8	6.06±0.1	2, 5
330.6-02.1	4.89±0.14	2, 5
331.0-02.7	4.28±0.22	1, 5
331.3+16.8	5.6±0.12	2, 5
331.7-01.0	7.22±0.05	1, 5
332.0-03.3	5.11±0.18	1, 5
335.4-01.1	4.86±0.28	2, 5
335.9-03.6	3.72±0.84	2, 5
336.2+01.9	3.44±0.51	2, 5
336.2-06.9	4.68±0.15	1, 5
Continua na próxima página		

Tabela B.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Referência
336.3-05.6	3.55±0.18	2, 5
336.9+08.3	5.91±1.31	1, 5
338.8+05.6	5.47±0.14	2, 5
340.9-04.6	6.96±1.87	2, 5
341.8+05.4	6.88±0.06	2, 5
342.9-04.9	5.59±0.18	2, 5
344.2-01.2	3.68±0.38	2, 5
344.8+03.4	2.19±0.15	1, 5
345.0+03.4	2.53±0.57	2, 5
345.2-08.8	6.39±0.07	1, 5
346.2-08.2	5.33±0.15	2, 5
348.0-13.8	4.55±0.19	1, 5
349.5+01.0	7.35±0.03	2, 5
350.5-05.0	1.52±0.16	2, 5
350.9+04.4	3.92±0.21	1, 5
351.6-06.2	3.09±0.33	2, 5
352.0-04.6	1.87±0.54	2, 5
352.1+05.1	1.65±0.3	2, 5
352.6+03.0	4.72±1.84	2, 5
352.8-00.2	3.22±0.33	1, 5
353.3+06.3	2.83±0.41	1, 5
353.7+06.3	2.28±0.37	2, 5
354.2+04.3	1.16±0.26	1, 5
355.4-02.4	2.19±0.39	2, 5
355.4-04.0	2.85±0.43	2, 5
355.9+03.6	6.09±0.67	1, 5
356.2-04.4	2.59±0.34	2, 5
356.3-06.2	1.08±0.49	2, 5
356.7-04.8	3.74±0.3	1, 5
356.8-05.4	0.91±0.3	2, 5
357.2+07.4	2.04±0.39	2, 5
357.2-04.5	3.52±0.24	2, 5
357.4-03.2	1.6±0.42	2, 5
357.4-04.6	0.83±0.31	2, 5
357.6+01.7	2.33±1.22	2, 5
357.9-05.1	3.1±0.35	2, 5
358.2+03.5	7.57±2.28	2, 5
358.3+03.0	8.31±2.05	2, 5
Continua na próxima página		

Tabela B.1 – continuação da página anterior

PNG	R(kpc)	Referência
358.3-21.6	5.74 ± 0.13	1, 5
358.5-02.5	2.96 ± 2.15	2, 5
358.5-07.3	6.66 ± 0.06	2, 5
358.7+05.2	7.78 ± 2.12	2, 5
358.8+03.0	1.61 ± 1.41	2, 5
358.9-00.7	4.53 ± 0.13	2, 5
359.3-00.9	6.14 ± 0.08	2, 5
359.8+03.7	7.21 ± 1.2	2, 5
359.8+06.9	7.15 ± 1.56	2, 5
359.9+05.1	2.98 ± 0.59	1, 5
359.9-04.5	0.91 ± 0.28	2, 5