

Universidade Federal do Rio de Janeiro Centro de Ciências Matemáticas e da Natureza Observatório do Valongo Programa de Pós Graduação em Astronomia



Procura de Estrelas Simbióticas na Galáxia Anã NGC 205

Mateus Dias Ribeiro

Rio de Janeiro Agosto de 2021

Procura de Estrelas Simbióticas na Galáxia Anã NGC 205

Mateus Dias Ribeiro

Dissertação de Mestrado submetida ao Programa de Pós Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Ciências (Astronomia).

Orientadora: Denise Rocha Gonçalves

Rio de Janeiro Agosto de 2021

CIP - Catalogação na Publicação

Ribeiro, Mateus Dias
Procura de estrelas simbióticas na galáxia anã
NGC 205 / Mateus Dias Ribeiro. -- Rio de Janeiro,
2021.
76 f.
Orientadora: Denise Rocha Gonçalves.
Dissertação (mestrado) - Universidade Federal do
Rio de Janeiro, Observatório do Valongo, Programa de
Pós-Graduação em Astronomia, 2021.
1. Fases finais da evolução estelar. 2. Estrelas
simbióticas. 3. Espalhamento Raman O VI. 4.
Fotometria de banda estreita. I. Gonçalves, Denise
Rocha, orient. II. Título.

Elaborado pelo Sistema de Geração Automática da UFRJ com os dados fornecidos pelo(a) autor(a), sob a responsabilidade de Miguel Romeu Amorim Neto - CRB-7/6283.

PROCURA DE ESTRELAS SIMBIÓTICAS NA GALÁXIA ANÃ NGC 205

Mateus Dias Ribeiro

Dr^a. Denise Rocha Gonçalves (Orientadora)

Dissertação de Mestrado submetida ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia, Observatório do Valongo, da Universidade Federal do Rio de Janeiro -UFRJ, como parte dos requisitos necessários à obtenção do título de Mestre em Ciências - Astronomia.

Aprovada por:

Dr. Claudio Bastos Pereira - (Avaliador Externo) - Observatório Nacional

Dr^a Heloisa Maria Castro Boechat – (Avaliador Interno) – OV/UFRJ

Presidente, Dr^a. Denise Rocha Gonçalves (Orientadora) – OV/UFRJ

Esta defesa realizou-se através de videoconferência, completamente remota, em conformidade com as Resoluções do CEPG n.º 1 de 16 de março de 2020 e n.º 2 de 24 de abril de 2020.

Agosto de 2021

O presente trabalho foi realizado com apoio da Coordenação de Aperfeiçoamento de Pessoal de Nível Superior – (Brasil) CAPES – Código de Financiamento 001. Dedico essa tese a todos que me ajudaram a chegar até aqui.

"Se eu vi mais longe, foi por estar sobre ombros de gigantes."

— Isaac Newton

Resumo

Procura de Estrelas Simbióticas na Galáxia Anã NGC 205

Mateus Dias Ribeiro

Orientadora: Denise Rocha Gonçalves

Resumo da Dissertação submetida ao Programa de Pós-Graduação em Astronomia do Observatório do Valongo, Universidade Federal do Rio de Janeiro, como requisito necessário para a obtenção do título de Mestre em Ciências em Astronomia.

Estrelas simbióticas são binárias interagentes compostas por uma companheira quente, geralmente uma anã branca, e uma gigante evoluída. Devido a sua natureza, esses sistemas nos fornecem condições excelentes para o estudo de um leque de problemas astrofísicos, como, por exemplo, erupções similares às novas, formação e colimação de jatos, morfologia dessas versus das nebulosas planetárias e processos de emissão de raios-X suaves. Além disso estrelas simbióticas estão entre as candidatas mais promissoras como progenitoras de supernovas Ia, pois satisfazem o modelo clássico de formação, no qual a anã branca acreta material da companheira até alcançar a massa de Chandrasekhar e produzir uma explosão termonuclear. Porém, existem dois grandes problemas ligados ao estudo dos sistemas simbióticos. Um deles é a divergência de várias ordens de magnitude entre o número observado de simbióticas e o aquele estimado, nas diversas galáxias, a partir de suas populações estrelares evoluídas. O outro consiste na existência de objetos capazes de mimetizar as cores das estrelas simbióticas, o que dificulta uma abordagem puramente fotométrica no censo dessas estrelas, tornando-se necessário um seguimento espectroscópico, posterior à identificação fotométrica, para confirmar a natureza simbiótica do sistema. Esta dissertação visa abordar o problema da contagem de estrelas simbióticas, por meio dos primeiros dados fornecidos pela colaboração RAM-SES II (RAMan Search of Extragalatic Symbiotic Stars), a qual construiu pares de filtros centrados na banda de Raman O VI e em seu contínuo adjacente, os quais -acoplados aos Gemini Multi-Object Spectrographs (GMOS) dos telescópios Gemini- permitem detectar essa emissão que praticamente só está presente em simbióticas. Nosso objetivo é realizar a identificação e confirmação das estrelas simbióticas, exclusivamente via dados fotométricos, na galáxia anã do Grupo Local NGC 205. Ao longo do trabalho foram utilizados dois métodos distintos para a procura desses sistemas. O primeiro baseia-se na subtração direta do contínuo adjacente nas imagens centradas nas linhas de emissão $H\alpha$, He II e O VI, de forma a evidenciar as fontes emissoras nessas três linhas, característica única de estrelas simbióticas. Já o segundo método utiliza a fotometria em

campos densamente povoados (DAOPHOT). Devido às limitações dos dados observacionais de NGC 205, também incluímos neste estudo outra galáxia anã do Grupo Local, Fornax. Nossa análise mostra que o segundo método rende resultados mais promissores, procedimento através do qual encontramos novas estrelas simbióticas em ambas as galáxias.

palavras chave: Fases finais da evolução estelar, estrelas simbióticas, espalhamento Raman O VI, fotometria de banda estreita.

> Rio de Janeiro Agosto de 2021

Abstract

Search for Symbiotic Stars in the Dwarf Galaxy NGC 205

Mateus Dias Ribeiro

Advisor: Denise Rocha Gonçalves

MASTERS DISSERTATION ABSTRACT SUBMITTED TO THE POSTGRADUATE ASTRONOMY PROGRAM OF THE VALONGO OBSERVATORY, FEDERAL UNIVERSITY OF RIO DE JANEIRO, IN FULFILLMENT OF THE REQUIREMENTS FOR THE DEGREE OF MASTER OF SCIENCE, ASTRONOMY.

Symbiotic stars are interacting binaries composed of a hot companion, usually a white dwarf, and an evolved giant. Due to their nature, these systems provide us with excellent conditions to study a range of astrophysical problems, such as nova-like eruptions, jet formation and collimation, planetary nebula morphology and soft X-ray emission processes. Furthermore, symbiotic stars are one of the most promising candidates as progenitors of type Ia supernovae, as they satisfy their classical formation model, in which the white dwarf accretes material from the giant until reaching the Chandrasekhar mass and produce a thermonuclear explosion. However, there are two major problems connected with the study of symbiotic systems. One is the discrepancy, in orders of magnitude, between the observed number of symbiotics and that estimated from the galaxy's evolved star populations. The other consists in the existence of objects capable of mimicking the colors of symbiotics, which makes a purely photometric approach difficult, turning a posterior spectroscopic follow-up necessary to confirm the symbiotic nature of the system. This dissertation aims to address the counting of symbiotic stars through the first data provided by the RAMSES II (RAMan Search of Extragalatic Sym*biotic Stars*) collaboration that built pairs of filters centered on the Raman band O VI and its adjacent continuum, which – mounted at Gemini Multi-Object Spectrographs (GMOS) of the Gemini telescopes – can detect this emission that is practically unique of this type of systems. Our goal is to identify and confirm symbiotics stars, exclusively via photometric data, in the dwarf galaxy of the Local Group NGC 205. Along this study, we used two different methods to search for symbiotics systems. The first is based on the direct subtraction of the adjacent continuum in the images centered on the emission lines $H\alpha$, He II and O VI, in order to highlight the sources that emit in these three lines, a behavior unique of symbiotic systems. The second method persecutes the same goals, but analyzing the results of the photometry in heavily populated fields (DAOPHOT). Due to the limitations of the RAMSES II data for NGC 205, Fornax, another dwarf galaxy of the Local Group, was added to the study. Our analyses show that the second

method yields much better results, procedure through which we found new symbiotic stars in both galaxies.

keywords: Final phases of stellar evolution, symbiotic stars, Raman O VI scattering, narrow band photometry.

Rio de Janeiro August 2021

Lista de Figuras

1.1	Massas de transição entre diferentes caminhos de evolução estelar e seu destino final. $M_H, M_{He}, M_{up}, M_n \in M_{SN}$ correspondem à massa inicial mínima para queima do hidrogênio, hélio e carbono, a formação de estrelas de nêutron e a ocorrência de supernovas de tipo II (Kippenhahn et al., 2012).	. 17
1.2	Uma representação tri-dimensional do potencial de Roche em um sistema binário em que uma estrela tem o dobro da massa de sua companheira. As estruturas em formato de gota, no plano projetado, são os lóbulos de Roche das estrelas. L_1 , L_2 e L_3 são pontos de Lagrange onde as forças se cancelam. Matéria pode fluir de uma estrela para sua companheira caso uma delas preencha seu lóbulo de Roche. Os pontos L_4 e L_5 são máximos locais, sendo pontos de equilíbrio instáveis (Hilditch, 2001).	. 27
1.3	Uma representação esquemática da classificação de binárias, levando em conta o estado do lóbulo de Roche (Hilditch, 2001)	. 28
2.1	À esquerda temos o espectro de LMC 1, simbiótica conhecida da grande núvem de magalhães. Note que, embora a emissão em Raman O VI $\lambda 6830$ seja evidente, esta estrela era conhecida por não ter emissão nessa banda (Morgan, 1992), contrariando o novo resultado encontrado por nosso grupo (colaboração RAMSES II). Isso demonstra o alto grau de variabilidade que o espectro de uma simbiótica pode ter (Angeloni et al., 2019). Já na direita, apresentamos o diagrama esquemático de níveis de energia para o espalhamento Raman dos fótons de O VI, do ultravioleta,	20
2.2	pelo hidrogenio neutro, para o otico ((Schmid, 1989)) Modelo esquemático do espalhamento Raman O VI. Neste os fótons O VI $\lambda\lambda 1032, 1038$, representados pelas linhas pretas contínuas, são emitidos primariamente pelo disco de acreção, e depois espalhados em uma camada de alta densidade colunar (> $10^{22} cm^{-2}$) de hidrogênio neutro proveniente da companheira fria <i>(scattering region)</i> . As linhas tracejadas (cinzas)	. 33
2.3	representam a matéria ejetada pela gigante vermelha (Heo & Lee, 2015) Detalhe do espectro óptico em quatro estrelas simbióticas: duas delas Galáticas (V1016 Cyg e M1-21) e duas extragaláticas (Lh α 120 N67 e LMC 1). A presença da banda de absorção de TiO em λ 6780Å (mais evidente no spectro de Lh α 120 N67) foi o principal motivo para escolher o contínuo adjacente de Raman O VI no lado mais azul do espectro (Angeloni et al.,	. 34
	2019)	36

2.4	Curvas de transmissão dos filtros Raman O VI construídos pela cola- boração RAMSES II e instalados no instrumento GMOS-N. A linha contínua se refere ao filtro O VI e a tracejada ao filtro O VIC, o contínuo adja- cente. As curvas pretas correspondem à transmissão conforme declarada pelo fabricante, enquanto a curva vermelha é a transmissão medida pelo laboratório óptico do consórcio Gemini. As curvas para os filtros ins-	
	talados no GMOS-S são bem semelhantes, praticamente iguais, a essas (Angeloni et al., 2019)	37
2.5	Imagens de V1016 Cyg obtidas usando o filtro Raman O VI (na esquerda) e a imagem com o contínuo subtraído (na direita). A estrela simbiótica é o objetos no centro do campo (Angeloni et al., 2019)	37
2.6	Imagens de M 1-21 mostrando que o método adotado funciona até mesmo em campos mais densamente povoados. Note que a estrela simbiótica encontra-se no centro da imagem, mas pela subtração conseguimos ver outras fontes que precisarão ser melhor estudadas para verificar se são ou	
2.7	nao estrelas simbioticas (Angeloni et al., 2019)	37
2.0	o espectro (atual) desta simbiótica	38
2.8	Andromeda, ou M31, (a maior) e algumas de suas muitas galaxias satelite. Imagem de 37x180"ISO1600 no ótico tirada com uma Canon EOS Rebel T5/1200D com o auxílio de um telescópio Sandro Colletti ATM Newto-	
2.9	nian 150mm f/5	39 42
2.10	Características espectrais de duas fontes, possíveis estrelas simbióticas, de NGC 205, estudadas por (Gonçalves et al., 2015). O painel superior mostra-se uma das duas possíveis simbióticas, denominada SySt-2. A parte em azul indica a emissão em H β , assim como outras linhas notáveis que podem ser Raman Ne VII, N III, ou até mesmo [Fe III]. O painel inferior mostra o espectro da segunda possível simbiótica (SySt-3). A parte em vermelho destaca a emissão H α	49
3.1	Imagem POSSII (ótico, de 11, $8 \times 8, 8 \ arcmin^2$ e centrada em 6500Å) de NGC 205, obtida no Database Extragalático da NASA/IPAC. Nela estão sobrepostos campos de visão GMOS-N com áreas de 5, $5 \times 5, 5 \ arcmin^2$. As cores magenta e verde correspondem aos campos descritos em Gonçalves et al. (2014), enquanto azul refere-se às observações RAMSES II, anali- sadas no presente trabalho	42
3.2	Exemplo de uma zona, sem estrelas, utilizada para calcular a média do fundo de céu em uma imagem $H\alpha$. O círculo verde na imagem possui	44
	0,5 arcsec	46

ação ssores s dos 	47
alores ara a	47
uatro cente fatos, raída	48 48
iótica	10
que a utras	49 49
e que nente	10
 quela siana, qual	51
ndidata. supe- nta-se	52 55
ilista S. Os S. Os	00
	57
s que o em satis-	
obje- os de oonti- D em te. A	58 59
	 ara a <

4.4	NGC 205 - Imagem em H α com o contínuo subtraído. Os círculos demarcam os objetos (estrelas, PNe ou candidatas a SySt) listados em Gonçalves et al. (2014). A cor vermelho ilustra os objetos que não conseguimos recuperar com a fotometria com a separação de até 1 arcsec, mas recuperamos	
	com separação ente 1 e 2 arcsec. \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots \ldots	60
4.5	NGC 205 - Diagrama que relaciona a magnitude em H α (eixo x) com a	
	magnitude em Raman O VI (eixo y). Os potenciais candidatos a estrelas simbióticas são destacados em azul	61
4.6	NGC 205 - Imagens de $7 \times 6 \ arcsec^2$ que ilustram os três objetos dispostos na Tabela 4.2. As colunas correspondem às imagens em H α e Raman O VI, respectivamente, enquanto cada linha está associada a um objeto, na ordem que ele aparece na tabela referida. A simbiótica conhecida,	
4.7	NGC 205 SySt-1, foi previamente mostrada na Figura 3.7	62
	devido a uma diferença de tamanho em $FW\!H\!M$ entre as duas imagens. $% f(x)=f(x)$.	64
4.8	Fornax - Diagramas de cor-magnitude que contem as fontes detectadas	
	nos três pares de filtros.	65
4.9	Fornax - Gráfico em três dimensões dos emissores presentes nos catálogos fotométricos dos três pares de filtros, simultaneamente. Os eixos corres- pondem à magnitude dos filtros centrados nas linhas de emissão de H α , He II e Raman O VI. Os pontos em azul referem-se aos candidatos a	
	simbiótica que passaram pelos os critérios fotométricos de nitidez (<i>sharp</i> -	00
4.10	ness e χ^2) das linhas de emissão e dos continuos	66
4.11	centrada no mesmo objeto	66
4.12	O VI da primeira linha, que são exposições únicas, todas as imagens utilizadas foram combinadas. A imagem em H α e He II do último objeto foram suavizadas por uma função gaussiana com o intuito de deixar mais nítido a posição da estrela em questão	67 68
	· · · · · · · · · · · · · · · · · · ·	50

Lista de Tabelas

2.1	Objetos estudados por Gonçalves et al. (2014), a partir de espectros ópticos. As fontes identificadas como F1-18, F2-8 e F2-9 são as duas possíveis simbióticas e a simbiótica confirmada, NGC 205 SySt-1, respectivamente, em Gonçalves et al. (2015).	4	41
3.1	Cinco primeiras linhas do catálogo fotométrico que resulta da fotometria do par de filtros $H\alpha$ e $H\alpha$ C, com as estrelas comuns em ambos os filtros.	ļ	53
3.2	Tabela que mostra os valores do ponto zero para cada par de filtros, assim como suas referências e o valor a ser corrigido nas magnitudes encontradas pela fotometria	ļ	54
4.1	Estrela emissora em H α e He II e suas cores no infra-vermelho próximo, oriundas do catálogo de Jung et al. (2012)	ļ	59
4.2	Tabela com as três candidatas a estrelas simbióticas, as quais são emis- soras em H α e Raman O VI e que possuem $mag(H\alpha) < mag(OVI)$. Na última linha as características de da simbiótica conhecida	(61
4.3	Tabela com as novas – as primeiras– estrelas simbióticas detectadas em $\overline{}$		
1 1	Fornax	(67
4.4	infravermelho próximo de Gullieuszik et al. (2007). \ldots	(68

Sumário

1	Inti	codução à evolução das estrelas de massas baixa e intermediária	16
	1.1	Estrelas de baixa massa	17
		1.1.1 Da queima do hidrogênio ao nascimento das gigantes vermelhas	17
		1.1.2 A fusão termonuclear de hélio	20
		1.1.3 Das estrelas AGB às nebulosas planetárias	21
	1.2	Estrelas de massa intermediária	24
	1.3	Anãs brancas	25
	1.4	Mudanças da evolução no caso de binárias	27
2	\mathbf{Est}	relas simbióticas e a galáxia estudada	30
	2.1	Motivação da procura de simbióticas	31
	2.2	A colaboração RAMSES II e sua abordagem	35
	2.3	A galáxia anã NGC 205: primeiros dados da colaboração RAMSES II $~$	38
3	Me	todologia	43
	3.1	Os dados observacionais	43
	3.2	Redução dos dados e formas de análise	45
		3.2.1 Primeiro método: comparação entre imagens centradas na banda	
		e subtraídas do contínuo	46
		3.2.2 Segundo método: fotometria de campos densamente povoados	50
4	Res	ultados e Discussão	56
	4.1	NGC 205 - Fontes emissoras nas três linhas: H $\alpha,$ He II e Raman O VI	56
	4.2	NGC 205 - Correlação com emissores de H α e He II $\ .$	58
	4.3	NGC 205 - Correlação com emissores de H α e Raman O VI	60
	4.4	Fotometria de campos densamente povoados em outra galáxia: Fornax $\ .$ $\ .$	63
5	Cor	nclusões	70

Referências Bibliográficas

 $\mathbf{72}$

Capítulo 1

Introdução à evolução das estrelas de massas baixa e intermediária

A evolução de uma estrela, ou seu caminho evolutivo no diagrama Hertzsprung–Russell, está atrelada a diversos fatores, sendo os mais relevantes a massa inicial, a metalicidade e a proximidade de outras estrelas. Focaremos no primeiro aspecto, sem influências externas capazes de modificar a evolução estelar, pois assim entenderemos o caso geral da evolução de uma estrela isolada. Compreendidos esses caminhos evolutivos, incluiremos o efeito de uma companheira e analisaremos as mudanças atreladas a essa adição.

Como a evolução estelar depende intrinsecamente da massa, estrelas com massas próximas seguem caminhos similares. Sabendo disso podemos agrupá-las em categorias que nos permitam detalhar os diferentes processos de cada uma. Essa divisão é feita em três classes: baixa massa, massas intermediárias e massudas.

Embora o valor que determina a qual grupo cada estrela pertence varie dependendo da literatura, é comum considerarmos estrelas de baixa massa como aquelas que conseguem fusionar hidrogênio¹, mas não hélio –de forma não degenerada–, estando contidas em um intervalo de 0, 5 M_{\odot} até 2, 3 M_{\odot} , enquanto as de massa intermediária são caracterizadas como aquelas que conseguem fusionar hélio, mas não carbono/oxigênio, estando entre 2, 3 M_{\odot} e 7 – 9 M_{\odot} . As estrelas massudas são aquelas que conseguem fundir carbono e oxigênio, de forma não degenerada, em elementos mais pesados podendo chegar ao ferro, essas possuem massas maiores que 9 – 11 M_{\odot} (Kippenhahn et al., 2012). A Figura 1.1 ilustra as massas de transição entre diferentes caminhos de evolução e o destino final de cada estrela.

¹Na verdade, a partir de 0,08 M_{\odot} , a estrela já consegue fundir hidrogênio, mas as que possuem massas menores do que 0,5 M_{\odot} entram na categoria de estrelas de massas muito baixas (Cassisi, 2011).



FIGURA 1.1. Massas de transição entre diferentes caminhos de evolução estelar e seu destino final. M_H, M_{He}, M_{up}, M_n e M_{SN} correspondem à massa inicial mínima para queima do hidrogênio, hélio e carbono, a formação de estrelas de nêutron e a ocorrência de supernovas de tipo II (Kippenhahn et al., 2012).

Como essa dissertação está relacionada a sistemas binários que contêm estrelas de baixa massa e de massa intermediária, discutiremos apenas a evolução desse tipo de estrelas. Durante este primeiro capítulo, veremos o ciclo de vida, desde o início da fusão do hidrogênio até o estágio final dessa evolução, o qual resulta na produção de anãs brancas. Este capítulo baseia-se, principalmente, em livros de evolução estelar como Carroll & Ostlie (2017) e Kippenhahn et al. (2012).

1.1 Estrelas de baixa massa

1.1.1 Da queima do hidrogênio ao nascimento das gigantes vermelhas

A sequência principal se caracteriza por um processo estável de fusão nuclear capaz de contrabalancear o colapso estrelar. Ainda que o processo pelo qual ocorre a queima² seja diferente para estrelas com massas distintas, a fusão sempre começa pelo hidrogênio, pois é necessário o mínimo de energia para vencer a força de repulsão Coulombiana que impede o contato entre os núcleos.

Para ocorrer a fusão do hidrogênio é necessário que o sistema tenha a temperatura de $4 \times 10^6 K$ (Carroll & Ostlie, 2017), que precisa ser alcançada nas regiões centrais, as quais são gradualmente ocupadas pelo hélio, elemento resultante da fusão termonuclear do hidrogênio. Isso implica que conforme a queima vai progredindo, o hidrogênio

 $^{^{2}}$ Esta palavra nesse caso não é sinônimo de combustão (reação explosiva com o oxigênio). Queima nesse contexto está ligada ao processo de fusão termonuclear.

presente no núcleo vai sendo substituído pelo o hélio formado, diminuindo a quantidade de hidrogênio disponível para a fusão. Quando isso acontece, a pressão de radiação vai diminuindo junto com a taxa da queima, cedendo lentamente ao colapso gravitacional, o que leva a uma contração do núcleo e um aumento da temperatura dos constituintes. Uma consequência direta desse acréscimo é o aumento da região propícia à fusão, levando à queima uma parte do hidrogênio que estava inerte.

Essa gradual deposição de hélio levará à formação de um caroço no centro da estrela, o qual não contribui de nenhuma forma para a produção de energia, pois a temperatura é baixa demais para iniciar a queima do mesmo. Como a região central está ocupada pelo caroço, e nesse não há fusão, esta fica restrita à base de um envoltório rico em hidrogênio que envolve o caroço inerte (Carroll & Ostlie, 2017). Somente uma fração da energia produzida no envoltório do caroço chega à superfície da estrela. A outra parte é absorvida pelas camadas mais externas, aumentando suas temperaturas e causando a expansão das mesmas, fato que leva à diminuição da temperatura efetiva do sistema conforme a expansão continua.

Conforme a temperatura diminui, a estrela vai ficando cada vez mais fria, permitindo a formação de íons H^- , que com muita facilidade são capazes de absorver radiação e serem ionizados, aumentando a opacidade do sistema (Hansen et al., 2012). Uma região opaca sujeita a grandes fluxos de energia resulta na formação de zonas de convecção, que adentram cada vez mais conforme o processo evolui. Isso é importante, porque convecção é uma forma bem eficiente de transporte de energia do interior da estrela para as zonas mais externas, diminuindo a taxa de expansão do astro. O surgimento dessa zona de convecção marca o nascimento de uma gigante vermelha. Esse processo atenua as perdas de massa da gigante vermelha para o meio interestelar, porém, devido à fraca ligação das camadas mais externas, é inevitável que isso aconteça, causando uma tênue diminuição do raio estelar.

Essas zonas penetram na região enriquecida pela fusão nuclear que ali acontecera, misturando e levando os produtos da fusão para camadas mais superficiais da estrela, e altera a composição de sua fotosfera. Esse fenômeno é conhecido como primeira dragagem, a qual ocorre enquanto o caroço contrai lentamente, aumentando a sua temperatura e a taxa de fusão no envoltório. Simultaneamente, a convecção consegue manter a expansão das camadas externas e a temperatura constante (Salaris & Cassisi, 2005).

Até aqui, os processos explicados fazem parte do ciclo de vida da grande maioria das estrelas havendo apenas sutis diferenças atreladas à massa e a metalicidade de cada uma. Este momento marca a primeira grande divisão entre estrelas de diferentes massas: a forma em que se inicia a fusão do hélio. Em estrelas com massas superiores a 2,3 M_{\odot} , a densidade central é suficientemente baixa para impedir que os efeitos de degenerescência dos elétrons desacelerem o colapso do caroço, o qual esquenta cada vez mais. Quando a temperatura torna-se da ordem de $10^8 K$, a queima de hélio é iniciada e a estrela ganha uma nova forma de energia (estável) para parar o colapso. Isso marca o fim da fase de gigante vermelha para estrelas dessa massa.

Estrelas com massas menores do que 2,3 M_{\odot} seguem um caminho diferente. A medida que o núcleo cede ao colapso, os efeitos da degenerescência dos elétrons se tornam cada vez mais relevantes, devido à densidade central mais elevada. Quando o gás se torna denso o suficiente, os elétrons são forçados a ocupar os níveis quânticos mais baixos. Como o principio de exclusão de Pauli proíbe a existência de dois férmions com o mesmo estado quântico, esses são obrigados a se alocarem em estados de energia cada vez maiores, o que resulta em uma pressão que sustenta o colapso.

Por causa dessa resistência crescente, o colapso vai sendo continuamente desacelerado, até o ponto que a pressão proveniente de tal processo consegue sustentar o caroço e um novo equilíbrio hidrostático é obtido. O fato de não ocorrem reações nucleares no caroço, somado à alta condutividade térmica da matéria degenerada (Padmanabhan, 2001) leva à atenuação do seu gradiente de temperatura, o que acarretará na formação de um núcleo isotérmico de hélio.

A constante fusão do hidrogênio no envoltório deposita mais hélio no núcleo, aumentando a degenerescência do caroço e diminuindo seu tamanho. Isso resulta em uma liberação de energia gravitacional e, consequentemente, um aumento de sua temperatura e da taxa de fusão do hidrogênio em volta. Esse ciclo continua até a temperatura de ignição do hélio, que ocorre de forma quase explosiva.

Em um núcleo usual, a queima do hélio seria utilizada para parar seu colapso, fazendo-o expandir-se e esfriar-se. Mas o caroço de uma estrela de baixa massa não se encontra em condições normais. A forte degenerescência não é sensível à temperatura, mantendo o núcleo com um volume constante e impedindo sua expansão imediata. Por causa disso, a taxa de queima do hélio aumenta drasticamente, assim como a temperatura do núcleo, a qual por sua vez influencia na queima, gerando um processo de realimentação.

Enquanto a pressão de radiação gerada pela fusão do hélio não exceder a proveniente da degenerescência, esse processo continua. Quando de fato a pressão de radiação consegue vencer, a energia armazenada é liberada quase explosivamente em um fenômeno chamado *flash* de hélio. A quantidade de energia liberada é enorme, convertendo aproximadamente 5% do hélio do caroço em carbono (Salaris & Cassisi, 2005). A luminosidade

gerada pelo *flash* de hélio é da ordem de $10^{11} L_{\odot}$, o que é comparável a uma galáxia inteira (Carroll & Ostlie, 2017). Boa parte dessa energia, entretanto, não chega à superfície da estrela, pois é absorvida pelas camadas mais externas, possivelmente resultando em perda de massa da estrela.

1.1.2 A fusão termonuclear de hélio

Independentemente da forma que a ignição de hélio é iniciada, uma nova fonte de energia não só impede o colapso do núcleo como também causa sua expansão, a qual empurra o envoltório que queima hidrogênio para camadas mais superficiais, esfria-o e diminui sua taxa de fusão. Quando isso ocorre, a estrela contrai e a sua temperatura efetiva aumenta, diminuindo a zona de convecção antes presente, e afastando-a da região central da estrela. O núcleo, por sua vez, se torna convectivo devido à forte dependência do ciclo triplo α (reações abaixo) com a temperatura.

$$\begin{aligned} He_2^4 + He_2^4 &\rightarrow Be_4^8 \\ Be_4^8 + He_2^4 &\rightarrow C_6^{12} + \gamma \\ C_6^{12} + He_2^4 &\rightarrow Be_8^{16} + \gamma \end{aligned}$$

A fusão de hélio não é tão eficiente quanto a de hidrogênio, sendo necessário a queima de uma quantidade consideravelmente maior de combustível para obter a energia necessária para a manutenção do equilíbrio. Como consequência, o tempo que a estrela permanece nessa fase é bem menor quando comparada com aquele da sequência principal.

A estrutura de uma estrela que acabou de iniciar a queima do hélio pode ser dividida em quatro partes (Salaris & Cassisi, 2005; Constantino et al., 2017). A mais externa é formada por um envoltório inerte cuja composição é praticamente hidrogênio. Esta camada sobrepõe uma zona que mantém uma constante fusão de hidrogênio que, por sua vez, envolve uma região extremamente rica em hélio, cuja temperatura não é alta o suficiente para resultar em sua fusão. A região mais central é caracterizada por um núcleo convectivo devido à fusão de hélio que ali ocorre.

À medida que a quantidade de hélio no núcleo vai se exaurindo, a taxa na qual as reações nucleares ocorrem muda drasticamente. Para que ocorra a reação de síntese do carbono, a qual depende de dois núcleos de hélio, a concentração deste despenca.

Embora o caráter convectivo do núcleo impeça a formação de um caroço inerte como na fase de queima do hidrogênio, à medida que a fusão de hélio progride, sua concentração diminui, enquanto há um aumento de carbono e oxigênio, tornando o núcleo cada vez mais opaco. Como ocorreu na fase anterior, chega-se a um momento no qual a taxa de fusão no núcleo é insuficiente para manter o equilíbrio hidrostático, resultando em outro colapso parcial do núcleo. Neste instante, a concentração de hélio, no que era a região propícia a sua fusão, é tão baixa que podemos considerá-la formada inteiramente por carbono e oxigênio, um novo caroço.

À medida que o núcleo libera energia gravitacional, a temperatura da região central da estrela aumenta, ao mesmo tempo que a das camadas externas, devido a expansão, diminui. Logo, a temperatura vai atingir valores suficientemente altos para iniciar a fusão do hélio no envoltório, semelhante ao que ocorreu no final da primeira fase de queima.

Conforme o colapso continua, a taxa de queima de hélio no envoltório aumenta drasticamente devido a sua alta dependência com a temperatura, o que causa uma diminuição de seu tamanho. Outra consequência direta do colapso é a expansão e resfriamento das camadas superiores ao envoltório, incluída aquela que fundia hidrogênio, diminuindo a taxa de fusão da mesma.

O que ocorre a seguir depende inteiramente da massa inicial da estrela. Caso ela tenha massas maiores que $7-9 M_{\odot}^{3}$, a temperatura do núcleo em colapso eventualmente atingirá o ponto crítico para a queima do carbono, estabilizando novamente a estrela. Porém, se ela possuir uma massa inferior a esse valor, o núcleo será incapaz de atingir tal temperatura, fazendo com que o colapso continue até que a pressão dos elétrons degenerados volte a ser considerável, freando o colapso gradativamente e levando a estrela para o ramo das gigantes assintóticas (AGB).

1.1.3 Das estrelas AGB às nebulosas planetárias

Quando uma estrela entra no ramo das gigantes assintóticas sua estrutura característica pode ser dividida em cinco camadas. A primeira consiste em um enorme envoltório inerte de hidrogênio, o qual sobrepõe uma região que funde hidrogênio de uma forma bem mais branda (quando em comparação com a queima no envoltório do caroço de hélio), devido a diminuição da temperatura dessa camada durante sua expansão. Abaixo desta encontra-se a terceira camada, uma zona rica em hélio inerte, a qual encobre um envoltório cada vez mais fino devido à queima de hélio que ali ocorre. A quinta camada está na região central da estrela, sendo composta por um núcleo de carbono e oxigênio, o qual se mantém através da pressão dos elétrons degenerados em seu interior.

³Caso a massa seja muito maior que isso $(M > 12 M_{\odot})$, a estrela sequer passa pela fase de gigante vermelha, pois ela alcança a temperatura necessária para a queima de hélio antes mesmo da expansão das camadas externas. A temperatura para a queima de carbono e eventualmente oxigênio é alcançada quase que imediatamente após tal feito (Salaris & Cassisi, 2005).

Embora possua duas camadas em constante fusão, a queima de hidrogênio é tênue, quase irrisória, mesmo que, em estrelas menos massudas, por mais que ela seja bem menos voraz do que nas outras fases, ela ainda é responsável por uma fração considerável da produção de energia da estrela. Por causa disso, a produção de energia da estrela é dominada pela queima de hélio, resultando na expansão das camadas mais externas e, consequentemente, o resfriamento destas, podendo até mesmo parar a queima do hidrogênio nas estrelas menos massudas.

Em consequência da contante queima de hélio no entorno do caroço, mais cinzas são depositadas no núcleo, aumentando sua massa e degenerescência ao mesmo tempo que a região em que ocorre a fusão se torna mais fina, diminuindo a taxa em que libera energia, até que, inevitavelmente, a queima cesse. Como a pressão que empurra as camadas superiores para fora diminui, a estrela passa por um processo rápido de contração, elevando sua temperatura efetiva que acarretará em uma nova ignição da queima de hidrogênio, ou no aumento da taxa de fusão caso a queima não tenha sido interrompida, a qual fornece a energia que a estrela precisa para sustentar o colapso. Essa primeira interrupção da fusão do hélio marca o início da fase dos pulsos térmicos.

Lentamente, a queima do hidrogênio deposita hélio nas regiões logo acima do caroço de carbono e oxigênio (C-O), as quais são comprimidas e esquentadas conforme a fusão evolui, disso resulta uma nova ignição de hélio. Isso ocasiona um processo semelhante ao ocorrido na queima de hélio em estrelas de baixa massa, porém o fenômeno aqui está atrelado à dimensão da camada, não à degenerescência (Carroll & Ostlie, 2017). Esse fenômeno é chamado de *flash* do envoltório de hélio. Mesmo não sendo tão potente quanto o *flash* de hélio, é energético o suficiente para expandir as camadas da estrela, inclusive aquela que está queimando hidrogênio, o que resulta em uma parada temporária do processo de queima do hidrogênio.

Com a expansão, diminui-se a quantidade de hélio que pode ser usada como combustível, o que abaixa a temperatura da zona que funde hélio e, consequentemente, sua taxa de queima. Assim, a estrela consegue se manter estável através de uma fusão bem modesta de hélio, mas conforme o tempo passa, ela se torna cada vez mais branda e inevitavelmente para, retomando o ciclo.

Outro processo importante para a evolução da estrela neste estágio é a presença de ventos estelares. Fisicamente, ventos estelares são resultado da interação de fótons emitidos pela estrela com átomos, moléculas ou grãos de poeira na atmosfera, o último sendo o mais proeminente na época de vida estelar que estamos discutindo. Os ventos estelares sempre estiveram presentes, porém a alta luminosidade das estrelas AGB torna seus efeitos bem mais drásticos. Como consequência direta desses processos, as estrelas AGB possuem uma perda de massa bem acentuada. A composição da matéria expelida depende de diversos fatores, como a metalicidade ou qual elemento é mais abundante no envoltório, resultando em compostos com C/O >1 em estrelas carbonadas e em C/O < 1 nas oxigenadas. Independente da composição, a matéria é expelida na forma de grãos de poeira devido à baixa temperatura da superfície estelar, facilitando a formação de grãos quando há a compressão dos gases durante os pulsos.

Ao decorrer das pulsações, a massa do núcleo de C-O aumenta devido à fusão do hélio, induzindo lentamente um estado de degenerescência até que a pressão dos elétrons degenerados seja suficiente para sustentar o caroço e manter seu equilíbrio. Enquanto o caroço vai tornando-se degenerado, a ejeção do envoltório continua incessantemente. Os pulsos térmicos possuem um papel importante nesse processo, mas a o principal mecanismo associado à perda de massa da estrela é o vento estelar.

A fase que a estrela se encontra agora, convenientemente chamada pós-AGB, é caracterizada por um aumento gradativo da temperatura efetiva. Tal fenômeno acontece porque a perda do envoltório expõe camadas cada vez mais internas da estrela, as quais são obviamente mais quentes. Quando a temperatura da estrela alcança a faixa dos 30.000 K, a pressão de radiação dos fótons ultravioleta é capaz de destruir os grãos de poeira no meio circunstelar, dissociar suas moléculas e por fim, ionizá-las. Assim, parte dessa nuvem de poeira formada pela matéria ejetada durante toda a fase de gigante vermelha e AGB, se torna ionizada e começa a irradiar os próprios fótons, transformando-se em uma nebulosa de emissão chamada nebulosa planetária, PN (no plural, PNe). Conforme o tempo passa, o envoltório circunstelar se afasta da fonte de fótons energéticos, impedindo que novas excitações ocorram. Quando isso acontece, a PN se dissolve no meio interestelar e desaparece.

O remanescente da pós-AGB encontra-se no centro. Este é constituído pelo que um dia foi o núcleo de C-O, e seu equilíbrio se dá devido à pressão dos elétrons degenerados, e por duas finas camadas que o envolvem: uma de hélio inerte, outra de hidrogênio em constante fusão. Quando a faixa de hidrogênio atinge algo em torno de $10^{-5} M_{\odot}$, a fusão em seu interior finalmente cessa, deixando para trás um objeto compacto bem quente $(T_{eff} \approx 10^5 K)$, mas que vai esfriando lentamente, a anã branca.

Até aqui, explicamos detalhadamente o ciclo de vida de estrelas de baixa massa, incluindo também estrelas intermediárias que não fundem o carbono. Como veremos a seguir, estas também resultam em anãs brancas – de carbono-oxigênio. O caminho mais lógico seria estudar a fundo as características desse objeto compacto, mas, antes de fazê-lo, é interessante compreender os processos alternativos que estrelas de outros intervalos de massa podem seguir.

1.2 Estrelas de massa intermediária

A evolução das estrelas de massa intermediária é bem semelhante ao que foi descrito nos tópicos anteriores, já que: 1) possuem uma fase da queima nuclear de hidrogênio; 2) se tornam gigantes vermelhas e; 3) evoluem para estrelas AGB. As diferenças que justificam a análise separada de estrelas de baixa massa e de massa intermediária ocorrem, em sua grande maioria, na fase de AGB, podendo ser sutis ou drásticas a ponto de mudar a composição química do objeto remanescente. Assim como uma estrela de baixa massa, uma de massa intermediária, porém inferior à massa necessária para iniciar a queima de carbono, seguirá o caminho descrito anteriormente, o que resulta em uma PN e uma anã branca de carbono e oxigênio. Entretanto, se a estrela for massuda o suficiente para fusionar o carbono, sua evolução pode tomar três rumos diferentes.

Caso a massa seja suficientemente alta $(M > 7 - 9 M_{\odot})$, o colapso do caroço parcialmente degenerado eventualmente desencadeará a queima do carbono antes da fase dos pulsos térmicos, ou seja, antes da super-AGB (SAGB) ter sua perda de massa acentuada (Doherty et al., 2017). A queima do carbono se inicia violentamente, embora de forma bem mais branda quando comparada ao *flash* de hélio (Carroll & Ostlie, 2017), expandindo as camadas superiores e diminuindo significativamente a taxa da queima de hélio. O *flash* de carbono remove parte da degenerescência do núcleo, pois ele não está completamente degenerado, só parcialmente. Isso resulta na formação de uma zona convectiva em regiões não centrais do caroço, a qual vai se expandindo em direção ao seu centro de forma extremamente lenta. Simultaneamente ao avanço dessa zona convectiva para regiões mais internas, a fusão do carbono forma neônio, oxigênio e sódio. Sendo assim, do centro para fora, a estrela passa a ser constituída por um caroço predominantemente composto de oxigênio-neônio, uma camada de carbono-oxigênio, um envoltório de hélio, uma camada em constante queima de hidrogênio e envoltório de hidrogênio inerte. Com as cinzas da camada em constante queima do hidrogênio, a fusão do hélio é retomada expandindo as camadas externas e cessando a queima do primeiro. Nesse momento, as SAGB -tanto quanto as AGBs de baixa massa- entram na fase de pulsos térmicos. Logo, é esperado que haja a formação de uma PN, e, por fim, de uma anã branca de oxigênio-neônio.

Como podemos ver, as SAGBs possuem diferentes intervalos de massa (Farmer et al. (2015); Doherty et al. (2017)). A massa mínima para a ignição do carbono é chamada de $M_{up}(7-9 M_{\odot})$, enquanto a menor massa necessária para a criação de uma estrela de nêutrons, um dos remanescentes criado após uma supernova de colapso nuclear de uma estrela massuda (supernovas de tipo II), é denominada $M_n(9-11 M_{\odot})$. Sendo assim, podemos dividir as SAGBs em duas faixas:

- Caso a estrela possua uma massa menor que M_{up} , ela seguirá o caminho descrito para as equivalentes de baixa massa e formará uma anã branca de carbonooxigênio.
- Por outro lado, se ela possuir uma massa entre M_{up} e M_n , conseguirá iniciar a queima do carbono, porém não terá massa suficiente para desencadear a queima do neônio, logo formará uma anã branca de oxigênio-neônio.

Como foi mencionado anteriormente, o final do ciclo de vida estelar de uma estrela isolada é marcado pela formação de um objeto compacto, cujas características dependem fortemente da massa inicial da estrela que lhe deu origem. Neste capítulo, abordamos com mais detalhes a natureza e as peculiaridades de estrelas que evoluem para d anãs brancas, já que estas são os remanescente de estrelas de massas baixas e intermediarias, intervalo no qual se insere o estudo desta dissertação.

1.3 Anãs brancas

Anãs brancas são objetos compactos resultantes do processo evolutivo de estrelas não massudas, as quais passaram pela fase de AGB e ejetaram seu envoltório formando uma nebulosa planetária. O caroço degenerado, agora exposto ao meio interestelar, tem como características principais uma massa de, aproximadamente, 1 M_{\odot} , raios próximos de 0.02 R_{\odot} e temperaturas iniciais que chegam à ordem de 100.000 K. Este emana fótons energéticos ocasionando um lento resfriamento devido à ausência de processos nucleares em seu interior, fato que acarreta uma diminuição gradual de sua luminosidade enquanto mantém seu raio praticamente inalterado, pois a degenerescência, que o mantém estável, não depende da variação de temperatura. Sua estrutura é bem curiosa visto que a disposição de matéria varia consideravelmente conforme se adentra suas regiões internas. A gravidade existente em tais corpos faz com que os elementos mais pesados migrem para camadas mais internas, restringindo os mais leves à superfície. Como consequência, a grande maioria das anãs brancas apresenta um espectro composto predominantemente de hidrogênio, elemento presente em maior quantidade na composição de sua fotosfera. Entretanto, existe uma pequena parcela das anãs brancas cujas linhas espectrais não possuem traços desse elemento, aquelas dominadas pelo hélio.

Por outro lado, a natureza da região interna é dividida em duas partes e evolui conforme a temperatura do sistema diminui. A primeira é uma fina camada de matéria não degenerada que envolve o núcleo degenerado, o qual preenche grande parte do volume do objeto. A energia emanada pela anã branca necessariamente precisa vir dos íons presentes nessa camada, uma vez que não existem processos nucleares nem contração gravitacional, e o princípio de exclusão de Fermi impede que a energia provenha dos elétrons. Isso faz com que os íons percam energia cinética à medida que a temperatura diminui, comprometendo sua livre movimentação, dado que a repulsão proveniente da força elétrica se torna cada vez mais relevante. Como resultado, a estrutura interna deixa de ter um caráter liquefeito e passa a se organizar em uma rede cristalina de íons, um processo conhecido como cristalização. Toda a estrutura é mantida coesa devido à força gerada pela pressão dos elétrons degenerados das zonas mais internas impedindo o avanço do colapso gravitacional.

Uma das consequências de ter seu equilíbrio regido pela degenerescência está no fato do aumento da massa de uma anã branca ser inversamente proporcional ao seu raio. Isso implica que um ganho de massa ocasione uma redução em seu tamanho, o que resulta em um aumento de sua densidade e torna os efeitos relativísticos associados aos elétrons cada vez mais significativos. Como esses últimos independem do tamanho da anã branca, o equilíbrio do astro será ditado apenas pela massa do objeto em questão. Quanto maior a massa do remanescente, mais ele será comprimido, intensificando o caráter relativístico dos elétrons. Isso implica em uma incapacidade de gerar uma resposta à força gravitacional, situação que levará ao colapso do objeto. Por outro lado, se a massa do remanescente for menor, os efeitos relativísticos não participarão de forma tão decisiva no equilíbrio hidrostático, tornando-o mais estável, visto que perturbações em sua massa podem ser contrabalanceadas com alterações em seu raio. Esse raciocínio implica na existência de uma massa limite capaz de delimitar a zona de estabilidade de uma anã branca. Tal valor é denominado massa de Chandrasekhar.

Devido às altas perdas de massa durante a fase dos pulsos térmicos, é esperado que uma estrela isolada não consiga ultrapassar o limite de Chandrasekhar, mas caso ela esteja suficientemente perto de uma companheira para acretar matéria para si, então é possível que ela extrapole esse marco e colapse sob o próprio peso, resultando em uma supernova de tipo Ia. É possível também que esse depósito de matéria na anã branca desencadeie uma fusão tardia dessa camada extra-fina de material acretado, o que resulta em uma reação explosiva chamada de nova.

Independentemente de sua composição química, a anã branca mantém sua luminosidade através da irradiação térmica. Sendo assim, à medida que o tempo passa, ela se torna cada vez mais fria, menos luminosa e, consequentemente, menos visível. Esse processo de resfriamento é extremamente longo e o tempo necessário para que a emissão de fótons caia ao ponto de tornar o objeto "invisível" é maior do que a vida do universo. Porém o destino inevitável de toda anã branca é se tornar uma anã negra (invisível, indetectável). Mencionamos brevemente acima algumas consequências, na evolução estelar, da existência de um sistema binário interagente. Agora, aprofundaremos um pouco mais nesse assunto ao tratar diferentes categorias de binárias, para mais tarde conectá-las com as estrelas simbióticas – foco desta dissertação.

1.4 Mudanças da evolução no caso de binárias

A evolução de estrelas binárias não é muito diferente do que estudamos até aqui, desde que as estrelas não sofram o efeito da interação de sua companheira. Quando a órbita entre as duas é suficientemente grande, as estrelas individuais não são afetadas pela presença da companheira fazendo com que as duas evoluam isoladamente. Porém, se elas estão perto uma da outra, as estrelas podem interagir trazendo consequências apreciáveis tanto na evolução quanto na natureza do sistema.

O potencial gravitacional efetivo em um referencial em rotação, em um sistema binário com simetria esférica, forma superfícies equipotenciais denominadas superfícies de Roche, ilustradas na Figura 1.2. As estruturas em formato de gota, no plano projetado, são chamadas de lóbulos de Roche.



FIGURA 1.2. Uma representação tri-dimensional do potencial de Roche em um sistema binário em que uma estrela tem o dobro da massa de sua companheira. As estruturas em formato de gota, no plano projetado, são os lóbulos de Roche das estrelas. L_1 , $L_2 \in L_3$ são pontos de Lagrange onde as forças se cancelam. Matéria pode fluir de uma estrela para sua companheira caso uma delas preencha seu lóbulo de Roche. Os pontos $L_4 \in L_5$ são máximos locais, sendo pontos de equilíbrio instáveis (Hilditch, 2001).

Podemos classificar estrelas binárias com base no preenchimento dos lóbulos de Roche. Em binárias separadas (detached), a distância que as separa é muito maior do que o raio estelar dos objetos envolvidos, fazendo com que as duas estrelas evoluam quase independentemente uma da outra, ainda que sujeitas a interações gravitacionais, como forças de maré. Além disso, se uma delas tiver ventos estelares, a companheira pode acretar uma fração destes (Hurley et al., 2002). Entretanto, caso uma das duas estrelas, ao longo de sua evolução, consiga expandir e preencher seu lóbulo de Roche até o ponto de Lagrange L_1 , parte de sua atmosfera pode ser transferida para a companheira através deste ponto. Quando isso ocorre, o sistema passa a ser do tipo semi-separado (semidetached). Essa classificação refere-se à estrela que está perdendo massa como secundária e à companheira que está acretando massa como primária. Por último, existe a situação na qual ambas as estrelas conseguem preencher o lóbulo de Roche. Assim sendo, as duas estrelas compartilham uma atmosfera limitada à superfície equipotencial, como a que passa pelo ponto de Lagrange L_2 . Esses sistemas são chamados de binárias em contato. A Figura 1.3 ilustra os três casos descritos acima.



FIGURA 1.3. Uma representação esquemática da classificação de binárias, levando em conta o estado do lóbulo de Roche (Hilditch, 2001).

Quando a estrela que preenche o lóbulo de Roche é uma gigante, com envoltório convectivo, ou significativamente mais massuda do que sua companheira, então a massa transferida pode não ser capturada pela companheira, se acumulando em um envoltório comum envolvendo as duas estrelas (Yakut & Eggleton, 2005).

A transferência de massa entre binárias gera diversos casos interessantes para o estudo astrofísico, desde estrelas de bário – estrelas ricas em elementos do processo s

devido a transferência de massa de sua companheira (Jorissen, 2002) – até supernovas do tipo Ia, quando a anã branca do sistema ultrapassa a massa de Chandrasekhar (Carroll & Ostlie, 2017).

Uma vez introduzidos os processos evolutivos pelos quais passam as estrelas, sejam elas isoladas ou múltiplas, iremos apresentar o sistema binário de massas baixas e intermediárias específico envolvido neste trabalho: as estrelas simbióticas.

1.

Capítulo 2

Estrelas simbióticas e a galáxia estudada

No início do século XX, Merrill & Humason (1932) ficaram intrigados com alguns objetos que possuíam simultaneamente características espectrais ligadas a corpos celestes bem distintos. Ao mesmo tempo que tinham bandas de absorção típicas de uma estrela fria (TiO e outras bandas de metais neutros), como uma gigante vermelha, também apresentavam linhas de emissão de elementos com potencial de ionização relativamente altos (He I, He II, [O III]), geralmente associadas às nebulosas planetárias. Devido a esse carácter bem atípico, tal situação poderia ser resolvida caso o objeto em si não fosse um corpo isolado, mas sim um sistema binário. Não passou muito tempo para que um modelo inicial fosse proposto (Berman, 1932), no qual uma gigante estaria acompanhada de um objeto compacto parecido às estrelas centrais de nebulosas planetárias. Surpreendentemente, o modelo também propunha que o comportamento eruptivo observado estava ligado a uma instabilidade na componente fria, algo como uma nova.

De acordo com esse modelo, uma binária simbiótica consiste em uma gigante tipo M, podendo ser também uma gigante amarela do tipo G-K (Mikołajewska, 2003), que transfere massa para uma companheira compacta bem mais quente por meio do vento estelar. A estrela compacta é, geralmente, uma anã branca, porém também poderia ser uma estrela de nêutrons ou até mesmo uma estrela na sequência principal. Esse vento é então ionizado pela estrela quente formando uma nebulosa. Hoje sabemos que também é possível haver a transferência de massa através do preenchimento do lóbulo de Roche da gigante envolvida. Caso a gigante sozinha não consiga preencher o lóbulo de Roche, seu vento o faz (Podsiadlowski & Mohamed, 2007; Skopal & Carikova, 2015). Isso faz com que o vento seja focado no ponto de lagrange L_1 da órbita, portanto aumentando as chances da formação de um disco de acreção em volta da anã branca, com um incremento na taxa do fluxo de massa para a companheira quente (Luna et al., 2018). Quando existente, o disco de acreção deve ter o diâmetro da ordem ou maior do que uma unidade astronômica (Duschl, 1986).

Grande parte das estrelas simbióticas contém uma gigante vermelha típica e suas cores no infravermelho próximo indicam a presença de uma fotosfera com temperatura efetiva (T_{eff}) entre 3.000 e 4.000 K, sendo classificadas como sistemas tipo S (*stellar*). Também existem sistemas em que a gigante fria é do tipo Mira, com um contínuo vermelho indicando a presença de uma camada de poeira morna (com temperatura de $\approx 1.000 \text{ K}$). Essas ganharam o nome de sistemas tipo D (*dusty*). O terceiro tipo de estrelas simbióticas é denominado D', sendo categorizado por uma estrela F, G ou K envolta por uma camada de poeira. Essas três classes principais foram originalmente propostas por (Allen, 1984), e são amplamente utilizadas na literatura até a atualidade. Há um quarto tipo, recentemente proposto por Akras et al. (2019a), o chamado S+IR no qual há uma simbiótica tipo S que possui um excesso no infravermelho em 11, 6 e/ou 22, 1 μ m.

Como a presença de uma gigante é indispensável para que exista uma binária simbiótica, o sistema como um todo precisa ser suficientemente grande para contêla. Por causa disso, estrelas simbióticas são as binárias interagentes com a maior separação orbital e, consequentemente, períodos longos (de 100 a 1.400 dias (Podsiadlowski & Mohamed, 2007)). A presença de uma gigante evoluída com alta perda de massa e uma companheira quente emanando fótons ionizantes resulta em um ambiente circunstelar rico em espécies moleculares e brilhante.

Devido a sua natureza, sistemas simbióticos nos fornecem condições excelentes para o estudo de um leque de problemas astrofísicos como erupções similares às novas (Sekeráš & Skopal, 2015), formação e colimação de jatos (Angeloni et al., 2011), morfologia dessas versus das nebulosas planetárias (Corradi et al., 2003) e emissão de raios-X (Luna et al., 2013). Além de serem laboratórios naturais perfeitos para estudar todos os fenômenos ditos anteriormente, estrelas simbióticas estão entre as candidatas mais promissoras como progenitoras de supernovas Ia, pois satisfazem o modelo clássico de formação, no qual a anã branca acreta material da companheira até alcançar a massa de Chandrasekhar e produzir uma explosão termonuclear, hipótese que ganhou força depois da detecção de matéria circunstelar em torno de algumas delas (Patat et al., 2007; Dilday et al., 2012).

2.1 Motivação da procura de simbióticas

Existem dois grandes problemas ligados ao estudo desses objetos. Um deles é a divergência entre o número observado de simbióticas e o calculado. Na literatura,

há pelo menos quatro formas distintas de estimar a quantidade de simbióticas:

- Considerar a taxa de nascimento de simbióticas por meio da quantidade de anãs brancas que possuem processo de acreção. Para tal estimativa utilizamse códigos de síntese de populações (Lü et al., 2006). Estimam-se, dessa forma, algo entre 1,200 e 15,000 simbióticas na Galáxia.
- Aproximar o número de simbióticas como sendo 0,5% da população de gigantes vermelhas e AGB somadas (Magrini et al., 2003). Com esta hipótese estimam-se da ordem de 4×10^5 sistemas na Galáxia.
- Assumir as 40 simbióticas tipo S do trabalho descrito por Freeman (1987) e as dimensões Galáticas de Gilmore et al. (1989) para calcular um gradiente de densidade e aplicá-lo na Galáxia como um todo (Munari & Renzini, 1992). Com esses argumentos calculam-se em torno de 3×10^5 simbióticas.
- Através de uma estimativa da taxa de formação de sistemas gigante vermelhaanã branca utilizando a equação

$$r_{SySt} = r_{bin} \times f_1 \times f_2 \times f_3$$

onde r_{bin} é a taxa de formação de binárias, f_1 a fração de binárias com período orbital entre 1 e 10 anos, f_2 é a fração de binárias que sobrevivem a primeira fase de perda de massa e f_3 a fração de binárias cujas companheiras são massudas o suficiente para evoluir à fase de gigante vermelha, em escala de tempo compatível com a idade da Galáxia. Sabendo disso, o número de simbióticas esperado é da forma

$$N_{SySt} = r_{SySt} + t_{SySt}$$

sendo que t_{SySt} é o tempo de vida da fase simbiótica (Kenyon et al., 1993). Desse cálculo resultam em torno de 3×10^4 estrelas simbióticas na Galáxia.

O mais atualizado dos catálogos de simbióticas (Akras et al., 2019a) nos fornece 323 estrelas, das quais 257 são Galáticas e 66 extragaláticas. A diferença de várias ordens de grandeza entre as estimativas acima e esta contagem o número de sistemas simbióticos conhecidos é óbvia, o que demonstra claramente uma superestimação do número esperado, ou uma deficiência no número de simbióticas observadas.

O outro problema relativo ao estudo de SySt consiste na existência de objetos capazes de mimetizar as cores das simbióticas – como nebulosas planetárias, variáveis cataclísmicas, estrelas Wolf Rayet, remanescentes de supernovas, regiões compactas de H II, entre outros –, dificultando uma abordagem puramente fotométrica na identificação desses objetos. Portanto, torna-se necessário o seguimento espectroscópico posterior para confirmar a natureza simbiótica do sistema identificado fotometricamente, situação que aumenta substancialmente o custo envolvido no mapeamento de SySt, tanto no quesito tempo quanto no financeiro.

Felizmente esse tipo de sistema possui uma linha de emissão característica, em $\lambda\lambda 6830,7088$ ÅÅ. Sempre que presente (conhece-se esta emissão em aproximadamente 55% das simbióticas, (Akras et al., 2019a).), a linha $\lambda 6830$ Å está entre as 10 linhas de emissão mais intensas no espectro ótico, chegando a 5% da intensidade de H α (Angeloni et al., 2019). Esta é facilmente reconhecida pela sua natureza de banda larga com FWHM aproximadamente de 20Å, e perfis com picos duplos ou triplos nos espectros de alta resolução. A Figura 2.1 ilustra a aparência dessas linhas de emissão, denominadas Raman O VI, em uma simbiótica extragalática, LMC 1 (Angeloni et al., 2019; Munari & Zwitter, 2002).



FIGURA 2.1. À esquerda temos o espectro de LMC 1, simbiótica conhecida da grande núvem de magalhães. Note que, embora a emissão em Raman O VI $\lambda 6830$ seja evidente, esta estrela era conhecida por não ter emissão nessa banda (Morgan, 1992), contrariando o novo resultado encontrado por nosso grupo (colaboração RAMSES II). Isso demonstra o alto grau de variabilidade que o espectro de uma simbiótica pode ter (Angeloni et al., 2019). Já na direita, apresentamos o diagrama esquemático de níveis de energia para o espalhamento Raman dos fótons de O VI, do ultravioleta, pelo hidrogênio neutro, para o ótico ((Schmid, 1989)).

Essas bandas características são resultado do espalhamento Raman de fótons O VI $\lambda\lambda 1032, 1038$, emitidos pelo disco de acreção em torno da companheira quente, e espalhados pelo hidrogênio neutro. Quando um fóton ultravioleta de frequência ν_i incide sobre um átomo de hidrogênio no seu estado fundamental, este o excita até um estado intermediário, decaindo ao estado 2s após a emissão de um fóton Raman de frequência ν_o , vide Figura 2.1.

O princípio de conservação de energia requer que as frequências se relacionem por meio de

$$\nu_o = \nu_i - \nu_{io}$$

onde o termo ν_{io} está ligado à diferença de energia do estado inicial e final (Schmid, 2001). Como dito anteriormente, as bandas de Raman O VI são largas e geralmente possuem perfis complicados, podendo apresentar picos duplos ou triplos. Esta característica é uma consequência direta da conservação de energia, podendo ser observada na relação

$$\frac{\Delta\nu_o}{\nu_o} = \frac{\Delta\nu_i}{\nu_o} = \left(\frac{\nu_i}{\nu_o}\right)\frac{\Delta\nu_i}{\nu_i}$$

A equação acima implica em um alargamento por um fator $\frac{\nu_i}{\nu_o}$, que para o caso de Raman O VI, é em torno de 7, o que resulta em uma banda de ≈ 25 Å para as emissões $\lambda\lambda 6830,7088$ (Schmid, 2001).

Devido ao alto potencial de ionização do O^{+5} (114 eV), o espalhamento Raman implica na existência de uma fonte quente capaz de gerar esses fótons altamente ionizantes, ao mesmo tempo que na presença de uma quantidade significativa hidrogênio neutro, existente apenas em regiões mais frias (Schmid, 1989). Tais restrições tornam possível que o espalhamento em questão seja praticamente exclusivo de sistemas simbióticos. A Figura 2.2 esquematiza a situação descrita acima.



FIGURA 2.2. Modelo esquemático do espalhamento Raman O VI. Neste os fótons O VI $\lambda\lambda 1032, 1038$, representados pelas linhas pretas contínuas, são emitidos primariamente pelo disco de acreção, e depois espalhados em uma camada de alta densidade colunar (> $10^{22} cm^{-2}$) de hidrogênio neutro proveniente da companheira fria (scattering region). As linhas tracejadas (cinzas) representam a matéria ejetada pela gigante vermelha (Heo & Lee, 2015).

Com essa peculiaridade em mente –ou seja, o fato de que as linhas de emissão Raman O VI são características "únicas" de SySt–, a colaboração RAMSES II (*RAMan Search of Extragalatic Symbiotic Stars*) construiu dois pares de filtros de banda estreita para os espectrógrafos multi-objeto dos telescópios Gemini, GMOS, com um deles centrado na linha de emissão Raman O VI e o outro em seu contínuo adjacente. Esses possibilitam, pela primeira vez, uma abordagem puramente fotométrica para a procura de simbióticas, dentro e fora da Galáxia (Angeloni et al.,
2019), pois agora podemos mapear o excesso de cor do objeto em Raman O VI e verificar se são emissores nessa linha ou não, ou seja, se são ou não SySt.

2.2 A colaboração RAMSES II e sua abordagem

Em 2016, o observatório Gemini anunciou o primeiro programa de melhoria instrumental (*Instrument Upgrade Program*, ou IUP) que tem como objetivo financiar projetos capazes de abordar problemas científicos de forma engenhosa/inovadora. Tal iniciativa busca atualizar o telescópio Gemini com ferramentas únicas, mantendo sua relevância científica ao mesmo tempo que incentivando a criatividade necessária para inovar a ciência.

No ano seguinte, a colaboração RAMSES II¹ propôs o financiamento de dois filtros de banda estreita para o instrumento GMOS, tanto no telescópio Sul quanto daquele no Norte. Juntamente com o financiamento dos filtros, o consórcio propiciou uma noite de observação (10 horas) por projeto, para demonstração do potencial científico da ferramenta desenvolvida. Os filtros em questão têm uma largura de meia altura de 50Å e estão centrados em 6835Å e 6780Å para a emissão de Raman O VI e seu contínuo adjacente, respectivamente. Esses comprimentos de onda centrais foram escolhidos após levar em conta a posição média das bandas de O VI em uma gama de simbióticas conhecidas, além da diversidade morfológica do contínuo na região espectral envolvida no processo, como ilustrado na Figura 2.3.

Em fevereiro de 2018, os filtros foram inspecionados para verificar a possível existência de defeitos físicos, assim como para analisar suas propriedades físicas, ópticas e cosméticas. Durante esse processo, verificou-se a similaridade entre as curvas de transmissão das duas bandas, as quais possuem transmissão de mais de 90%, superior até mesmo àquela associada ao filtro H α . A Figura 2.4 ilustra as curvas de transmissão dos filtros Raman O VI.

Os testes noturnos se mostraram um sucesso, provando a eficácia dos filtros (e do método) até mesmo campos mais densamente povoados, se comparados àqueles da Galáxia. Nas Figuras 2.5, 2.6, 2.7 ilustramos alguns dos resultados obtidos pela colaboração e discutidos em Angeloni et al. (2019). A técnica completa do da colaboração RAMSES II para procura de simbióticas consiste na identificação fotométrica de estrelas nas galáxias próximas (galáxias anãs do Grupo Local de galáxias) através do imageamento das mesmas, não somente utilizando

¹Uma colaboração internacional com membros da Argentina, Brasil, Chile, Coreia e Estados Unidos, e que tem como Pesquisadora Principal a Dra. Denise R. Gonçalves (Observatório do Valongo - UFRJ, Brasil).



FIGURA 2.3. Detalhe do espectro óptico em quatro estrelas simbióticas: duas delas Galáticas (V1016 Cyg e M1-21) e duas extragaláticas (Lh α 120 N67 e LMC 1). A presença da banda de absorção de TiO em λ 6780Å (mais evidente no spectro de Lh α 120 N67) foi o principal motivo para escolher o contínuo adjacente de Raman O VI no lado mais azul do espectro (Angeloni et al., 2019).

os filtros Raman O VI, mas também aqueles que detectam as linhas de emissão de He II λ 4686 e H $\alpha\lambda$ 6563. Isso é importante, pois a análise do excesso de Raman O VI apenas pode resultar em vários falsos positivos, visto que o contínuo na região mais vermelha do espectro das simbióticas geralmente é bem tumultuado.

Estrelas simbióticas não podem emitir Raman O VI se fótons altamente energéticos não estiverem presentes. Isso implica que toda detecção nessa linha deve vir acompanhada de uma emissão em He II (4686 Å), dado que He II possui potencial de ionização de 54,4 eV, ou seja, menos da metade daquele associado aos fótons O VI (114 eV). Sendo assim, a detecção simultânea de excessos em H α (presente em qualquer gás ionizado), He II e Raman O VI garante a natureza simbiótica do objeto, visto que uma zona de alta ionização capaz de emitir fótons He II é incapaz



FIGURA 2.4. Curvas de transmissão dos filtros Raman O VI construídos pela colaboração RAMSES II e instalados no instrumento GMOS-N. A linha contínua se refere ao filtro O VI e a tracejada ao filtro O VIC, o contínuo adjacente. As curvas pretas correspondem à transmissão conforme declarada pelo fabricante, enquanto a curva vermelha é a transmissão medida pelo laboratório óptico do consórcio Gemini. As curvas para os filtros instalados no GMOS-S são bem semelhantes, praticamente iguais, a essas (Angeloni et al., 2019).



FIGURA 2.5. Imagens de V1016 Cyg obtidas usando o filtro Raman O VI (na esquerda) e a imagem com o contínuo subtraído (na direita). A estrela simbiótica é o objetos no centro do campo (Angeloni et al., 2019).



FIGURA 2.6. Imagens de M 1-21 mostrando que o método adotado funciona até mesmo em campos mais densamente povoados. Note que a estrela simbiótica encontra-se no centro da imagem, mas pela subtração conseguimos ver outras fontes que precisarão ser melhor estudadas para verificar se são ou não estrelas simbióticas (Angeloni et al., 2019).

de ser um falso positivo em Raman O VI.

Dado que já conhece-se o tipo de dados observacionais que serão tratados no presente trabalho, a próxima sessão introduzirá a galáxia que serviu de base para



FIGURA 2.7. Imagens de LMC 1. Como discutido anteriormente, pelo que se conhecia previamente, essa estrela não deveria possuir emissão em Raman O VI, porém nosso teste mostrou que esta emissão está presente hoje em dia, hipótese confirmada através do espectro óptico da mesma, obtido quase simultaneamente às imagens (Angeloni et al., 2019). A figura 2.1 contém o espectro (atual) desta simbiótica.

este trabalho, assim como aprofundará o motivo para sua escolha.

2.3 A galáxia anã NGC 205: primeiros dados da colaboração RAMSES II

Galáxias anãs são o tipo de galáxia mais numeroso no universo (Whiting et al., 1999), porém sua detecção é geralmente mais difícil, devido à sua baixa massa (entre $10^7 e 10^9 M_{\odot}$), luminosidade (entre $10^5 e 10^7 L_{\odot}$) e tamanhos pequenos (entre 1 e 10 kpc) se comparados às demais. Geralmente são encontradas acompanhando galáxias maiores, com as quais podem interagir de várias formas, entre elas via forças de maré e de arrasto. Tais interações afetam diretamente a formação estelar e a evolução química das mesmas, fornecendo um ambiente de estudos rico e variado para diversos campos da astronomia (Mateo, 1998).

O objetivo da colaboração RAMSES II é encontrar estrelas simbióticas em galáxias anãs do Grupo Local de galáxias, dado que estas estão suficientemente próximas para que suas populações estelares possam ser estudadas com relativa facilidade (podem ser mapeadas com número razoável de apontamentos dos instrumentos GMOS; cujo campo, FoV, é de $5.5 \times 5.5 \ arcmin^2$) e que desconhece-se a fração de SySt nessas galáxias. Com isso em mente, observações foram realizadas em Fornax, IC 10, NGC 55 e NGC 205, a última sendo o foco do presente trabalho. Também conhecida como Messier 110, NGC 205 é uma galáxia anã companheira de Andrômeda, sendo sua satélite, de tipo inicial, mais brilhante e também uma das mais próximas a esta. NGC 205 dista 42 kpc de Andromeda e aproximadamente 0.8 Mpc de nós (Vilardell et al., 2010).

NGC 205 tem tamanho $(21, 9 \times 11, 0 \ arcmin^2)$, luminosidade $(2, 68 \times 10^8 \ L_{\odot})$ e massa $(3, 3 \times 10^8 \ M_{\odot})$ intermediários, apesar de ser a maior dentre galáxias anãs satélites de Andrômeda, características que a tornam uma boa representante da classe geral de galáxias anãs. Além disso, é uma boa candidata para o estudo do efeito da metalicidade na contagem de simbióticas das galáxias próximas, visto que sua metalicidade é baixa (12 + log(O/H) = 8,08; Gonçalves et al. (2014)), até mesmo quando comparada com a Pequena Nuvem de Magalhães (12 + log(O/H) = 8,15; Shaw et al. (2010)).

A formação estelar em NGC 205 foi estudada extensivamente (Davidge, 2003; Bertola et al., 1995), sendo dominada por uma população estelar velha – em torno de 10 Gyr (Bica et al., 1990) – e possui alguns aglomerados abertos ou população estelar jovem na sua região central. Um estudo do ramo assintótico das gigantes (Davidge, 2003) mostrou evidências de múltiplos episódios de formação estelar nas regiões centrais em uma escala de tempo compatível com seu período orbital, indicando a possibilidade de interações de maré com Andrômeda (Cepa & Beckman, 1988). Entretanto, existem evidências que retificam tal observação (Monaco et al., 2009) e (Howley et al., 2008), as quais apontam uma formação estelar constante nos últimos \approx 300 Myr, como se a galáxia estivesse se aproximando de M31 pela primeira vez.



FIGURA 2.8. Andrômeda, ou M31, (a maior) e algumas de suas muitas galáxias satélite. Imagem de 37x180"ISO1600 no ótico tirada com uma Canon EOS Rebel T5/1200D com o auxílio de um telescópio Sandro Colletti ATM Newtonian 150mm f/5.

Outro fator decisivo para essa escolha de NGC 205 como a primeira das galáxias a ser analisada foi o fato desta (dentre as galáxias para as quais temos dados) ser alvo de um estudo prévio de busca de nebulosas planetárias (Gonçalves et al., 2014). Tal estudo, ocasionou a descoberta de sua única estrela simbiótica – NGC SySt-1; (Gonçalves et al., 2015). Além deste, outros estudos são de particular interesse para o nosso trabalho, devido à idade (pós sequência principal) e massa (até 8 M_{\odot}) das populações estelares estarem no intervalo ideal para a existência de simbióticas, nos fornecem catálogos de fontes que podem incrementar as análises do nosso trabalho, como: estrelas AGB (Jung et al., 2012), PNe (Gonçalves et al., 2014) e, obviamente, SySt (Gonçalves et al., 2015).

Gonçalves et al. (2014) utilizaram imageamento em banda estreita, de 2 campos de visão (*Field of View* (FoV)) de NGC 205, o qual evidenciou emissores da linha [O III] λ 5007 por meio da subtração entre um filtro de banda estreita centrado na linha de emissão e seu contínuo adjacente, procedimento análogo ao que àquele em andamento pela colaboração RAMSES II (Angeloni et al., 2019), para selecionar candidatas a PNe. A lista formada por essa abordagem, se encontra na Tabela 2.1. Dentre esses emissores de [O III], existem estrelas, nebulosas planetárias e três candidatas a simbióticas. Neste mesmo trabalho comprova-se a natureza das PNe, e em (Gonçalves et al., 2015) confirma-se o caráter de sistema simbiótico de uma simbiótica (NGC 205 SySt-1) e discutem-se os argumentos que sugerem que as outras 2 provavelmente também se enquadram nesta categoria, conforme detalharemos abaixo.

Os espectro dos 3 SySt de (Gonçalves et al., 2015) podem ser vistos nas Figuras 3.7 e 2.10. Para assegurar o caráter simbiótico desses objetos, é imprescindível que essas estrelas cumpram pelo menos os seguintes critérios (Belczyński et al., 2000):

- Conter bandas de absorção ligadas às gigantes evoluídas, como TiO, H₂O, CO, CN e bandas VO, assim como Ca I, Ca II, Fe I e Na I.
- Ter em seu espectro de fortes linhas de emissão de H I e He I, juntamente a íons com potencial de ionização maior que 35 eV.
- Apresentar a linha correspondente ao Raman O VI, mesmo que as características da estrela fria não sejam evidentes. Esta condição é suficiente, ainda que não seja necessária.

O primeiro dos 3 objetos candidatos a SySt mostra claras linhas de emissões de Raman O VI, bem como as bandas de absorção esperadas para uma gigante de tipo M e linhas de emissão de altos potenciais de ionização, sendo assim uma estrela simbiótica confirmada – NGC 205 SySt-1 (Figura 3.7). O segundo não tem emissão na linha Raman O VI e, embora tenha emissão em He II, nota-se em seu espectro a ausência de linhas proibidas com potencial de ionização alto, ao contrário de NGC 205 SySt-1, situação que o coloca na categoria de provável simbiótica. Por último, o terceiro desses objetos possuiu um contínuo vermelho bem evidente, implicando na existência de uma gigante evoluída e, mesmo não possuindo emissão em Raman O VI, compartilha características com algumas simbióticas galáticas conhecidas, como ionização moderada/alta de Fe V em λ 4181 Å (Gutiérrez-Moreno _

FoV e Número	Classificação	RA	Dec	
F1-1	estrela	00:39:57.93	41:40:51.06	
F1-2	estrela	00:40:02.16	41:39:35.82	
F1-3	estrela	00:40:06.07	41:37:54.33	
F1-4	estrela	00:40:05.55	41:37:37.88	
F1-6	estrela	00:40:05.17	41:39:27.32	
F1-7	estrela	00:40:10.02	41:37:47.24	
F1-8	$_{\rm PN}$	00:40:08.77	41:40:43.75	
F1-9	$_{\rm PN}$	00:40:13.47	41:38:42.07	
F1-10	$_{\rm PN}$	00:40:11.07	41:40:48.00	
F1-11	estrela	00:40:11.37	41:37:48.58	
F1-12	estrela	00:40:19.74	41:40:11.99	
F1-13	$_{\rm PN}$	00:40:20.35	41:38:43.80	
F1-14	$_{\rm PN}$	00:40:17.88	41:38:32.85	
F1-15	$_{\rm PN}$	00:40:21.15	41:38:38.76	
F1-16	$_{\rm PN}$	00:40:20.26	41:38:17.55	
F1-18	-	00:40:20.88	41:41:42.10	
F1-19	estrela	00:40:23.34	41:40:23.02	
F1-20	$_{\rm PN}$	00:40:21.42	41:42:26.60	
F1-21	$_{\rm PN}$	00:40:25.42	41:40:06.81	
F1-22	$_{\rm PN}$	00:40:26.35	41:40:20.89	
F2-1	estrela	00:40:04.35	41:40:33.21	
F2-2	estrela	00:39:55.99	41:43:26.19	
F2-3	$_{\rm PN}$	00:40:02.65	41:42:13.57	
F2-4	$_{\rm PN}$	00:40:03.29	41:43:59.47	
F2-5	estrela	00:40:06.38	41:44:55.35	
F2-6	estrela	00:40:06.10	41:44:41.30	
F2-7	$_{\rm PN}$	00:40:14.94	41:42:02.11	
F2-8	-	00:40:07.97	$41:\!45:\!23.64$	
F2-9	-	00:40:17.60	41:41:53.30	
F2-10	$_{\rm PN}$	00:40:12.00	41:45:31.70	
F2-11	$_{\rm PN}$	00:40:19.17	41:41:47.14	
F2-13	estrela	00:40:15.72	41:47:06.28	
F2-14	estrela	00:40:16.94	41:47:00.13	
F2-15	$_{\rm PN}$	00:40:17.38	$41:\!45:\!58.63$	

TABELA 2.1. Objetos estudados por Gonçalves et al. (2014), a partir de espectros ópticos. As fontes identificadas como F1-18, F2-8 e F2-9 são as duas possíveis simbióticas e a simbiótica confirmada, NGC 205 SySt-1, respectivamente, em Gonçalves et al. (2015).

& Moreno, 1996). Esses dois parâmetros o classificam como outra possível estrela simbiótica (ver Figura 2.10).

Agora que já introduzimos as estrelas simbióticas, o método utilizado pela colaboração RAMSES II e a galáxia na qual procuramos SySt –objetivo desta pesquisa de mestrado–, podemos descrever o trabalho de redução e análise dos dados observacionais (RAMSES II) para a galáxia anã NGC 205.



FIGURA 2.9. Características espectrais de NGC 205 SySt-1, a única estrela simbiótica confirmada desta galáxia. Na qual a parte azul do espectro chama-se atenção para uma emissão clara em $H\alpha$, enquanto a parte vermelha evidencia a emissão em Raman O VI e o contínuo vermelho proveniente da companheira fria (Gonçalves et al., 2015).



FIGURA 2.10. Características espectrais de duas fontes, possíveis estrelas simbióticas, de NGC 205, estudadas por (Gonçalves et al., 2015). O painel superior mostra-se uma das duas possíveis simbióticas, denominada SySt-2. A parte em azul indica a emissão em H β , assim como outras linhas notáveis que podem ser Raman Ne VII, N III, ou até mesmo [Fe III]. O painel inferior mostra o espectro da segunda possível simbiótica (SySt-3). A parte em vermelho destaca a emissão H α .



FIGURA 3.1. Imagem POSSII (ótico, de 11,8 × 8,8 $arcmin^2$ e centrada em 6500Å) de NGC 205, obtida no Database Extragalático da NASA/IPAC. Nela estão sobrepostos campos de visão GMOS-N com áreas de 5,5 × 5,5 $arcmin^2$. As cores magenta e verde correspondem aos campos descritos em Gonçalves et al. (2014), enquanto azul refere-se às observações RAMSES II, analisadas no presente trabalho.

Os tempos de exposição para os dois tipos de filtros foram: $3 \times 90 \ s \ e \ 3 \times 475 \ s$ para H α e H α C; $3 \times 180 \ s \ e \ 6 \times 1100 \ s$ para He II e He IIC; e $3 \times 300 \ s \ e \ 6 \times 1150 \ s$ para O VI e O VIC. O *seeing* variou de 0,479 to 1,216 *arcsec* for H α e H α C; de 0,349 até 0,532 *arcsec* for He II e He IIC; e de 0,490 até 1,093 *arcsec* para O VI e O VIC. Com o objetivo de cobrir os intervalos (vazios) entre os 3 CCDs do instrumento, 2 das 3 imagens obtidas foram deslocadas, evitando assim a perda de objetos nos vazios entre CCDs.

Além das observações de NGC 205, foram obtidos imagens de *bias*, para corrigir os ruídos de leitura do CCD, e crepúsculo (*flatfield*), para retirar quaisquer flutuações de resposta de cada pixel, assim como estrelas padrão, para realizar a calibração de fluxo. O Observatório Gemini fornece essas calibrações, oriundas da noite das observações de ciência, ou próximas a esta.

Capítulo 3

Metodologia

A primeira parte desse capítulo detalha as observações realizadas, enquanto a segunda foca na metodologia envolvida no trabalho. Esta última foi subdividida em outras duas partes, uma para cada procedimento aplicado ao decorrer do trabalho.

3.1 Os dados observacionais

O consórcio RAMSES II obteve imagens de NGC 205 por meio do telescópio de 8 mGemini Norte, fazendo uso dos espectrógrafos Multi-Object Spectrographs (GMOS), através dos programas GN-2018B-Q-211 e GN-2018B-DD-103. Esses dados foram obtidos em modo de serviço, durante as seis noites de 29 de novembro de 2018, 16 e 25 de dezembro de 2018; e 01, 09 e 10 de janeiro de 2019, respectivamente.

A área observada corresponde a $5, 5 \times 5, 5 \ arcmin^2$ (FoV do instrumento GMOS), centrada em 00h40m11.08s e +41d40m39.28s. A Figura 3.1 ilustra o campo observado (azul) em contraste com os dois campos previamente observados por Gonçalves et al. (2014) (verde e magenta). Os círculos amarelos correspondem aos objetos listados na Tabela 2.1, adaptada de (Gonçalves et al., 2014), os quais estão dentro do campo observado pela colaboração RAMSES II. Destacamos aqui que todos esses objetos foram recuperados nas presentes observações.

A colaboração RAMSES II observou com os filtros centrados nas linhas de emissão $H\alpha$, He II e O VI e o contínuo adjacente às mesmas. Tais filtros, de banda estreita, têm centro e intervalos de comprimento de onda como a seguir: 656 nm e 654-661 nm (para H α); 468 nm e 464 - 472 nm (para He II); 684 nm e 681, 6 - 686, 5 nm (para O VI). No caso dos filtros do contínuo, os valores são: 662 nm e 659 - 665 nm (para H α C); 478 nm e 474 - 482 nm (para He IIC); 679 nm e 676, 1 - 680, 9 nm (para O VIC).

3.2 Redução dos dados e formas de análise

O passo inicial da redução é a construção do *bias* que será utilizado para a correção das imagens brutas de ciência. Para fazer isso usa-se a média dos arquivos *bias* obtidos. Em seguida, é preciso criar o *flatfield* normalizado, o que pode ser realizado combinando os *flatfields* 'brutos' e depois dividindo a combinação pelo valor médio de contagem dos pixels da imagem. Por fim, as imagens de ciência foram reduzidas, diminuindo de suas contagens o valor do *bias* combinado e dividindo o resultado pelo *flatfield* normalizado. Todos esses passos foram feitos com um programa da colaboração RAMSES II, o qual foi ajustado à redução dos dados de NGC 205.

Com as imagens individuais da galáxia reduzidas, é necessário combiná-las em um mosaico para unir os três CCDs em uma só imagem (*'gemini.gmosaic'*). Para garantir o melhor resultado possível, os parâmetros ff_clean e fl_fixp foram desativados e ativados, impedindo a tarefa de limpar a imagem fora do campo de imageamento e permitindo a interpolação entre os intervalos do CCD, respectivamente. Concluída a redução dos dados, os mesmos estão prontos para serem analisados com o objetivo de identificar sistemas simbióticos através da presença das linhas de emissão consideradas.

Ao longo do desenvolvimento do projeto, foram utilizados dois métodos distintos para a procura de simbióticas nas galáxias em questão, os quais serão descritos com detalhes nesta seção. O primeiro, mais direto, baseia-se na subtração do contínuo adjacente nas imagens centradas nas linhas de emissão $H\alpha$, He II e Raman O VI, com o objetivo de encontrar visualmente as fontes emissoras, como foi descrito em Angeloni et al. (2019). Já o segundo método utiliza fotometria estelar em campos densamente povoados, com a utilização de DAOPHOT (Davis et al., 1994).

Em ambos os casos, foi necessário colocar as imagens de ciência na mesma escala de contagem, através da multiplicação de um fator de escala aos arquivos de ciência (em geral nas imagens do contínuo adjacente). Isso foi feito para que a análise entre as bandas retirasse corretamente o fundo galáctico, restando somente a linha de emissão a ser analisada. Os valores do fator de escala utilizados para os três filtros foram esses:

$$FE_{H\alpha} = \frac{H\alpha}{H\alpha C} = 0,94375 \tag{3.2.1}$$

$$FE_{He\ II} = \frac{He\ IIC}{He\ II} = 0,96514$$
 (3.2.2)

$$FE_{O\ VI} = \frac{O\ VIC}{O\ VI} = 0,8774$$
 (3.2.3)

Após a criação dos mosaicos a abordagem utilizada em cada um dos métodos utilizados é diferente, sendo interessante dividi-los em subseções.

3.2.1 Primeiro método: comparação entre imagens centradas na banda e subtraídas do contínuo

O próximo passo da análise, após a obtenção dos mosaicos, é a subtração do céu. É possível obter o valor do fundo de céu através de uma média aritmética das medianas de várias regiões do céu distribuídas por toda a imagem. Ao escolhê-las, é fundamental que o interior das regiões não possua nenhuma estrela, fator que inflaria o valor das contagens da zona escolhida. Evitar a emissão difusa da galáxia também é uma alternativa recomendável. A Figura 3.2 mostra um exemplo aceitável de tal tipo de região. Após calculada a média do fundo de céu, esta é subtraída de cada imagem (*'gemini.gemarith'*).



FIGURA 3.2. Exemplo de uma zona, sem estrelas, utilizada para calcular a média do fundo de céu em uma imagem H α . O círculo verde na imagem possui 0,5 arcsec.

Em seguida é preciso combinar ('gemini.gemcombine') as imagens para aumentar o sinal ruído na imagem resultante. A Figura 3.3 mostra a melhora obtida nesse quesito para uma mesma região da imagem $H\alpha$ de NGC 205. Para garantir a otimização na remoção de raios cósmicos e minimizar a perda de informação no intervalo entre os CCDs, os parâmetros offsets e combine devem ser wcs e median, respectivamente.

Os últimos passos deste método de análise são a correção de deslocamentos existentes entre as imagens centradas na emissão e no contínuo ('gemini.gemshift'); e a multiplicação de uma das bandas pelo fator de escala utilizando as equações (3.2.1), (3.2.2) e (3.2.3). Para visualizar a emissão, é necessário subtrair das imagens combinadas centradas na linha de emissão seu contínuo adjacente. A imagem 3.4 ilustra o resultado encontrado após subtrair de H α o seu contínuo adjacente H α C.



FIGURA 3.3. Exemplo da melhora de qualidade de uma imagem H α ao utilizar uma imagem combinada (direita) quando comparada à imagem individual (esquerda). Note como a imagem à esquerda possui uma clara descontinuidade no intervalo entre os CCDs e também uma quantidade elevada de raios cósmicos, dois problemas praticamente inexistentes na combinação.



FIGURA 3.4. Imagem de $H\alpha$, combinada, com seu contínuo subtraído. Os emissores dessa linha aparecem na imagem como fontes em cor branca, alguns dos quais foram evidenciados com círculo verde.

O método que a colaboração RAMSES II utiliza para identificação das simbióticas está fortemente associado ao fator de escala. Antes de fazer a subtração entre a emissão

e seu contínuo, variamos FE das equações (3.2.1), (3.2.2) e (3.2.3), segundo a equação:

$$FV = (FE_x - i \times [0, 05])$$

Nessa fórmula, $x \neq 0$ filtro em questão, $i \neq 0$ m número inteiro que pode variar entre $-3 \in 3$, e FV o fator de escala 'visual', o qual multiplica-se às imagens para corrigir as contagens. Sendo assim, quando i = -3, i = 0 e i = 3 FV teria uma correção positiva, neutra e negativa respectivamente. Essa abordagem foi escolhida pois facilita a visualização da imagem e a procura de emissores, visto que um maior fator de escala visual faz com que a imagem possua mais "emissores" do que nos outros dois casos, conforme ilustrado na Figura 3.5. Embora esse procedimento tenha a vantagem dita acima, ele também favorece a criação de artefatos (falsos positivos). Portanto, a colaboração RAMSES II definiu que o critério base para determinar que uma fonte é emissora seria a permanência desta nas imagens correspondentes a todos os valores de FV. A Figura 3.6 ilustra o procedimento descrito.



FIGURA 3.5. Exemplo da variação causada por FV. As imagens estão em ordem decrescente (da esquerda para a direita) de FV, correspondendo aos valores de i igual a -3, 0 e 3, respectivamente. Note que da esquerda para a direita, o número de "emissores" diminui.



FIGURA 3.6. Exemplo do procedimento para a confirmação de emissores para quatro objetos. As imagens, da direita pra esquerda, estão em ordem decrescente de FV. Nesse exemplo, os círculos vermelhos evidenciam os artefatos, enquanto o verde o verdadeiro emissor da linha. A imagem H α subtraída do contínuo.

Utilizando este método conseguimos recuperar a simbiótica conhecida nesta galáxia (NGC 205 SySt-1; Gonçalves et al. (2015)) em H α , He II e Raman O VI, conforme ilustrado na Figura 3.7. Note que a qualidade da imagem em He II é, nitidamente, inferior àquelas dos outros filtros. Isso se deve a dois fatores que tornaram essa análise um desafio bem árduo, como detalhado a seguir.



FIGURA 3.7. Imagens RAMSES II em H α , He II e Raman O VI, respectivamente, subtraídas do contínuo, e centradas em NGC 205 SySt-1, a simbiótica previamente conhecida em NGC 205.

O primeiro problema refere-se a qualidade das imagens de He II. Como nossa rotina de observação consistia na tomada de três imagens centradas na linha de emissão e três no contínuo adjacente (ou vice versa), às vezes a qualidade da primeira observação é bem diferente da última, devido a variação da atmosfera, alterando principalmente o *seeing* das mesmas. Esse problema foi parcialmente resolvido nas observações subsequentes, as quais foram feitas em pares de imagens centradas na linha e, imediatamente depois, no contínuo adjacente.

A segunda dificuldade está no fato de que grande parte das imagens individuais de He II, antes da combinação, apresenta por si só algum problema, conforme ilustrado na Figura 3.8. Por exemplo, das seis imagens tiradas com esse filtro, NGC 205 SySt-1 (Gonçalves et al., 2015) se encontra no intervalo entre os CCDs em duas delas, e possui raios cósmicos em sua proximidade em outras três. Tais infortúnios afetaram diretamente a qualidade da imagem combinada.



FIGURA 3.8. Seis imagens em He II da simbiótica conhecida em NGC 205. Note que a mesma se encontra no intervalo entre os CCD em duas delas, e em outras três existem raios cósmicos muito próximo ao objeto.

Além dos problemas específicos dos dados para essa galáxia, a continuidade do trabalho utilizando o método acima trouxe à tona outras limitações. Uma delas é o caráter subjetivo existente na escolha dos emissores, dado que diferentes pessoas podem chegar a resultados que não concordam entre si, na análise de um mesmo campo¹. A outra limitação é o fato da galáxia observada estar bem mais distante do as observadas nos testes iniciais (Angeloni et al., 2019), possuindo também um campo muito mais denso.

Quando levamos em consideração os problemas descritos acima fica evidente a necessidade de outra abordagem para a análise dos dados de NGC 205, que seja menos subjetiva e capaz de tratar adequadamente campos muito densos. A análise fotométrica através do uso de DAOPHOT fornece resultados reproduzíveis e de alta precisão, os quais podem ser interpretados por meio de diagramas de cor-magnitude que permitem a identificação das fontes emissoras. Este é o método que descreveremos a seguir.

3.2.2 Segundo método: fotometria de campos densamente povoados

As diferenças entre esses dois métodos começam na forma de combinação das imagens. No primeiro método – comparação entre imagens na banda e subtraídas do contínuo –, foi preciso subtrair o céu de cada imagem individualmente antes de combinálas, processo necessário para retirar a emissão difusa das mesmas. Porém, este método não necessita tal cuidado, visto que dentre os procedimentos incluídos em DAOPHOT está a subtração do céu, conforme detalharemos.

Entretanto, ao contrário do primeiro método, é preciso garantir que cada imagem compreenda somente o FoV do instrumento. A região excedente afeta negativamente o resultado da fotometria, resultando na identificação, como se fossem estrelas, de fontes que sequer existem. A Figura 3.9 ilustra a diferença entre imagens típicas utilizadas em cada dos procedimentos. Feito o corte no excedente da imagem, multiplica-se FE em uma das bandas para que seja possível comparar diretamente a contagens de elétrons entre as duas bandas.

Para a análise fotométrica foram utilizados dois algoritmos fornecidos pela colaboração RAMSES II. O primeiro é responsável por analisar uma banda em específico (a linha de emissão ou o contínuo adjacente) e gerar um catálogo que contém a posição de cada estrela encontrada, sua magnitude e erro a ela associado, sua nitidez $(sharpness)^2$

 $^{^1 \}mathrm{Testamos}$ o método com 5 diferentes pesquisadores da colaboração RAMSES II.

²Sharpness é um parâmetro estatístico dado pela razão entre a amplitude da função delta que melhor define a distribuição de brilho, na posição de um objeto detectado, e a amplitude da melhor função gaussiana nesta mesma posição. Idealmente sharpness deveria ser ~ 0 (Davis et al., 1994).



FIGURA 3.9. Duas imagens GMOS-N da mesma região da galáxia NGC 205. Note que o painel da direita (utilizado na fotometria de campo denso) praticamente não possui regiões externas ao FoV do instrumento.

e seu $\chi^2 \ (chi^2)^3$. O segundo algoritmo correlaciona as duas bandas utilizadas em cada filtro, para a criação de um catálogo que contenha além das informações geradas pelo algoritmo anterior, a separação entre as estrelas na linha de emissão e no contínuo adjacente, o excesso de cor e seu erro, o sinal-ruído e a posição em ascensão reta e declinação de cada astro.

A análise fotométrica depende crucialmente da definição robusta dos parâmetros que serão utilizados na mesma (parâmetros de entrada).

- O valor do céu é calculado da mesma forma que no método anterior, mas utilizando a imagem combinada ao invés das individuais. Obtém-se o valor do céu pois necessita-se calcular o desvio padrão (σ) do mesmo.
- O ganho (gain) e o ruído de leitura (readoutnoise) são dois parâmetros que dependem unicamente do CCD. Pode-se encontrar seus valores no cabeçalho da imagem.
- A contagens mínima que será considerada pelo algorítimo deve ser determinada. Seu valor é calculado ao subtrair do valor médio do céu, cinco vezes seu desvio padrão. Isso é feito porque, em uma distribuição gaussiana, é estatisticamente improvável que um valor que diste mais do que 5σ da média seja real.
- O valor da máxima contagem é análogo ao anterior, mas para o outro extremo. É necessário evitar que os catálogos contenham estrelas saturadas. Geralmente escolhe-se um valor entre um terço e metade da maior contagem na imagem de ciência, em torno de 25.000 contagens.

 $^{^{3}\}chi^{2}$ informa quão bem o valor de uma dada variável representa aqueles de uma dada população. Basicamente mostra se o valor obtido representa o que era esperado nesta população (Davis et al., 1994).

- A largura à meia altura (FWHM) está associada ao tamanho da estrela, condição que em última instância depende da turbulência da atmosfera, podendo variar drasticamente ao longo da noite. Para encontrá-la, utilizamos uma rotina da colaboração RAMSES II, a qual faz uso da tarefa "gemini.gemseeing".
- O tempo de exposição é auto explicativo. Pode ser encontrado no cabeçalho da imagem.

A análise fotométrica foi realizada utilizando-se o pacote DAOPHOT, do PYRAF, uma linguagem de comando para usar IRAF em python. Inicialmente DAOPHOT identifica as estrelas existentes na imagem de ciência e perfaz, rapidamente, a fotometria para as fontes encontradas. Essas tarefas são executadas por meio dos comandos "daophot.daofind" e "daophot.phot", respectivamente. Em seguida é necessário criar um modelo de distribuição da emissão da estrela (psf), função atrelada ao comando "daophot.pstselect". Durante esse estágio da análise é preciso escolher, interativamente, as estrelas que serão base para o cálculo do modelo. Nossos testes indicaram que a qualidade e quantidade de estrelas escolhidas afeta drasticamente o resultado da fotometria, tornando esse passo um dos mais importantes de todo o processo, visto que o modelo é a chave para discernir uma estrela do ruído de fundo. A Figura 3.10 ilustra a psf de duas estrelas diferentes, exemplificando o que seria uma escolha aceitável e reprovável para a construção do modelo. Escolhidas as estrelas do modelo, o próximo passo é calculá-lo. Tal etapa é realizada através de uma ferramenta denominada "daophot.psf".



FIGURA 3.10. Distribuição da luz de duas estrelas candidatas ao modelo de *psf.* Aquela da esquerda possui uma forma mais próxima à distribuição gaussiana, sendo uma boa candidata, enquanto à direita vê-se uma região na qual não se pode distinguir a estrela do ruído, sendo portanto uma má candidata.

De posse do modelo, precisamos utilizá-lo para refinar a lista de estrelas previamente identificadas, algo realizável através da tarefa *"daophot.allstar"*. Essa etapa leva à criação de uma lista de fontes que foram modeladas com sucesso e uma nova imagem da qual essas estrelas modeladas foram subtraídas, sobrando apenas o resíduo.

O processo agora consiste em uma repetição das tarefas "daophot.daofind", "daophot.phot" e "daophot.allstar" na nova imagem. Fazemos isso para acrescentar fontes fracas que não foram detectadas na primeira lista. Depois de alguns ciclos, fica evidente já não há mais estrelas a serem adicionadas à nova lista da fotometria. Nossos testes mostraram que isso ocorre com 4 ou 5 iterações.

O resultado dessa rotina será um catálogo para o filtro centrado na linha de emissão e outro no contínuo adjacente. Por último faz-se a correlação entre os dois gerando um catálogo que contenha as estrelas em comum em ambos os filtros. A Tabela 3.1 ilustra os parâmetros das cinco primeiras linhas presentes nesse catálogo, no caso do par $H\alpha/H\alpha C$.

$H\alpha_{-}ID$	$H\alpha_x$	Hα_y	$H\alpha_{-mag}$	${\rm H}\alpha_{\rm magerr}$	$H\alpha_{-sharp}$	$H\alpha_{-}chi2$	
	$H\alpha C_{ID}$	$H\alpha C_x$	$H\alpha C_y$	$H\alpha C_mag$	${\rm H}\alpha{\rm C_magerr}$	${\rm H}\alpha{\rm C_sharp}$	$\mathrm{H}\alpha\mathrm{C_chi2}$
	$\mathrm{Sep}(\mathrm{H}\alpha,\mathrm{H}\alpha\mathrm{C})$	${\rm H}\alpha_{\rm excess}$	${\rm H}\alpha_{\rm excesserr}$	SNR	$\mathbf{R}\mathbf{A}$	Dec	
13324	113,732	$174,\!35$	18,888	0,024	-0,696	4,513	
	9690	$113,\!845$	$173,\!931$	$17,\!816$	$0,\!04$	-0,679	$6,\!434$
	$0,\!43397$	1,072	0,0466476	$14,\!6038$	$10,\!1044867$	41,7152446	
60294	$232,\!176$	269,329	$23,\!843$	0,31	-0,97	$1,\!343$	
	25888	$231,\!665$	$268,\!451$	$22,\!371$	0,147	-0,419	$1,\!386$
	1,01587	1,472	0,343087	2,34893	10,0973867	41,7109967	
323	$281,\!319$	$355,\!168$	22,919	0,079	-0,453	$1,\!55$	
	36045	281,366	$354,\!667$	$21,\!677$	0,107	-0,936	2,306
	0,50319	1,242	0,133004	5,56268	10,0943907	41,7071206	
7414	719,776	0,761	22,772	0,285	-0,19	2,166	
	9568	720,536	0,703	20,765	0,09	-0,223	1,596
	0,76220	2,007	$0,\!298873$	3,06071	10,0679414	41,7230442	
53148	$926{,}578$	41,205	24,003	$0,\!439$	-0,86	$1,\!624$	
	38700	926, 386	41,28	22,313	0,251	-1,254	$2,\!305$
	0,20612	$1,\!69$	0,50569	$1,\!69431$	10,0555397	41,7212200	

TABELA 3.1. Cinco primeiras linhas do catálogo fotométrico que resulta da fotometria do par de filtros $H\alpha \in H\alpha C$, com as estrelas comuns em ambos os filtros.

Antes de analisar os resultados desse catálogo fotométrico, devemos calibrá-lo para a fotometria absoluta, já que as magnitudes do catálogo foram emitidas através da equação

$$m = -2,5log(N_{e^-}/t) - k(AM - 1,0) + ZP$$

onde m é a magnitude, N_{e^-} é o número de contagens de elétrons, t o tempo de exposição, k a extinção atmosférica média, AM a massa de ar e ZP o ponto zero. Este último é definido como a magnitude de um objeto que produz uma contagem por segundo.

Dos parâmetros acima, somente o ponto zero precisa ser corrigido, pois para a obtenção de todos os catálogos assumiu-se um valor único de ZP=25 mag, o que não condiz com a realidade, visto que cada filtro possui seu próprio valor definido, ver Tabela 3.2. A obtenção desses valores é dada por meio da análise da transmissão do filtro em questão e a distribuição de energia espectral (*SED*) das estrelas padrão.

Par de Filtros	Ponto Zero	Referência	Correção
$H\alpha/H\alpha C$	24,52/24,47	G. Gimeno (2020)	-0,48/-0,53
He II/He IIC	$23,\!84/23,\!87$	G. Gimeno (2020)	-1,16/1,13
OVI/OVIC	23,8/23,8	Angeloni et al. (2019)	-1,2/1,2

TABELA 3.2. Tabela que mostra os valores do ponto zero para cada par de filtros, assim como suas referências e o valor a ser corrigido nas magnitudes encontradas pela fotometria.

Outra observação importante é o fato de que dois dos diagramas de cor-magnitude resultante não estavam centrados no índice de cor zero (H α e He II), efeito provavelmente relacionado à emissão difusa da galáxia. Para correção desse efeito utilizou-se a ferramenta de estatística do TOPCAT⁴, de modo a recentrar as cores desses dois filtros segundo os valores -0, 53 para H α e +0, 55 para He II. Para a cor Raman O VI não foi necessária tal correção.

Com o catálogo fotométrico resultante é possível construir diagramas de cor-magnitude (corrigidos) para cada um dos pares de filtros, conforme ilustrado na figura 3.11. Ao analisá-los é evidente que o número de estrelas no diagrama de He II é bem inferior quando comparado com os outros dois diagramas, devido à qualidade inferior das imagens de He II, como já discutido anteriormente.

No próximo capítulo utilizaremos os resultados da fotometria nos três filtros para encontrar estrelas simbióticas através do uso das características destes objetos nessas três emissões.

⁵⁴

⁴Tool for OPerations on Catalogues And Tables.



FIGURA 3.11. Diagramas de cor-magnitude para os três pares de filtros. No painel superior, à esquerda temos H α e à direita He II. No painel inferior apresenta-se o diagrama para Raman O VI.

Capítulo 4

Resultados e Discussão

O objetivo do trabalho é encontrar estrelas simbióticas, e, como sabemos, esses objetos são emissores em todas as três linhas envolvidas na presente análise. Portanto realizamos essa busca nos catálogos que contêm as três bandas de emissão. Sabemos que nem todas as SySt emitem em Raman O VI, portanto também analisamos as estrelas que resultam da correlação entre H α e He II. Por último, devido aos problema na qualidade das imagens em He II, correlacionamos emissores de H α e Raman O VI e os discutimos.

4.1 NGC 205 - Fontes emissoras nas três linhas: H α , He II e Raman O VI

A primeira seleção a ser feita é manter nos catálogos fotométricos somente as estrelas cujas cores (emissão subtraída do contínuo adjacente), nas três bandas, sejam menores do que zero. Além disso, queremos que a fonte de emissão em questão possua alta razão sinal-ruído $(S/R)^1$ para eliminar a possibilidade de manter objetos com detecção espúria. Analisamos a distribuição da razão sinal-ruído para cada cor e verificamos que um valor maior do que a média da distribuição $(S/N>2.8, 2.6, 2.0 \text{ para H}\alpha, \text{He II e}$ Raman O VI, respectivamente) nos fornece resultados bons o suficiente. Outro critério envolve a nitidez (*sharpness*) da emissão, sendo selecionados os objetos cujos módulos do parâmetro estejam em um intervalo de confiança de 1 σ da média ($|sharp(H\alpha)| \leq 1, 4, |sharp(He II)| \leq 1, 2 e |sharp(OVI)| \leq 1, 5$). O último critério relacionado à qualidade das imagens é χ^2 , para qual adotou-se um valor menor do que a média mais 2 σ ($\chi^2(H\alpha) \leq 2, 4, \chi^2(He II) \leq 2, 2 e \chi^2(OVI) \leq 3, 8$). Utilizamos 2 σ para esse parâmetro com o intuito de preservar, entre os dados selecionados, a simbiótica conhecida (NGC 205

¹Sinal-ruído, termo que explicita a potência do sinal emitido pelo objeto em relação ao ruído de fundo. Quanto maior o valor, melhor a detecção.

SySt-1), visto que ela é o objeto modelo para a busca de outras estrelas dessa natureza nessa galáxia ($\chi^2(H\alpha) = 1,805, \chi^2(H\alpha) = 0,583$ e $\chi^2(OVI) = 1,601$). Realizada tal seleção, obtivermos 16,376, 1,497 e 16,049 estrelas emissoras de H α , He II e Raman O VI, respectivamente, com as quais fizemos uma correlação cruzada para a identificação das simbióticas, o que resultou em 281 estrelas em comum nas três bandas.

Como visto no capítulo 2 (secção 2.1), a relação entre as magnitudes H α e Raman O VI é tal que $mag(H\alpha) < mag(OVI)$. Portanto, das 281 estrelas encontradas acima, selecionamos todos os objetos com magnitude em H α menor que sua contraparte em Raman O VI. A Figura 4.1 ilustra os 281 emissores que sobreviveram à correlação cruzada dos três filtros, assim como a única estrela dentre eles que satisfaz este último critério, a simbiótica previamente conhecida nesta galáxia (NGC 205 SySt-1; Gonçalves et al. (2015)).



FIGURA 4.1. NGC 205 - Diagrama, em três dimensões, dos emissores presentes na lista resultante da fotometria dos três pares de filtros simultaneamente. Os eixos correspondem às magnitudes do filtro centrado na linha de emissão de H α , He II e Raman O VI. A estrela simbolizada em azul é NGC 205 SySt-1.

Embora a abordagem que acabamos de descrever esteja correta (prova disso é que conseguimos recuperar a simbiótica conhecida), a baixa qualidade das imagens de He II afetou diretamente a capacidade de encontrar novas simbióticas, pois influenciou negativamente na quantidade de estrelas resultantes da fotometria nessa banda e, portanto, na correlação cruzada.

4.2 NGC 205 - Correlação com emissores de H α e He II

Apesar do que acabamos de concluir acima, o tempo investido neste par de filtros não foi perdido, visto que ainda é possível correlacionar os resultados de He II com H α , para selecionar objetos interessantes (e muito brilhantes) tal como estrelas Wolf-Rayet e nebulosas planetárias, que emitem fortemente nessas duas linhas. Ao fazermos tal correlação obtemos um total de 553 fontes que emitem simultaneamente em H α e He II, das quais 39 passam pelos critérios fotométricos descritos anteriormente. Isso implica que, mesmo não sendo possível encontrar novas simbióticas ao correlacionar esses dois filtros ao Raman O VI, essa fotometria nos fornece objetos interessantes para pesquisas com outros objetivos. A Figura 4.2 ilustra os resultados encontrados.



FIGURA 4.2. NGC 205 - Diagrama de magnitudes He II \times H α com as estrelas que emitem simultaneamente nessas duas linhas de emissão, porém não em Raman O VI. Símbolos em azul representam as fontes aqueles que satisfizeram todos os critérios fotométricos utilizados.

Como um dos objetos das binárias simbióticas é uma gigante evoluída, é interessante fazer a comparação de nosso catálogo de 39 estrelas emissoras em H α e He II com outros catálogos de estrelas evoluídas. Jung et al. (2012) apresenta um catálogo de estrelas AGBs para NGC 205, observado com WIRCam, o imageador do infravermelho próximo do CFHT², através da utilização dos filtros J, H e Ks. Quando correlacionamos os dois catálogos, temos 1 emissor simultaneamente em H α , He II e no infravermelho próximo, cujas características estão dispostas na Tabela 4.1.

Além de em Jung et al. (2012), essa fonte pontual foi detectada previamente no infravermelho com o telescópio Spitzer (Khan, 2017), e no ótico pelo Pan-STARRS (Chambers et al., 2016), porém a natureza desse objeto é desconhecida. Essa estrela é uma forte candidata a simbiótica não emissora de Raman O VI, pois para que exista a emissão de He II é necessário uma temperatura de pelo menos 85.000 K (Kaler &

²Canada France Hawaii Telescope.

Jacoby, 1989). Tal fato praticamente solidifica o caráter simbiótico do sistema, visto que a companheira quente de uma gigante evoluída com uma temperatura tão alta só pode ser uma anã branca. Entretanto, um acompanhamento espectroscópico é necessário para que se tenha certeza da natureza desse objeto.

Objeto	RA cor(He II)	Dec SNR(He II)	$\max(\mathbf{H}\alpha)\\J-K_s$	$\begin{array}{c} \operatorname{cor}(\mathrm{H}\alpha)\\ H-K_s \end{array}$	$SNR(H\alpha)$	mag(He II)
NGC 205 SySt-4	00:40:21.2	+41:38:26.2	$22,38 \pm 0,046$	$-0,205\pm0,080$	3,02	$23,301{\pm}0,039$
	$-0,593 \pm 0,189$	3,66	$1,587 \pm 0,076$	$0,585 {\pm} 0,077$		

TABELA 4.1. Estrela emissora em H α e He II e suas cores no infra-vermelho próximo, oriundas do catálogo de Jung et al. (2012).

Felizmente, é possível catalogar um sistema simbiótico como tipo S ou D por meio de suas cores J - H e $H - K_s$ (Rodríguez-Flores et al., 2014; Akras et al., 2019b), as quais possuem os respectivos valores de 1,002±0,108 e 0,585±0,077 para o objeto em questão. A Figura 4.3 ilustra claramente os intervalos de cores em que esperamos encontrar os dois tipos de estrelas simbióticas. Este objeto (NGC 205 SySt-4, seguindo a nomenclatura usada em Gonçalves et al. (2015)) fica bem próximo da divisão entre os dois tipos de sistema, podendo ser tipo S+IR (Akras et al., 2019b) ou tipo D.



FIGURA 4.3. Diagrama de cor-cor J-H versus H-Ks para diferentes classes de objetos (Akras et al., 2019b). O mesmo diagrama para os quatro tipos de simbióticas está disposto no canto superior esquerdo. As linhas pontilhadas e cheias definem os regimes para simbióticas de tipo S e D em Corradi et al. (2008) e Rodríguez-Flores et al. (2014) respectivamente. A seta preta corresponde a 4 magnitudes de extinção na banda V.

Podemos também correlacionar nossos resultados com as observações (espectroscópicas, no ótico) das nebulosas planetárias desta galáxia, discutidas em Gonçalves et al. (2014). Tais objetos estão listados na Tabela 2.1. Conseguimos recuperar os 24 emissores de [O III], e portanto também emissores de H α , do trabalho que acabamos de citar, e que estão no FoV das observações RAMSES II. A grande maioria das fontes (17) tem coordenadas em H α a menos de 1 arcsec das coordenadas em [O III] (Tabela 2.1) e Gonçalves et al. (2014). A distância entre essas duas coordenadas estão entre 1 e 2 arcsec no caso das outras 7 fontes, conforme ilustrado na Figura 4.4.



FIGURA 4.4. NGC 205 - Imagem em H α com o contínuo subtraído. Os círculos demarcam os objetos (estrelas, PNe ou candidatas a SySt) listados em Gonçalves et al. (2014). A cor vermelho ilustra os objetos que não conseguimos recuperar com a fotometria com a separação de até 1 arcsec, mas recuperamos com separação ente 1 e 2 arcsec.

4.3 NGC 205 - Correlação com emissores de H α e Raman O VI

Mesmo sem o uso da emissão em He II no processo de procura de sistemas simbióticos, teoricamente ainda é possível encontrá-los utilizando-se apenas as emissões de H α e Raman O VI, a primeira garante o estado ionizado do objeto. É claro que a presença da emissão O VI (114 eV) implica na existência de H α (13,6 eV), porém detectar esta emissão assegura que a detecção de Raman O VI é real, e não uma falsa emissão induzida pelas características do espectro das estrelas frias. Com o objetivo de procurar simbióticas, fizemos a correlação cruzada entre essas duas emissões, já com os critérios de seleção aplicados nas seções anteriores, o que resulta em um catálogo com 8.570 objetos. Com esse catálogo podemos construir diagramas de magnitudes, como na Figura 4.5, os quais nos permitam avaliar quantas dessas fontes satisfizessem a condição de magnitude em H α menor do que aquela em Raman O VI ($mag(H\alpha) < mag(OVI)$). Dessa seleção resultam quatro emissores, entre eles, claro, NGC 205 SySt-1, a simbiótica previamente conhecida. Isso demonstra que a metodologia aplicada funciona e os critérios de seleção aplicados não foram seletivos demais. Estão dispostos na Tabela 4.2 os dados dessas três candidatas, além daqueles de NGC 205 SySt-1, em nossos catálogos fotométricos.



FIGURA 4.5. NGC 205 - Diagrama que relaciona a magnitude em H α (eixo x) com a magnitude em Raman O VI (eixo y). Os potenciais candidatos a estrelas simbióticas são destacados em azul.

Candidatas	RA	DEC	$mag(H\alpha)$	$\operatorname{cor}(\operatorname{H}\alpha)$
	mag(OVI)	$\operatorname{cor}(\operatorname{OVI})$	$H\alpha$ - OVI	
1	0:40:05.3	+41:40:28.5	$20,735{\pm}0,012$	$-0,171 \pm 0,021$
	$20,774{\pm}0,059$	$-0,280{\pm}0,093$	-0,039	
2	00:40:06.31	+41:41:49.78	$20,859{\pm}0,017$	$-0,038 \pm 0,023$
	$21,277{\pm}0,048$	$-0,926 \pm 0,123$	-0,471	
3	00:40:20.37	$+41:\!38:\!17.59$	$18,\!979{\pm}0,\!006$	$-4,\!683{\pm}0,\!268$
	$21,\!335{\pm}0,\!008$	$-0,341{\pm}0,138$	-2,356	
NGC 205 SySt-1	0:40:17.7	+41:41:54.1	$19,962{\pm}0.016$	$-2,404{\pm}0,152$
	$20{,}580{\pm}0{,}084$	$-0,685 \pm 0,242$	-0,618	

TABELA 4.2. Tabela com as três candidatas a estrelas simbióticas, as quais são emissoras em H α e Raman O VI e que possuem $mag(H\alpha) < mag(OVI)$. Na última linha as características de da simbiótica conhecida.

Os três objetos, candidatos, dispostos na Figura 4.6, passaram por outra triagem, baseada na fotometria sintética de um conjunto de estrelas simbióticas galáticas e extragaláticas, cujos espectros foram convoluídos com as curvas de transmissão dos seis filtros usados no projeto RAMSES II. Dessa análise sintética, defini-se um critério de cor H α -OVI característico. Essa fotometria foi simulada utilizando as curvas de transmissão dos seis filtros envolvidos no método RAMSES II (H α , H α C, He II, He IIC, O VI e O VIC). Fez-se a convolução não só para simbióticas, mas também utilizando-se espectros de diferentes classes de objetos, como nebulosas planetárias, variáveis cataclísmicas, objetos estelares jovens, estrelas B[e] e gigantes vermelhas, objetos que são comumente confundidos com estrelas simbióticas devido às suas características espectrais (Gutiérrez-Soto et al., 2020).



FIGURA 4.6. NGC 205 - Imagens de $7 \times 6 \ arcsec^2$ que ilustram os três objetos dispostos na Tabela 4.2. As colunas correspondem às imagens em H α e Raman O VI, respectivamente, enquanto cada linha está associada a um objeto, na ordem que ele aparece na tabela referida. A simbiótica conhecida, NGC 205 SySt-1, foi previamente mostrada na Figura 3.7.

Tal análise, para um conjunto de estrelas simbióticas tanto galácticas quanto extragalácticas, permite-nos concluir que a diferença das magnitudes em H α e Raman O VI (mag(H α) - mag(OVI)) é de -1,5±0,85, ou seja, menor do que -0,65. Mesmo que esse seja um bom critério a ser seguido, pois baseia-se nas características conhecidas dos SySt para os quais temos o espectro, é preciso cautela ao aplicá-lo, visto que a simbiótica conhecida previamente em NGC 205 (SySt-1) não o obedece, estritamente, pois seu valor para mag(H α) - mag(OVI) é de -0,618, ver Tabela 4.2.

Caso também consideremos o critério de seleção que acabamos de discutir, somente uma das candidatas da Tabela 4.2 o satisfaz integralmente. Trata-se do objeto cujos dados estão em negrito em tal tabela. Esta fonte também possui outros comportamentos que esperamos para uma simbiótica: ser muito brilhante em H α e ter uma cor em Raman O VI consideravelmente negativa, sendo considerada então uma verdadeira simbiótica (NGC 205 SySt-5).

Este objeto foi previamente catalogado como nebulosa planetária em Gonçalves et al. (2014), estando presente na Tabela 2.1 como F1-13. Conforme foi dito anteriormente, é bem comum a catalogação errônea de sistemas simbióticos como outros objetos, principalmente nebulosas planetárias, devido às semelhanças dos espectros. Outro fator que pode ter influenciado é o fato de que na época em que as observações espectroscópicas

descritas em Gonçalves et al. (2014) foram realizadas esta nebulosa não possuía emissão em Raman O VI, algo que não condiz com a realidade (atual) quando das observações da colaboração RAMSES II. Esse caráter variável das linhas de Raman O VI já foi mencionado anteriormente para LMC 1, ver Figura 2.1, nessa dissertação e Angeloni et al. (2019).

Note-se que a colaboração RAMSES II está ainda discutindo o aperfeiçoamento na redução dos dados para aprimorar a técnica, tanto da abordagem que compara as imagens centradas nas linhas de emissão versus aquelas subtraídas do contínuo, quanto da fotometria de campo denso. Sendo assim, os resultados aqui discutidos são muito promissores, porém não necessariamente os definitivos. Desta forma decidimos acrescentar a esta dissertação a análise dos dados de outra das galáxias aña do Grupo Local (Fornax), de forma a dar mais subsídios para a adoção da melhor das abordagens aqui discutidas. É isto que descrevemos, rapidamente, na última seção de resultados deste trabalho.

4.4 Fotometria de campos densamente povoados em outra galáxia: Fornax

Fornax é uma das galáxias anãs mais luminosas e massudas do Grupo Local, além de ser uma das mais estudadas (Mateo, 1998). Sua formação estelar e evolução química mostram que essa galáxia é dominada por estrelas de idade intermediária (1 - 10 Gyr), mas também possui populações estelares velhas (10 - 14 Gyr) e jovem (≤ 1 Gyr), com estrelas mais jovens ricas em metais populando as regiões centrais (De Boer et al., 2012; del Pino et al., 2013). O fato de que Fornax é um satélite da Via Láctea torna possível que sua população estelar tenha sofrido a influência das interações de maré com a Galáxia. Embora nenhuma distorção significativa tenha sido encontrada, o mais profundo dos estudos fotométricos desta galáxia (Wang et al., 2019) sugere que Fornax tenha sofrido algum tipo de interação nos últimos 2 Gyr que alterou significativamente a distribuição das estrelas recém formadas, deixando a população mais velha quase intacta.

Conforme havíamos mencionado anteriormente, Fornax foi uma das galáxias observadas pelo consórcio RAMSES II. Apesar de a estratégia das observações ser similar àquela de NGC 205, as características desta galáxia nos animou a discutir também os resultados para Fornax no escopo desta dissertação. As observações foram realizadas com GMOS-Sul nas noites de 25, 26 e 27 de Dezembro de 2018, as quais tiveram os tempos de exposição de: $3 \times 20 \ s \ e \ 3 \times 60 \ s$ para H $\alpha \ e \ H\alpha \ C$; $3 \times 60 \ s \ e \ 3 \times 260 \ s$ para He II e He IIC; e $3 \times 90 \ s \ e \ 6 \times 700 \ s$ para O VI e O VIC. O *seeing* variou de 0,554 até 0,755 *arcsec* for H $\alpha \ e \ H\alpha \ C$; de 0,443 até 0,520 *arcsec* para He II e He IIC; e de 0,378 até 0,623 *arcsec* para O VI e O VIC.

A menor distância de Fornax (140 kpc; Karachentsev et al. (2004)), e a qualidade das imagens de He II bem melhores do que em NGC 205, nos facilitou a análise, porém o problema que impossibilitou a abordagem do método mais direto, de comparação das imagens centradas nas bandas de emissão versus daquelas subtraídas do contínuo, foram as exposições em Raman O VI. Nesta análise, as limitações são oriundas de uma variação considerável de *seeing* ao longo da noite das observações com o par de filtros O VI, de forma que as estrelas nas imagens dos filtros centrados na linha de emissão e seu contínuo ficaram consideravelmente diferentes, conforme mostra a Figura 4.7. Felizmente, a diferença de FWHM não é um fator que impossibilita a utilização do método fotométrico por meio de DAOPHOT.



FIGURA 4.7. Imagem de Fornax da subtração entre o filtro centrado na emissão de Raman O VI e seu contínuo adjacente. Note as "auréolas" em torno das estrelas, indicando que a subtração não pode ser feita corretamente devido a uma diferença de tamanho em *FWHM* entre as duas imagens.

O procedimento realizado para essa galáxia foi, em linhas gerais, o mesmo que descrito para NGC 205 na segunda parte da metodologia, resultando nos três diagramas de cor-magnitude representados na Figura 4.8. Note ainda que foi necessário corrigir as cores para centralizar as distribuições no zero. Os valores de tal correção são +0, 29 em H $\alpha e -0, 21$ em He II. Para Raman O VI não foi necessário tal realizar correção.

Os valores médios de sinal-ruído para nos catálogos resultantes da fotometria de Fornax são 1,4, 1,6, 1,6 para H α , He II e Raman O VI, respectivamente. A valor médio da nitidez, para os filtros centrados nas linhas de emissão, resultaram em: $|sharp(H\alpha)| \leq 0,93, |sharp(He II)| \leq 0,71$ e $|sharp(OVI)| \leq 0,92$), e $\chi^2(H\alpha) \leq 1,78$, $\chi^2(He II) \leq 1,93$ e $\chi^2(OVI) \leq 2,013$. A estatística no contínuo adjacente caracterizase por: $|sharp(H\alpha C)| \leq 0,66, |sharp(He IIC)| \leq 0.52$ e $|sharp(OVIC)| \leq 0,39$, e $\chi^2(H\alpha C) \leq 1,90, \chi^2(He IIC) \leq 1,84$ e $\chi^2(OVIC) \leq 2,19$, os quais também foram utilizados na "limpeza" dos catálogos. Note-se que no caso desta galáxia nenhuma SySt foi



FIGURA 4.8. Fornax - Diagramas de cor-magnitude que contem as fontes detectadas nos três pares de filtros.

detectado antes de presente trabalho. Portanto precisamos ser ainda mais criteriosos ao selecionar as fontes. Isso justifica que também tenhamos adotado critérios fotométricos para o contínuo adjacente às linhas de emissão. Ou seja, em geral, a presente análise é mais conservativa – mais restritiva – do que aquela de NGC 205.

Sendo assim, conseguimos correlacionar as três linhas de emissão para encontrar emissores das três bandas simultaneamente, conforme mostrado na Figura 4.9. Esse gráfico possui 1.081 objetos, dos quais 8 satisfazem todos os critérios fotométricos que acabamos de elencar, o que em princípio os torna candidatos a estrelas simbióticas.

Esses oito objetos foram inspecionados de forma visual com o auxílio da ferramenta DS9. Nesta etapa de verificação queremos assegurar-nos de que a emissão, nos 3 filtros, está centrada na mesma estrela. Há, claro, pequenos deslocamentos entre as imagens, por isso só visualmente podemos realmente confirmar a seleção de candidatas. A Figura 4.10 exemplifica um caso reprovável e um aceitável segundo essa verificação visual. Depois de tal inspeção, resultou-nos quatro fontes com alto potencial de serem estrelas simbióticas da galáxia anã Fornax, as quais estão listadas na Tabela 4.3.

Das 4 estrelas que acabamos de discutir, duas possuem sinal-ruído abaixo da média da distribuição, e a estrela Fornax SySt-1 é aquela que se caracteriza por obedecer os



FIGURA 4.9. Fornax - Gráfico em três dimensões dos emissores presentes nos catálogos fotométricos dos três pares de filtros, simultaneamente. Os eixos correspondem à magnitude dos filtros centrados nas linhas de emissão de H α , He II e Raman O VI. Os pontos em azul referem-se aos candidatos a simbiótica que passaram pelos os critérios fotométricos de nitidez (*sharpness* e χ^2) das linhas de emissão e dos contínuos.



FIGURA 4.10. Imagens de 20x25 $arcsec^2$ que ilustram dois dos possíveis candidatos a simbiótica. O círculo verde está centrado nas coordenadas da estrela em H α (painel esquerdo) e o vermelho nas de Raman O VI (painel direito). Note como os dois círculos do candidato superior estão centrados na mesma estrela, enquanto os da inferior mostram um claro offset de 1 arcsec entre os dois, indicando que a detecção em Raman O VI não está centrada no mesmo objeto.

critérios fotométricos, além do critério estabelecido pela fotometria sintética, mag $(H\alpha)$ mag(OVI)<-0,65. Esta é portanto, verdadeiramente, a primeira estrela simbiótica encontrada em Fornax. Os outros três objetos da Tabela 4.3 possuem parâmetros aceitáveis, sendo, muito provavelmente (daí o prefixo "p") estrelas simbióticas. As 4 primeiras simbióticas de Fornax estão dispostas na Figura 4.11.

Obieto	RA	Dec	$mag(H\alpha)$	$cor(H\alpha)$	$SNR(H\alpha)$
	mag(HeII)	cor(HeII)	SNR(HeII)	mag(OVI)	cor(OVI)
	SNR(OVI)	$H\alpha$ -OVI	× ,	- ()	
Fornax SySt-1	02:39:51.99	-34:29:07.48	$20,843 \pm 0,025$	$-0,35\pm0,035$	$9,\!46$
	$22,\!649{\pm}0,\!246$	$-0,845 \pm 0,246$	$1,\!67$	$22,\!486{\pm}0,\!135$	$-1,386\pm0,210$
	3,73	-1,643			
Fornax pSySt-2	02:40:07.53	-34:29:36.03	$20,994{\pm}0,034$	$-0,639 \pm 0,112$	$4,\!54$
	$21,\!546{\pm}0,\!165$	$-1,219\pm0,165$	1,36	$22,027{\pm}0,190$	$-0,344{\pm}0,217$
	1,36	-1,033			
Fornax pSySt-3	02:39:47.29	-34:25:05.42	$22,039\pm0,114$	$-0,598 \pm 0,274$	1,78
	$22,856 \pm 0,115$	$-0,508 \pm 0,115$	1,73	$22,224 \pm 0,223$	$-0,599 \pm 0,245$
	$1,\!88$	-0,185			
Fornax pSySt-4	02:40:09.70	-34:28:47.53	$22,734{\pm}0,087$	$-0,597 \pm 0,126$	$3,\!87$
	$23,\!308{\pm}0,\!179$	$-1,117\pm0,179$	1,56	$23,297{\pm}0,093$	$-0,211\pm0,111$
	$1,\!81$	-0,563			

TABELA 4.3. Tabela com as novas -as primeiras- estrelas simbióticas detectadas em Fornax.

Aqui vale notar dois aspectos muito importantes. i) Caso adotássemos os mesmos critérios usados na análise dos resultados fotométricos de NGC 205, as 4 estrelas selecionadas seriam simplesmente nomeadas como Fornax SySt-1 a 4, já que NGC 205 SySt-1, tanto quanto Fornax pSySt-2 a 4, não satisfaz o critério de cor mais restrito mag(H α)mag(OVI)<-0.65, somente mag(H α)<mag(OVI). ii) A colaboração RAMSES II ainda está discutindo os parâmetros ideais da análise de seus dados que permitam afirmar, categoricamente, que os objetos selecionados são certamente SySt.



FIGURA 4.11. Fornax - Imagens de $7 \times 6 \ arcsec^2$ que mostram as quatro primeiras estrelas simbióticas descobertas em Fornax, ver Tabela 4.3. As colunas correspondem às imagens em H α , He II e Raman O VI, respectivamente, enquanto cada linha está associada a uma fonte, na ordem de cima para baixo: Fornax SySt-1 a 4. Com exceção das imagens de He II e Raman O VI da primeira linha, que são exposições únicas, todas as imagens utilizadas foram combinadas. A imagem em H α e He II do último objeto foram suavizadas por uma função gaussiana com o intuito de deixar mais nítido a posição da estrela em questão.

Outro resultado relevante é aquele que advém da correlação entre as fontes emissoras em H α e He II, ou seja, da possibilidade de que a galáxia tenha SySt que não emitam em Raman O VI. Tal correlação nos rende 2.552 estrelas que emitem simultaneamente nessas duas linhas, das quais 11 satisfazem todos os critérios de seleção – fotométricos e relacionados às magnitudes em H α e He II, ou seja mag(H α)<mag(HeII). Essas estrelas estão ilustradas na Figura 4.12.



FIGURA 4.12. Fornax - Diagrama da correlação entre os emissores em H α e He II. Cada eixo se refere à magnitude de um dos filtros centrado na linha de emissão. Os símbolos azuis correspondem aos objetos que satisfizeram todos os critérios de seleção.

Novamente podemos correlacionar tal resultado com catálogos de gigantes evoluídas, no infravermelho próximo, como aquele disponibilizado por Gullieuszik et al. (2007). Ao realizarmos tal correlação, encontramos 2 objetos que são gigantes evoluídas e emitem simultaneamente em H α , He II, J, H e K, os quais estão dispostos na Tabela 4.4.

Objeto	RA	Dec	$mag(H\alpha)$	$\operatorname{cor}(\operatorname{H}\alpha)$	$SNR(H\alpha)$	mag(He II)
	cor(He II)	$\mathrm{SNR}(\mathrm{He~II})$	J	Н	Κ	
5	02:40:10.03	-34:29:10.63	$20{,}159{\pm}0{,}017$	$-0,164{\pm}0,023$	$17,\!27$	$20,346{\pm}0,023$
	$-0,13\pm0,036$	$2,\!89$	18,795	$18,\!196$	$18,\!651$	
6	02:40:01.79	-34:26:02.36	$19,\!654 {\pm} 0,\!014$	$-0,136 {\pm} 0,023$	$16,\!89$	$21,\!373{\pm}0,\!051$
	$-0,079 \pm 0,064$	$2,\!33$	$16,\!309$	15,743	$15,\!546$	

TABELA 4.4. Est relas emissoras em H α e He II presentes no catálogo de emissoras no infraver melho próximo de Gullieuszik et al. (2007).

A Tabela 4.4 pode ser usada para, de forma similar ao caso de NGC 205, prover uma classificação para os possíveis sistemas simbióticos, por meio de suas cores J - H e $H-K_s$. O objeto 5 possui cores J-H=0,599 e $H-K_s$ -0,455, portanto não características de estrelas simbióticas. Trata-se de um resultado interessante, mas somente com tais informações não podemos definir qual a sua natureza. O segundo objeto da Tabela 4.4, objeto 6, com cores iguais a 0,566 e 0,197, para J - H e $H - K_s$, respectivamente, encontra-se em uma zona da Figura 4.3 de difícil categorização, mas não descarta a possibilidade de que se trate de um sistema simbiótico do tipo S+IR ou D'. Assim sendo, este objeto pode ser denominado Fornax pSySt-5.

Capítulo 5

Conclusões

Com o intuito de identificar e confirmar novos sistemas simbióticos – única e exclusivamente por meio de dados fotométricos – em galáxias anãs do Grupo Local de galáxias, esta dissertação baseou-se no método proposto pela colaboração RAMSES II (*RAMan Search of Extragalatic Symbiotic Stars*), para estudar as galáxias NGC 205 e Fornax.

RAMSES II, além de ter construído os dois pares de filtros de banda estreita que detectam a emissão na banda Raman O VI (6835Å) e em seu contínuo adjacente (6780Å) e que estão montados nos espectrógrafos GMOS dos telescópios Gemini, também forneceu os dados observacionais e os algorítimos, os quais foram por nós adaptados e aprimorados. Esses correspondem aos primeiros alvos e resultados –ainda que preliminares– da colaboração.

A análise dos dados, para encontrar as fontes que emitem simultaneamente em $H\alpha$, He II e Raman O VI –característica única de estrelas simbióticas– foi realizada com dois métodos distintos. O primeiro baseou-se na subtração direta do contínuo adjacente nas imagens centradas nas linhas de emissão. Já no segundo método utiliza-se a fotometria em campos densamente povoados (DAOPHOT).

A qualidade deficiente das imagens (em He II) da galáxia NGC 205 provocou limitações bastante árduas na identificação de novas estrelas simbióticas nesta galáxia, fator que nos motivou a incluir outra galáxia anã do Grupo Local na análise, Fornax. Com ambos os métodos de análise, conseguimos recuperar a simbiótica conhecida em NGC 205. Somente a utilização da fotometria de campos densos nos permitiu descobrir outras duas estrelas simbióticas nesta galáxia. E, no caso de Fornax, fomos, por primeira vez, capazes de identificar alguns membros (1 confirmado e 4 prováveis) de sua população de sistemas simbióticos (Gonçalves et al., in prep.).
É importante frisar que a colaboração RAMSES II não é a única que está realizando o censo de estrelas simbióticas na atualidade. Para citar apenas dois dos resultados da última década, destacamos Corradi et al. (2010); Rodríguez-Flores et al. (2014) que fizeram tal trabalho utilizando $IPHAS^1$ e $2MASS^2$, levantamentos no ótico e no infravermelho próximo, respectivamente. Entretanto, dos 100 candidatos selecionados fotometricamente por esses autores, apenas 18 foram confirmados de fato como novos sistemas simbióticos, via observações espectroscópicas. Isso ocorreu devido a contaminação por outras classes de objetos que possuem características fotométricas similares àquelas das estrelas simbióticas, como PNe compactas, objetos estelares jovens, estrelas B[e], Wolf-Rayet e T-Tauri (Corradi et al., 2008; Witham et al., 2008). Ainda mais recentemente, Akras et al. (2021) testaram a utilização de machine learning juntamente com os critérios óticos (IPHAS e VPHAS+³) e no infravermelho (2MASS e WISE⁴) de Akras et al. (2019b) para identificar novos sistemas simbióticos. Neste caso, o seguimento espectroscópico para confirmar a natureza das fontes selecionadas fotometricamente, demonstrou que cinco dos sete candidatos são simbióticas, e classificou um deles como provável SySt. Esses esforços demonstram quão custosa e complicada é a procura por estrelas simbióticas, quando, tanto dados fotométricos quanto espectroscópicos estão envolvidos no censo dessa população. Daí justifica-se o esforço da colaboração RAM-SES II, e deste trabalho em particular, para mapear a população de estrelas simbióticas no Grupo Local, por meios puramente fotométricos.

Utilizando o número de simbióticas encontradas nesse trabalho, somadas àquela já existente em uma delas (3 SySt em NGC 205 e 5 em Fornax), é possível estimar a quantidade de sistemas simbióticos em cada galáxia, se considerarmos uma distribuição uniforme ao longo de sua extensão. Em cada uma das galáxias RAMSES II observou somente um FoV, ou seja, uma área de $5,5 \times 5,5 \ arcmin^2$. Os tamanhos das galáxias são NGC 205 ($21,9 \times 11,0 \ arcmin^2$) e Fornax ($17,0 \times 12,6 \ arcmin^2$). Levando em consideração que apenas 55% das simbióticas conhecidas possuem as linhas de Raman OVI (Akras et al., 2019a), podemos estimar uma população (total) de 29 estrelas simbióticas para NGC 205 e 51 para Fornax.

Quando comparados com o número de simbióticas estimado para essas duas galáxias por Magrini et al. (2003), 17,000 e 500, respectivamente, fica evidente que há um enorme desacordo. Disso tiramos várias conclusões. i) Desconhece-se como efetivamente estimar a população de estrelas simbióticas nas galáxias añas. ii) A menor metalicidade das galáxias anãs estudadas, se comparada à Galáxia, altera substancialmente a população de sistemas simbióticos. iii) O método RAMSES II é ineficiente quando aplicado às

¹The INT Photometric H-Alpha Survey.

²The Two Micron All Sky Survey.

 $^{^{3}\}mathrm{The}\ \mathrm{VST}/\mathrm{OmegaCAM}$ Photometric H-Alpha Survey

⁴Wide-field Infrared Survey Explorer

galáxias añas do Grupo Local, por diversos motivos, dentre os quais estão: considerar uma distribuição uniforme de SySt nas galáxias e usar a fração de estrelas simbióticas com emissão Raman O VI da Galáxia para outras galáxias de diferentes metalicidade, massa e luminosidade.

Referências Bibliográficas

- Akras S., Gonçalves D. R., Alvarez-Candal A., Pereira C. B., 2021, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 502, 2513
- Akras S., Guzman-Ramirez L., Leal-Ferreira M. L., Ramos-Larios G., 2019a, The Astrophysical Journal Supplement Series, 240, 21
- Akras S., Leal-Ferreira M. L., Guzman-Ramirez L., Ramos-Larios G., 2019b, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 483, 5077
- Allen D. A., 1984, in International Astronomical Union Colloquium, Vol. 80, Cambridge University Press, p. 101
- Angeloni R., Di Mille F., Bland-Hawthorn J., Osip D., 2011, The Astrophysical Journal Letters, 743, L8
- Angeloni R. et al., 2019, The Astronomical Journal, 157, 156
- Belczyński K., Mikołajewska J., Munari U., Ivison R., Friedjung M., 2000, Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 146, 407
- Berman L., 1932, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 44, 318
- Bertola F., Bressan A., Burstein D., Buson L., Chiosi C., di Serego Alighieri S., 1995, The Astrophysical Journal, 438, 680
- Bica E., Alloin D., Schmidt A. A., 1990, Astronomy and Astrophysics, 228, 23
- Carroll B. W., Ostlie D. A., 2017, An introduction to modern astrophysics. Cambridge University Press
- Cassisi S., 2011, arXiv preprint arXiv:1111.6464
- Cepa J., Beckman J., 1988, Astronomy and Astrophysics, 200, 21

Chambers K. C. et al., 2016, arXiv e-prints, arXiv:1612.05560

- Constantino T., Campbell S. W., Lattanzio J. C., 2017, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 472, 4900
- Corradi R. et al., 2008, Astronomy & Astrophysics, 480, 409
- Corradi R. L., Mikolajewska J., Mahoney T. J., Munari U., Henden A.
- Corradi R. L. et al., 2010, Astronomy & Astrophysics, 509, A41
- Davidge T. J., 2003, The Astrophysical Journal, 597, 289
- Davis L. E., others, 1994, IRAF Programming Group, NOAO, Tucson
- De Boer T. et al., 2012, Astronomy & Astrophysics, 544, A73
- del Pino A., Hidalgo S. L., Aparicio A., Gallart C., Carrera R., Monelli M., Buonanno R., Marconi G., 2013, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 433, 1505
- Dilday B. et al., 2012, Science, 337, 942
- Doherty C. L., Gil-Pons P., Siess L., Lattanzio J. C., 2017, Publications of the Astronomical Society of Australia, 34
- Duschl W. J., 1986, Astronomy and astrophysics, 163, 56
- Farmer R., Fields C., Timmes F., 2015, The Astrophysical Journal, 807, 184
- Freeman K., 1987, Annual review of astronomy and astrophysics, 25, 603
- Gilmore G., Wyse R. F., Kuijken K., 1989, Annual review of astronomy and astrophysics, 27, 555
- Gonçalves D. R., Magrini L., de la Rosa I. G., Akras S., 2015, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 447, 993
- Gonçalves D. R., Magrini L., Teodorescu A. M., Carneiro C. M., 2014, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 444, 1705
- Gullieuszik M., Held E. V., Rizzi L., Saviane I., Momany Y., Ortolani S., 2007, VizieR Online Data Catalog, J/A
- Gutiérrez-Moreno A., Moreno H., 1996, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 108, 972
- Gutiérrez-Soto L. et al., 2020, Astronomy & Astrophysics, 633, A123
- Hansen C. J., Kawaler S. D., Trimble V., 2012, Stellar interiors: physical principles, structure, and evolution. Springer Science & Business Media

- Heo J.-E., Lee H.-W., 2015, Journal of the Korean Astronomical Society, 48, 105
- Hilditch R., 2001, ISBN, 521241065, 392
- Howley K., Geha M., Guhathakurta P., Montgomery R., Laughlin G., Johnston K., 2008, The Astrophysical Journal, 683, 722
- Hurley J. R., Tout C. A., Pols O. R., 2002, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 329, 897
- Jorissen A., 2002, arXiv preprint astro-ph/0208431
- Jung M., Ko J., Kim J.-W., Chun S.-H., Kim H.-I., Sohn Y.-J., 2012, Astronomy & Astrophysics, 543, A35
- Jung M. Y., Ko J., Kim J. W., Chun S. H., Kim H. I., Sohn Y. J., 2012, A&A, 543, A35
- Kaler J. B., Jacoby G. H., 1989, The Astrophysical Journal, 345, 871
- Karachentsev I. D., Karachentseva V. E., Huchtmeier W. K., Makarov D. I., 2004, AJ, 127, 2031
- Kenyon S. J., Livio M., Mikolajewska J., Tout C. A., 1993, The Astrophysical Journal, 407, L81
- Khan R., 2017, ApJS, 228, 5
- Kippenhahn R., Weigert A., Weiss A., 2012, Stellar Structure and Evolution
- Lü G., Yungelson L., Han Z., 2006, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 372, 1389
- Luna G. J. M. et al., 2018, Astronomy & Astrophysics, 616, A53
- Luna G. J. M., Sokoloski J., Mukai K., Nelson T., 2013, Astronomy & Astrophysics, 559, A6
- Magrini L., Corradi R. L. M., Munari U., 2003, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 303, Corradi R. L. M., Mikolajewska J., Mahoney T. J., ed, Symbiotic Stars Probing Stellar Evolution, p. 539
- Mateo M., 1998, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 36, 435
- Mateo M. L., 1998, ARA&A, 36, 435
- Merrill P. W., Humason M. L., 1932, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 44, 56

- Mikołajewska J., 2003, in Astronomical Society of the Pacific Conference Series, Vol. 303, Corradi R. L. M., Mikolajewska J., Mahoney T. J., ed, Symbiotic Stars Probing Stellar Evolution, p. 9
- Monaco L., Saviane I., Perina S., Bellazzini M., Buzzoni A., Federici L., Pecci F. F., Galleti S., 2009, Astronomy & Astrophysics, 502, L9
- Morgan D., 1992, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 258, 639
- Munari U., Renzini A., 1992, The Astrophysical Journal, 397, L87
- Munari U., Zwitter T., 2002, A&A, 383, 188
- Padmanabhan T., 2001, Theoretical Astrophysics: Volume 2, Stars and Stellar Systems. Cambridge University Press
- Patat F. et al., 2007, Science, 317, 924
- Podsiadlowski P., Mohamed S., 2007, Baltic Astronomy, 16, 26
- Rodríguez-Flores E., Corradi R., Mampaso A., García-Alvarez D., Munari U., Greimel R., Rubio-Díez M., Santander-García M., 2014, Astronomy & Astrophysics, 567, A49
- Salaris M., Cassisi S., 2005, Evolution of stars and stellar populations. John Wiley & Sons
- Schmid H., 1989, Astronomy and Astrophysics, 211, L31
- Schmid H., 2001, in Eta Carinae and Other Mysterious Stars: The Hidden Opportunities of Emission Spectroscopy, Vol. 242, p. 347
- Sekeráš M., Skopal A., 2015, The Astrophysical Journal, 812, 162
- Shaw R. A. et al., 2010, The Astrophysical Journal, 717, 562
- Skopal A., Carikova Z., 2015, Astronomy & Astrophysics, 573, A8
- Vilardell F., Ribas I., Jordi C., Fitzpatrick E. L., Guinan E. F., 2010, Astronomy & Astrophysics, 509, A70
- Wang M.-Y. et al., 2019, The Astrophysical Journal, 881, 118
- Whiting A. B., Hau G. K., Irwin M., 1999, The Astronomical Journal, 118, 2767
- Witham A., Knigge C., Drew J., Greimel R., Steeghs D., Gänsicke B., Groot P., Mampaso A., 2008, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 384, 1277
- Yakut K., Eggleton P. P., 2005, The Astrophysical Journal, 629, 1055