

Observatório Nacional  
Ministério de Ciência e Tecnologia  
Departamento de Astronomia

# **Busca por Aglomerados Estelares Embebidos em Galáxias AGN**

Dissertação de Mestrado

**Bruna Vajgel**

Orientador: Dr. Emmanuel Galliano (ON/MCT)

Apresentada como requisito para  
a obtenção do título de mestre em astronomia.

Rio de Janeiro -Março de 2010

# **Livros Grátis**

<http://www.livrosgratis.com.br>

Milhares de livros grátis para download.



“As estrelas são todas iluminadas ...  
Não será para que cada um possa  
um dia encontrar a sua?”  
(Antoine de Saint-Exupery)



## Agradecimentos

Agradeço a minha mãe, meu pai, minha madrinha, meus irmãos e meu padrasto, meus grandes pilares, minha grande fonte de inspiração e meu grande orgulho, com os quais eu aprendi a ser um ser humano mais forte, mais determinado, capaz de superar qualquer desafio. Quero agradecer aos meus amigos que sempre tiveram ao meu lado e que nesta reta final tiveram toda a paciência e compreensão comigo, em especial a Bárbara, Ana Clara, Fábio, Leonardo, Renata, Marcelo, Maurício e Luan. Juntos encerramos mais esta etapa. Agradeço também aos meus amigos da astronomia, Gustavo, João Victor, Thales, Maria Aldinez, Letícia, Theo, Andrés e Pedro, pelo grande apoio e incentivo. Agradeço, em especial, ao meu orientador Emmanuel Galliano, pelas oportunidades de trabalho e por toda sua contribuição na minha formação científica. Agradeço também ao meu namorado, Luiz Augusto, um companheiro incondicional, sempre disposto a me fazer sorrir, mesmo quando o dia amanhecia cinzento demais.



# Resumo

Aglomerados massivos de estrelas em regiões de formação estelar são exemplos do modo mais proeminente de formação estelar no Universo. Até hoje, somente poucos aglomerados foram descobertos nos estágios evolutivos iniciais, quando ainda estão profundamente embebidos na poeira e no gás molecular, devido a necessidade de alta resolução espacial das imagens no infravermelho e centimétrico para detectá-los. Este trabalho apresenta os resultados da busca por novos candidatos a aglomerados embebidos em regiões de formação estelar em AGNs, utilizando imagens nas bandas J, K e L, com o detector ISAAC do VLT. A amostra é composta por 11 galáxias *Seyferts* selecionadas por apresentarem fontes de emissão ao redor do AGN em mapas centimétricos de alta resolução (1") do VLA. Nosso objetivo principal é identificar fontes vermelhas compactas, principalmente na banda K e L, que possam ser reconhecidos como aglomerados recém nascidos. Encontramos 4 candidatos a aglomerados embebidos em NGC 1068, 13 em NGC 1097, um em NGC 7172 e dois em NGC 7479.





# Abstract

Massive star clusters in starburst regions are the example of the most prominent mode of star formation in the universe. Until today, only few clusters in the initial evolutionary stage (when they still are deeply embedded into dust and gas) were discovered since IR and radio high angular resolution images are needed to detect them. This work presents the results of a search for new candidates for embedded superstar clusters in starburst environment of the AGNs by performing J-K-L band imaging with the detector ISAAC from the VLT. The sample of eleven Seyfert galaxies were selected based on high resolution ( $\sim 1''$ ) cm maps of VLA, which show radio sources surrounding the active nuclei. The main purpose of this project is the identification of bright red compact sources, mainly in K and L band (where dust contribution is higher), that can be recognized as new born clusters. We find 4 candidates for embedded star cluster in NGC 1068, 13 in NGC 1097, one in NGC 7172 and two in NGC 7479.



# Conteúdo

<b>Introdução</b> .....	<b>1</b>
<b>1 Aglomerados Estelares</b>	<b>3</b>
1.1 Aglomerados Estelares Galácticos .....	3
1.1.1 Aglomerados Globulares .....	4
1.1.2 Aglomerados Abertos .....	6
1.2 Aglomerados Estelares Jovens Extragalácticos .....	8
1.3 Estrutura Interna dos Aglomerados Estelares .....	12
1.4 Formação Estelar em Aglomerados .....	13
1.5 IMF .....	14
1.6 Origem dos Aglomerados .....	16
1.7 Evolução Dinâmica .....	17
1.8 Modelo Unificado de Aglomerados Estelares .....	19
1.9 Aglomerados Jovens e Massivos .....	20
<b>2 Astronomia Infravermelha</b>	<b>23</b>
2.1 Nomenclatura Infravermelho .....	23
2.2 Breve Histórico .....	25
2.3 Observação no IV .....	29
2.4 Exemplos de Fontes Astronômicas no IV .....	32
<b>3 Observações e Redução de Dados</b>	<b>37</b>
3.1 Contexto .....	37
3.2 Amostra .....	40
3.3 Técnicas Observacionais .....	41

3.4	Redução Básica dos Dados . . . . .	45
3.4.1	Imagens . . . . .	45
3.4.2	Calibração Fotométrica . . . . .	47
3.4.3	Espectros . . . . .	51
3.4.4	Erros da Calibração Fotométricos . . . . .	54
3.4.5	Erros da Calibração de Fluxo dos Espectros . . . . .	54
<b>4</b>	<b>Resultados</b>	<b>57</b>
4.1	Emissão Infravermelha de Aglomerados Estelares Jovens . . . . .	57
4.2	Limite de Detecção . . . . .	62
4.3	Erro de Medição . . . . .	65
4.4	Discussão Caso a Caso . . . . .	72
4.4.1	NGC 6890 . . . . .	72
4.4.2	PKS 2048-57 . . . . .	74
4.4.3	NGC 1358 . . . . .	76
4.4.4	NGC 1566 . . . . .	78
4.4.5	NGC 7314 . . . . .	80
4.4.6	NGC 1667 . . . . .	82
4.4.7	NGC 7582 . . . . .	86
4.4.8	NGC 7172 . . . . .	90
4.4.9	NGC 7479 . . . . .	93
4.4.10	NGC 1068 . . . . .	96
4.4.11	NGC 1097 . . . . .	101
<b>5</b>	<b>Conclusões</b>	<b>119</b>
	<b>REFERÊNCIAS</b>	<b>120</b>
	<b>Apêndice</b>	<b>125</b>
<b>A</b>	<b>Cálculo da Extinção</b>	<b>127</b>

# Lista de Figuras

1.1	Exemplos de aglomerados globulares . . . . .	4
1.2	Exemplos de aglomerados abertos . . . . .	6
2.1	Transmissão atmosférica sobreposta aos filtros J, H, K, L e M. . . . .	31
3.1	Imagens da posição das fendas nas galáxias NGC 1097 e NGC7582 . . . . .	42
3.2	Combinação de <i>chopping</i> e <i>nodding</i> . . . . .	44
3.3	Comparação entre as imagens original e convoluída do ISAAC com a imagem do 2MASS de NHC 1097 . . . . .	50
3.4	Espectros ISAAC reduzidos da galáxia NGC 7582 . . . . .	55
4.1	Modelo de um aglomerado estelar jovem sem poeira . . . . .	58
4.2	Mapa de Três Cores do Aglomerado R 136 . . . . .	60
4.3	Comparação entre os espectros ISAAC/VISIR de NGC 1365/M6, ISO CVF e ISO SWS de R 136 . . . . .	61
4.4	Imagens das galáxias NGC 1097 e NGC 7582 . . . . .	63
4.5	Galáxia NGC 1667 com fontes falsas . . . . .	64
4.6	Análise do erro da medição para a galáxia NGC 1068 no filtro K . . . . .	66
4.7	Análise do erro da medição para a galáxia NGC 7479 no filtro K . . . . .	67
4.8	Diagrama de fluxos K e L . . . . .	70
4.9	Barra de erros do diagrama de Fluxos K e L . . . . .	71
4.10	Galáxia NGC 6890 . . . . .	73
4.11	Galáxia PKS 2048-57 . . . . .	75
4.12	Galáxia NGC 1358 . . . . .	77
4.13	Galáxia NGC 1566 . . . . .	79

4.14 Galáxia NGC 7314 . . . . .	81
4.15 <i>Zoom</i> na região próxima à fonte 0 de NGC 7314 . . . . .	82
4.16 Galáxia NGC 1667 . . . . .	83
4.17 Galáxia NGC 1667 com filtros medianos . . . . .	84
4.18 Galáxia NGC 7582 . . . . .	87
4.19 Espectros ISAAC reduzidos da galáxia NGC 7582 . . . . .	88
4.20 Galáxia NGC 7172 . . . . .	91
4.21 <i>Zoom</i> na região próxima à fonte 0 de NGC 7172 . . . . .	92
4.22 Galáxia NGC 7479 . . . . .	94
4.23 <i>Zoom</i> nas regiões próximas às fontes 0 e 1 de NGC 7479 . . . . .	95
4.24 Mapa de três cores da região central da galáxia NGC 1068 . . . . .	96
4.25 Galáxia NGC 1068 . . . . .	97
4.26 Identificação das fontes circuladas na Figura 3.10 . . . . .	98
4.27 Diagrama da razão de fluxo K/J com o fluxo K . . . . .	101
4.28 <i>Zoom</i> nas regiões próximas às fontes 6, 8, 11 e 13 de NGC 1068 . . . . .	102
4.29 Mapa de três cores da região central da galáxia NGC 1097 . . . . .	103
4.30 Galáxia NGC 1097 . . . . .	104
4.31 Identificação das fontes circuladas na Figura 3.14 . . . . .	105
4.32 Diagrama de diagnóstico da razão de fluxo K/J com o fluxo K . . . . .	106
4.33 <i>Zoom</i> na região próxima às fontes 0, 1, 2, 3, 5, 6, 8, 9 e 10 de NGC 1097 . . . . .	109
4.34 <i>Zoom</i> nas regiões próximas às fontes 13, 18, 20, 21 e 27 de NGC 1097 . . . . .	110
4.35 Espectros em K e L da fonte 1+2 . . . . .	114
4.36 Espectros em K e L da fonte 8 . . . . .	115
4.37 Espectros em K e L da fonte 9 . . . . .	116
4.38 Espectros em K e L da fonte 10 . . . . .	117
4.39 Espectros em K e L da fonte 12 . . . . .	118

# Introdução

Aglomerados estelares massivos em regiões de intensa formação estelar são exemplos do modo de formação estelar mais proeminente no Universo. No começo da era do HST (*Hubble Space Telescope*), década de 90, as regiões de intensa formação estelar foram resolvidas em um grande número de fontes identificadas como aglomerados massivos compactos e azuis. A evolução desse tipo de aglomerado pode seguir dois caminhos: (i) o aglomerado consegue se manter ligado e, então, evoluir, originando um aglomerado do tipo globular; (ii) o aglomerado se desliga e as estrelas escapam e passam a povoar o campo. Hoje, acredita-se que quase todas as estrelas são formadas em aglomerados (Lada & Lada 2003).

As primeiras fases da evolução destes aglomerados não podem ser diretamente observadas através das técnicas tradicionais no visível. A razão disso vem do fato que, nesta fase inicial de sua evolução, os aglomerados estão profundamente embebidos na sua casca de gás e poeira. Quase todo o contínuo fotosférico emitido no ultravioleta, visível e até mesmo no infravermelho próximo ficarão muito obscurecidos, tornando-se difícil detectá-los. Felizmente, as técnicas no rádio e infravermelho médio permitem identificar estas fases iniciais. O gás, ionizado pela radiação dura das estrelas massivas, é uma fonte intensa de radiação livre-livre na faixa centimétrica. A radiação absorvida pela poeira é, então, reprocessada no infravermelho térmico (3-200  $\mu\text{m}$ ).

Até hoje, somente poucos aglomerados, neste estágio evolutivo, foram descobertos. A razão disso é simplesmente técnica. Para detectá-los é preciso ter, simultaneamente, boa sensibilidade e alta resolução angular no infravermelho e rádio.

O projeto apresentado aqui é um estudo sobre aglomerados embebidos em regiões de formação estelar em galáxias AGN próximas, que visa buscar novos candidatos a aglomerado embebidos, utilizando imagens no infravermelho obtidas com o instrumento ISAAC/VLT. As galáxias da amostra foram selecionadas por apresentarem fontes compactas de emissão



centimétrica em volta do núcleo ativo em mapas interferométricos do VLA. Optamos por procurar candidatos a aglomerados embebidos em galáxias AGN, pois suas regiões circunucleares são, frequentemente, locais de intensos surtos de formação estelar. E, embora, não sejam classificadas como galáxias *starburst*, a região ao redor do AGN pode ser considerada uma região de formação estelar, local adequado para a procura de aglomerados embebidos. Também, por apresentarem fontes de emissão em imagens rádio de alta resolução, é possível compará-las com nossas imagens no IV. Além disso, o AGN emite intensamente nesta faixa espectral, o que auxilia, no momento da observação, a se certificar do local de apontamento do telescópio e, no momento da comparação entre imagens rádio e infravermelha, realizar uma astrometria acurada. Por último, há um interesse em estudar a formação estelar próximo ao AGN, a fim de investigar a relação entre o fenômeno *starburst* e o AGN, já que até hoje, os aglomerados jovens nunca foram estudados nas cercanias dos AGNs. As imagens foram obtidas, nas bandas J, K e L, para 11 galáxias: NGC 1068, NGC 1097, NGC 1358, NGC 1566, NGC 1667, NGC 6890, PKS 2048-57, NGC 7172, NGC 7314, NGC 7479 e NGC 7582. O principal objetivo é identificar fontes vermelhas em J-K-L que possam ser candidatas a aglomerados embebidos.

Essa dissertação está estruturada em cinco capítulos. O Capítulo 1 é uma introdução sobre aglomerados estelares, onde abordamos temas como a observação de aglomerados Galácticos e extragalácticos, sua formação e evolução até chegarmos ao estudo dos aglomerados jovens extragalácticos. O Capítulo 2 propõe-se a revisar temas que concernem ao campo da astronomia infravermelha, como nomenclaturas utilizadas, seu histórico, observações e lista de exemplos de fontes astronômicas no infravermelho. O Capítulo 3 expõe o contexto do nosso projeto, os critérios de seleção da amostra, as técnicas de observação adotadas e os procedimentos da redução de dados. O Capítulo 4 apresenta os resultados obtidos, mostrando discussões sobre o tipo de emissão esperada de aglomerados estelares jovens, os limites de detecção e incertezas das medidas, além de comentarmos caso a caso das galáxias. Por fim, o Capítulo 5 lista nossas conclusões.

# Capítulo 1

## Aglomerados Estelares

A Galáxia contém numerosas aglomerações de estrelas. O estudo desses aglomerados estelares tem desempenhado um papel importante no desenvolvimento de diversas áreas da astrofísica. Aglomerados estelares variam em relação a sua morfologia, luminosidade, metalicidade e idade. Essa seção será dedicada a apresentar os diversos tipos de aglomerados observados na Via Láctea e em outras galáxias, assim como suas propriedades físicas e as etapas de sua evolução.

### 1.1 Aglomerados Estelares Galácticos

Aglomerados estelares estão distribuídos por toda a Galáxia, desde as regiões mais centrais até os locais mais afastados do halo. Em 1785, William Herschel resolveu esses objetos difusos em estrelas individuais o que o levou a se questionar se nebulosas mais distantes não poderiam ser um conglomerado de estrelas não resolvidas. O estudo de Shapley, em 1930, sobre a distribuição de aglomerados globulares (GCs) na Galáxia provocou uma revolução naquilo que se entendia sobre a estrutura Galáctica, determinando a posição do centro Galáctico através da distribuição dos GCs. Assumindo que todos os aglomerados possuem a mesma massa, ele determinou o centro Galáctico como sendo o centro de massa da distribuição destes objetos.

Historicamente, se definiram dois tipos de aglomerados: (i) globulares; (ii) abertos. Os primeiros são objetos mais densos, mais massivos e pobres em metais, já os aglomerados abertos possuem uma morfologia difusa, são menos massivos e mais ricos em metais

Os aglomerados globulares carregam questões fundamentais como a idade do Universo, a maneira como a Galáxia se formou, além de serem testes úteis para as teorias de dinâmica estelar. Já os aglomerados abertos desempenham um papel relevante no desenvolvimento da astronomia galáctica, fornecendo testes para investigar as propriedades das estrelas de alta massa e mapeando as estruturas Galácticas através da sua distribuição - os sistemas jovens delimitam a estrutura espiral da Galáxia, enquanto sistemas velhos traçam a cinemática da estrutura mais externa.

### 1.1.1 Aglomerados Globulares

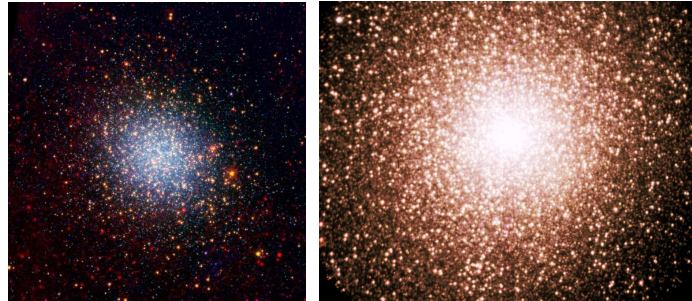


Figura 1.1: Exemplos de aglomerados globulares. À esquerda observa-se o mapa de três cores do aglomerado Omega Centauri. As cores azul, verde e vermelho são, respectivamente, imagens no filtro V ( $0,55 \mu\text{m}$ ) do telescópio de 4 m do Observatório Interamericano de Cerro-Tololo no Chile, e nos filtros infravermelhos em  $3,6 \mu\text{m}$  e  $24 \mu\text{m}$  do telescópio espacial Spitzer. À direita está disposto o mapa de três cores do aglomerado 47 Tucanae, composto pelos filtros U (azul), V (verde) e I (vermelho) do telescópio de 10 m de diâmetro do SALT (*South African Large Telescope*).

Aglomerados globulares são objetos compactos, sua morfologia quase esférica sugere que sejam estruturas dinamicamente estáveis. Sua distribuição concentra-se na direção do centro Galáctico, mas se espalham também até as regiões mais externas do halo. Sua luminosidade varia significativamente. O aglomerado mais brilhante da Via Láctea, Omega Centauri (lado esquerdo da Figura 1.1), tem  $M_V = -10,4$ , enquanto os aglomerados mais fracos detectados possuem  $M_V = -3,0$ . São também objetos mais massivos e mais brilhantes do que os aglomerados abertos e, ao contrário destes, os GCs possuem apenas estrelas velhas. Seu espectro é constituído, puramente, de luz estelar, sem nenhum traço de com-

ponentes de gás ou poeira. Na Tabela 1.1, estão dispostas suas principais características.

A ausência completa de atividade de formação estelar e a composição de sua população estelar indicam que estes objetos são estruturas velhas (aproximadamente 14 bilhões de anos) completamente formadas. Sua idade também corrobora a hipótese de aglomerados globulares serem estruturas estáveis, já que durante toda a sua vida, estes objetos sobreviveram às diversas passagens pelo disco Galáctico e aos efeitos de maré exercidos pelo disco da Via Láctea, que poderiam tê-los dissociados.

Muitos GCs podem ser reconhecidos a olho nú, 29 estão no catálogo Messier e outros mais estão nos catálogos NGC e IC. Como foram compilados a olho nú, esses catálogos não contêm aglomerados globulares mais tênues e de menor brilho superficial. Somente no século XX, através de placas fotográficas e *surveys* fotográficos de grandes áreas do céu, os aglomerados mais fracos foram descobertos. O catálogo mais famoso foi conduzido por Abell (1955), que descobriu 13 aglomerados de baixo brilho superficial pelo *survey* Palomar. Mais tarde, novos catálogos listavam cerca de 150 GCs galácticos (Monella 1985; Harris 1996). A Figura 1.1 mostra dois exemplos de aglomerados globulares bem conhecidos. À esquerda encontra-se o aglomerado Omega Centauri<sup>1</sup> e à direita o aglomerado 47 Tucanae.

Tabela 1.1: Principais características dos aglomerados globulares

Características	
Localização	halo e bojo galáctico
Massa	$10^4$ - $10^6 M_{\odot}$
Raio do centro( $r_c$ )	2-4 pc
Densidade	$10^4$ - $10^6 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$
Densidade estelar no centro	$10^4 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$ (densidade estelar da vizinhança solar = $0,05 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$ )
Nº de estrelas	$10^4$ - $10^6$

<sup>1</sup>Este objeto é motivo de muita polêmica na literatura, pois muitos acreditam que este aglomerado seja, na verdade, o núcleo de uma galáxia engolida pela Via Láctea. Esta hipótese encontra respaldo no seu diagrama cor-magnitude, que sofre um alargamento no ramo das gigantes vermelhas (RGBs *Red Giant Branch*), condizente com uma população estelar composta por diversas gerações de estrelas. O oposto do que se presumi para aglomerados globulares, compostos por uma população estelar simples.

Características	
Conteúdo	estrelas velhas
Formação estelar	não
Idade	velhos, $\sim 14 \times 10^9$ anos (idade da Galáxia)

### 1.1.2 Aglomerados Abertos



Figura 1.2: Exemplos de aglomerados abertos. À esquerda observa-se as Plêiades e à direita o aglomerado NGC 4755, também conhecido como Caixinha de Jóias. A imagem das Plêiades é uma composição dos filtros B (azul), V (verde) e I (vermelho) do instrumento POSS2/UKSTU do *STScI Digitized Sky Survey*. Já, a imagem de NGC 7455 é composta pela combinação dos filtros B (azul), V (verde) e R (vermelho) do instrumento FORS1 do VLT/ESO.

Os aglomerados abertos ficaram conhecidos por este termo devido a sua morfologia difusa (ver Figura 1.2 que mostra dois exemplos de aglomerados abertos). Ao contrário dos GCs, eles não possuem muita simetria na sua aparência e nem concentração central. Eles estão concentrados, no plano da Via Láctea, por isso, também são chamados de aglomerados Galácticos. Em virtude de sua localização, estes objetos podem ser fortemente obscurecidos pela poeira e facilmente perdidos entre a grande concentração de estrelas do campo, por isso, são mais difíceis de serem reconhecidos a olho nú. Conseqüentemente, Messier catalogou apenas 27 aglomerados abertos e, mais tarde, Lynga (1987) compilou, aproximadamente, 1200 aglomerados abertos o que corresponde a apenas uma pequena fração dos aglomerados na Via Láctea. Hoje, acredita-se que existem da ordem de  $10^5$  aglomerados abertos na Galáxia. Na Tabela 1.2, encontram-se as principais propriedades dos aglomerados abertos.

Aglomerados abertos cobrem uma grande faixa em tamanho, luminosidade e morfologia. Sua densidade pode alcançar valores um pouco maior do que a densidade das estrelas do campo ( $\sim 0,1 \cdot \text{pc}^{-3}$ ) até  $10^3 \text{ pc}^{-3}$ , no centro dos aglomerados mais ricos. Os sistemas com densidades mais baixas também recebem o termo de associações, que só são distintas das estrelas de campo, porque possuem uma fração alta de estrelas de um tipo incomum, por exemplo, associações de estrelas OBs e associações de estrelas T Tauri.

A presença de uma emissão difusa ao redor das estrelas dos aglomerados abertos, contrasta com a emissão estelar pura emitida pelos aglomerados globulares. Essa nebulosidade é resultado da poeira e do gás refletindo a luz das estrelas do aglomerado, indicando a existência de um meio interestelar significativo. Esta característica está intimamente relacionada com outra diferença que distingue as duas classes de aglomerados. Ao contrário dos GCs, os aglomerados abertos possuem estrelas azuis. Como foi dito anteriormente, acredita-se que aglomerados globulares sejam velhos devido à ausência de tais estrelas. Por analogia, a presença de estrelas azuis indica que esses sistemas foram formados mais recentemente, alguns ainda apresentando formação estelar corrente.

Outra evidência da origem recente dos aglomerados abertos é sua composição química. Estudos espectrais de aglomerados abertos mostram que suas metalicidades abrangem um intervalo de  $-0,75 < [\text{Fe}/\text{H}] < 0,25$ . Metalicidades assim tão altas são esperadas de objetos recém formados do material do disco Galáctico já quimicamente enriquecido por gerações estelares anteriores.

Tabela 1.2: Principais características dos aglomerados abertos

<b>Características</b>	
Localização	disco galáctico
Massa	$10^2$ - $10^4 M_{\odot}$
Raio	1-10 pc
Densidade estelar	$\sim 10^3 \text{ pc}^{-3}$
Nº de estrelas	$10^2$ - $10^3$
Conteúdo	gás, poeira, estrelas jovens
Formação estelar	sim
Idade	jovens, $< 10^8$ anos

---

---

**Características**

---

---

## 1.2 Aglomerados Estelares Jovens Extragalácticos

Durante muito tempo o estudo dos aglomerados estelares ficou confinado à Via Láctea e suas vizinhanças, devido a limitações impostas pela sensibilidade e pela resolução espacial dos telescópios terrestres. Um marco, não só na história das observações dos aglomerados estelares, mas também em toda a astronomia, foi o lançamento do Telescópio Espacial Hubble (HST), na década de 90. Suas observações deram um novo impulso aos estudos de aglomerados estelares. Antes das imagens de 30 Dorados na Grande Nuvem de Magalhães do HST, diversos artigos afirmavam que R136 (o objeto central de 30 Dorados) era uma única estrela com massa igual a alguns milhares de massas solares (Cassinelli, Mathis & Savage 1981). Imagens diretas com a câmera WFPC1 (*Wide Field Planetary Camera 1*) mostraram, pela primeira vez, o quão rico era este aglomerado. Hunter et al. (1995) identificaram, aproximadamente, 3500 estrelas dentro da região central, abrangida por uma área de 8" de raio.

Uma das primeiras descobertas realizadas pelo HST foi a observação de aglomerados compactos jovens em NGC 1275 (Holtzman et al. 1992), demonstrando sua capacidade de detectar objetos compactos pontuais contra um fundo muito brilhante. Objetos que antes eram impossíveis de se enxergar da Terra, de repente, se tornaram visíveis.

No entanto, alguns aglomerados jovens estão envoltos por uma camada de gás e poeira. Toda (ou quase toda) radiação ultravioleta (UV) e visível, proveniente das estrelas OBs, é absorvida pela poeira e reemitida em comprimentos de onda infravermelhos (IV), o que representa um limite às observações diretas e aos estudos destes aglomerados jovens, ditos embebidos, através de técnicas astronômicas tradicionais no óptico.

Somente durante as últimas décadas, os avanços da astronomia infravermelha e o desenvolvimento dos arranjos de detectores infravermelhos transformaram este panorama. O emprego das câmaras infravermelhas de imageamento e espectrômetros no óptico e no IV têm fornecido aos astrônomos meios de mapear e estudar sistematicamente os aglomerados jovens em ambientes poeirosos.

Historicamente, a maioria das primeiras observações do HST de aglomerados estelares compactos foram feitas em galáxias em interação (exemplo: NGC 4038/39 ou "Antena", Whitmore et al. 1999), e poucas em galáxias *starbursts*. Recentemente, foram encontrados aglomerados compactos jovens em outros ambientes como em galáxias anãs, espirais normais e espirais barradas. Abaixo estão listados alguns exemplos de aglomerados jovens extragalácticos encontrados nos ambientes mais variados.

### Galáxias em Interação

Muitos dos mais fantásticos aglomerados massivos jovens (YMCs, *Young Massive Clusters*) foram encontrados em galáxias *mergers*. Em NGC 1275, Holtzman et al. (1992) descobriram uma população de aproximadamente 60 aglomerados compactos azuis. Os autores sugeriram que esta população era constituída de aglomerados protoglobulares, os quais se formaram a 300 Manos atrás, durante a fusão de NGC 1275 com outra galáxia.

NGC 1275 foi a primeira galáxia a ter confirmada a existência de YMCs pelos dados do HST, embora, já se suspeitasse que ao menos um objeto nesta galáxia fosse um aglomerado massivo, baseado em dados terrestres (Shields & Fillipenko 1990).

Whitmore et al. (1993) observaram com WFPC1 a galáxia NGC 7252, protótipo de uma remanescente de *merger* (Toomre 1977) e encontraram uma população de aproximadamente 40 objetos pontuais azuis com luminosidades e cores similares àquelas encontradas em NGC 1275.

Em NGC 4038/39, outro protótipo de remanescente de *merger*, Whitmore & Schweizer (1995) detectaram uma população de aproximadamente 700 aglomerados estelares jovens. Observações subsequentes de NGC 7552 (Miller et al. 1997) e NGC 4038/39 (Whitmore et al. 1999) aumentam estas listas de aglomerados.

Como as fontes IRAS ultraluminosas (Ver Capítulo 2) são, essencialmente, todas *mergers*, não é surpresa nenhuma que a grande maioria da população de aglomerados estelares jovens esteja em galáxias em interação (Sanders et al. 1998).

### Galáxias *Starbursts*

Aglomerados estelares compactos também são encontrados em galáxias *starbursts*, mas em um número bem menor do que em galáxias em interação.



Meurer et al. (1992) encontraram uma população de aproximadamente 30 aglomerados jovens na galáxia *starburst* anã NGC 1705 e propuseram que o aglomerado mais brilhante detectado fosse do tipo globular jovem ( $\sim 13$  Manos), com massa igual a aproximadamente  $1,5 \times 10^6 M_{\odot}$ .

Mais tarde no trabalho de Meurer et al. (1995), foram observadas, com HST, mais nove galáxias *starbursts*, todas contendo aglomerados estelares compactos jovens. Os aglomerados mais brilhantes estão localizados, preferencialmente, próximos ao centro galáctico e possuem tamanhos similares aos aglomerados globulares Galácticos, além de possuírem o índice da função de luminosidade<sup>2</sup> aproximadamente igual a -2. Os aglomerados encontrados em galáxias *starburst* são similares àqueles encontrados em galáxias *merger*.

Já em O'Connell et al. (1995), encontrou-se um complexo de quase 100 super aglomerados estelares (SSCs) compactos e luminosos (aglomerado mais brilhante:  $M_V = -11,6$ ), concentrados em um raio interno de 100 pc da galáxia M82.

### Galáxias Anãs e Irregulares

Arp & Sandage (1985) foram, provavelmente, os primeiros a reconhecerem os aglomerados estelares de aproximadamente  $10^7$  anos em NGC 1569, revelados anos mais tarde pelas imagens do HST (O'Connell et al. 1994). Após ter entrado em operação, o telescópio espacial Hubble ajudou a identificar diversos desses objetos em galáxias anãs.

Em Billet et al. (2002) foram descobertos dois aglomerados de 250 Manos em NGC 4214, demonstrando que aglomerados massivos são capazes de sobreviver por um período substancial em algumas galáxias anãs.

Já em Vanzi (2003), apresentou-se observações no óptico da galáxia anã compacta azul UM 462, detectando diversas fontes compactas. Um estudo mais cuidadoso destas fontes revelou sua natureza de super aglomerado estelar<sup>3</sup> (SSC, *Super Star Cluter*). As idades determinadas através de análises do contínuo estelar e da linha de  $H\alpha$  são de algumas dezenas de milhões de anos. A taxa de formação estelar de UM 462, ocorrendo dentro dos aglome-

---

<sup>2</sup>A função de luminosidade nos dá a densidade numérica de galáxias em função da luminosidade, podendo ser na forma diferencial, número de galáxias por unidade de fluxo, ou integrada, número de galáxias com luminosidade inferior que uma dada luminosidade. A forma analítica mais utilizada da função de luminosidade é a chamada função de Schechter (1976):  $\phi(L)dL = \phi^*(\frac{L}{L^*})e^{-L/L^*} \frac{dL}{L^*}$ .

<sup>3</sup>Billett et al. (2002) definiu como sendo super aglomerados estelares aqueles com 10 Manos e  $M_V < -10,5$ .

rados, é de  $0,05 M_{\odot}/\text{ano}$ . Os aglomerados aparentam estar localizados nas bordas de duas grandes estruturas redondas, possivelmente camadas originadas em episódios anteriores de formação estelar. O tamanho das camadas é comparável com a idade dos aglomerados, indicando a presença de uma população estelar adjacente evoluída.

### Galáxias Espirais Normais

Larsen & Richtler (1999) procuram em uma amostra de 21 galáxias espirais próximas por aglomerados jovens massivos e os encontraram em um quarto delas. Mais tarde, estes mesmos autores adicionaram uma variedade de outras galáxias da literatura, incluindo galáxias *mergers* e *starbursts*, a fim de testar quais as condições mais propícias para a formação de um grande número de aglomerados massivos (Larsen & Richtler 2000). Eles encontraram que galáxias com formação estelar ativa formam, proporcionalmente, mais de suas estrelas em aglomerados do que no campo, indicando que a eficiência de formação de aglomerados pode depender de uma taxa de formação estelar (SFR) contínua, ao invés de estar relacionada com qualquer outro modo particular de formação estelar violenta.

Em Bastian et al. (2005) relata-se o estudo feito sobre complexos de aglomerados estelares jovens na galáxia espiral M51. Todos estes complexos de aglomerados são jovens, com menos de 10 Manos, e possuem tamanhos entre 85 e 240 pc e massas entre  $330 \times 10^4 M_{\odot}$ .

### Galáxias Barradas

Também se encontram aglomerados jovens em galáxias espirais barradas, como é o caso dos aglomerados no anel circumnuclear de formação estelar de NGC 1097 e NGC 6951 (Barth et al. 1995). Aglomerados compactos com  $R_{eff} \sim 2,5$  pc (NGC 1097) e maior do que 4 pc (NGC 6951) possuem  $M_V$  entre -14 e -15. Estes aglomerados aparentam ser similares aos aglomerados encontrados em galáxias em interação e galáxias *starbursts*.

Buta et al. (2000) analisaram aglomerados jovens compactos no anel nuclear da galáxia NGC 1326, o qual é um exemplo típico de um anel de formação estelar de 1 kpc de tamanho, localizado na região interna da ressonância de Lindblad<sup>4</sup>. Os aglomerados mais brilhantes

---

<sup>4</sup>A ressonância de Lindblad é definida por:  $\Omega = \Omega_p \pm \frac{\kappa}{m}$ ; onde  $m$  é o número de braços espirais,  $\kappa$  frequência de epíclio,  $\Omega_p$  a velocidade angular dos braços espirais e  $\Omega$  a velocidade de rotação do disco. O sinal positivo corresponde à ressonância interna de Lindblad e o sinal negativo à ressonância externa.

são mais fracos do que aqueles encontrados em galáxias *mergers* e *starbursts*. Acredita-se que esta galáxia não tenha nenhum SSC, sugerindo que a presença de SSC não é um propriedade universal de anéis de formação estelar. A intensa ressonância de Lindblad é capaz de produzir aglomerados com funções de luminosidade típicas, mas não conseguem formar aglomerados muito brilhantes, os quais são candidatos melhores a aglomerados protoglobulares.

A descoberta de diversos aglomerados jovens em outros tipos de galáxia que não galáxias extremas levou Whitmore (2000) a concluir que aglomerados estelares jovens luminosos são encontrados sempre que existe uma formação estelar vigorosa, não importando se são em galáxias *mergers* ou em galáxias *starburst*.

### 1.3 Estrutura Interna dos Aglomerados Estelares

O estudo de aglomerados ainda embebidos em suas nuvens moleculares progenitoras são importantes para a determinação do grau de segregação de massa, pois é provável que eles ainda possuam assinaturas dos processos físicos responsáveis pela sua formação. Pode-se classificar a segregação de massa em dois tipos: (i) segregação de massa primordial; e (ii) segregação de massa dinâmica.

A natureza e o grau de segregação de massa primordial são, provavelmente, determinados pelas propriedades das interações do material protoestelar durante os episódios de formação estelar nos aglomerados. No modelo clássico de formação estelar (Shu, Adams & Lizano 1987), as interações são irrelevantes e não há ocorrência da segregação de massa. Contudo, Fisher et al. (1998) concluíram, a partir das observações de NGC 2175, que encontros nos estágios evolutivos iniciais podem aumentar a acreção de massa dos aglomerados, através da fusão de caroços protoestelares. Estrelas mais massivas estão sujeitas a mais fusões e, portanto, acretam mais matéria (Bonnell et al. 2001), o que acarreta, conseqüentemente, na dissipação da energia cinética. Além disso, este tipo de estrela tende a se formar próximo aos centros dos aglomerados, onde a taxa de encontros é mais elevada (Bonnell & Davies 1998).

Já a natureza da segregação de massa dinâmica está relacionada com a evolução dinâmica em sistemas estelares densos, tais como aglomerados globulares Galácticos e aglomerados estelares ricos na Grande Nuvem de Magalhães. Tal evolução conduz estes sistemas à

equipartição de energia, onde estrelas de baixa massa irão atingir velocidades mais altas e, portanto, ocupar órbitas maiores, ou seja, órbitas nas periferias dos aglomerados (Grijs et al. 2002b).

Por sua vez, estrelas de alta massa ocuparão, gradativamente, o fundo do poço potencial dos aglomerados, isto é, o centro dos aglomerados (Spitzer & Hart 1971). Esse fenômeno resulta em uma concentração centralizada da componente estelar de alta massa comparada com a população estelar de baixa massa.

A escala de tempo para começar haver uma segregação de massa dinâmica significativa é comparável ao tempo de relaxação dinâmico do aglomerado (Spitzer & Shull 1975; Inagaki & Saslaw 1985; Bonnell & Davies 1998; Elson et al. 1998), definido como a escala de tempo necessária para um aglomerado perder todos os traços de suas condições iniciais. O tempo de relaxação depende da suavidade do poço potencial, isto é, número de estrelas, grau de equipartição alcançado e inclinação da IMF (de Grijs et al. 2002b). Como aglomerados maiores possuem poços, inerentemente, mais suaves, sua segregação de massa é mais lenta do que em aglomerados menores (Bonnell & Davies 1998).

## 1.4 Formação Estelar em Aglomerados

Estrelas se formam nas regiões mais densas das nuvens moleculares gigantes, onde o gás está concentrado na forma de caroços densos. O equilíbrio interno entre a pressão interna e a força gravitacional mantém a nuvem estável. Quando este balanço interno de forças é desfeito por instabilidades gravitacionais, choques entre nuvens de gás, aumento da pressão do ISM, ou por engatilhamento por outra região sofrendo um surto de formação estelar, a nuvem colapsa, dando início ao processo de formação estelar.

A eficiência total de formação estelar é definida como a fração de massa da nuvem convertida em estrela ( $SFE = M_{\star} / M_{total}$ ). Esta quantidade aumenta dentro de nuvens com alta densidade de gás. Isto explica por que a eficiência no núcleo de uma nuvem pode ser de 20% ou 30%, mas a eficiência de todo o complexo é de apenas 5% (Lada & Lada 2003). A nuvem molecular é formada por regiões densas de formação estelar permeadas por áreas de baixa densidade as quais não formam estrelas.

Pode-se ver agora outro aspecto da formação de aglomerados: nas regiões densas de onde se originam, a fração de massa na forma de caroços de formação estelar é automa-

ticamente maior, tornando conseqüentemente, a SFE maior. Isso significa que as estrelas têm probabilidade maior de terminarem gravitacionalmente ligadas. A eficiência necessária para formar um aglomerado ligado não é o resultado de circunstâncias especiais relacionadas às estrelas, como processos de *feedback*, mas sim o resultado da estrutura hierárquica do gás (Elmegreen 2006).

Uma pergunta que surge ao se estudar a formação dos aglomerados embebidos é qual a fração de estrelas que se forma nestes sistemas. Sabe-se que apenas uma pequena parcela das estrelas ( $\sim 0,1\%$ ) estão em aglomerados globulares e que somente uma pequena amostra dos aglomerados jovens irá sobreviver e dar origem a sistemas ligados. Logo, resta a dúvida se a maioria das estrelas do campo não se formaram também em aglomerados ou grupos de estrelas.

Sabe-se que as estrelas podem se formar em associações OBs (Roberts 1957). Estas, por sua vez, são formadas nas nuvens moleculares gigantes (*giant molecular clouds* - GMCs, Blitz 1980). Logo, a componente estelar de uma associação OB deve consistir, primariamente, de remanentes de aglomerados embebidos dissolvidos.

Meurer et al. (1995) observou que a fração total de luz da galáxia proveniente de aglomerados localizados em galáxias *starbursts* e galáxias sofrendo interações é maior do que 20%. Se for levado em consideração que, em regiões de formação estelar recente, muitas estrelas do campo descendem de aglomerados já dissolvidos, é natural concluir que a verdadeira porcentagem de estrelas originárias destes sistemas seja ainda maior.

Acredita-se que a maioria das estrelas são formadas em aglomerados estelares e que somente uma pequena porcentagem será membro de um aglomerado estelar ligado, porém, em termos quantitativos nenhum valor foi consolidado.

## 1.5 IMF

A função de massa estelar inicial (IMF) é geralmente parametrizada por uma lei de potência com o expoente igual a -1,35 (Salpeter 1955). Existem diversos debates em voga na literatura sobre as características dessa função. Um dos temas mais abordados é a universalidade da IMF. Discute-se muito sobre a dependência da função de massa inicial em relação ao ambiente, às condições iniciais e à estrutura da nuvem molecular.

Exemplos da variação da IMF, encontrados na literatura, são a baixa abundância de

anãs marrons em Touro (Briceño et al. 2002; Luhman et al. 2003), o grande número de estrelas massivas no aglomerado Arches próximo ao centro Galáctico (Figer et al. 1999; Solte et al. 2002) e a deficiência de estrelas de baixa massa próximo ao buraco negro Galáctico em Sgr A\* (Nayakshin & Sunayev 2005). Todavia, como concluiu Larson (1999), todas essas evidências ainda não demonstram convincentemente a variabilidade da função de massa inicial, pois elas ainda estão cercadas de incertezas. Ele ainda finaliza dizendo que algumas evidências diretas, baseadas nas propriedades fotométricas de sistemas exóticos e mais distantes, sugerem a variação da IMF em circunstâncias extremas, como em galáxias *starburst* e em alto *redshift*.

Já em Bate (2009), investigou-se a dependência das propriedades estelares com a estrutura cinética inicial do gás de uma nuvem molecular em plena atividade de formação estelar. Através de simulações hidrodinâmicas, ele demonstrou que a formação de aglomerados estelares é, relativamente, insensível às condições iniciais e que as propriedades estatísticas das estrelas e anãs marrons são invariantes e independentes do ambiente, o que é compatível com as observações feitas dentro da Galáxias. Ele ainda argumenta que se os produtos do processo de formação estelar dependessem sensivelmente da estrutura do gás molecular, então, seria de se esperar que as propriedades estelares de regiões de formação estelar espontânea diferissem daquelas observadas em regiões onde o processo de formação estelar foi engatilhado pelas explosões de supernovas (SNe) ou pela expansão das regiões HII.

Todavia, é importante refletir sobre o resultados dos modelos. Elmegreen (2006) se questiona se as simulações normalmente reproduzem IMFs iguais às observadas pelas razões corretas, tendo em vista que todos esses modelos assumem diferentes hipóteses e diferentes processos físicos e a universalidade da real IMF sugere uma insensibilidade aos processos detalhados. A IMF é a mesma dentro e fora dos aglomerados estelares e se mantém igual para surtos e processos lentos de formação estelar em galáxias. Ela também é praticamente independente da metalicidade e da massa. Com insensibilidades similares, as simulações conseguem chegar a resultados corretos, mesmo se a física assumida for demasiadamente simplificada (Elmegreen 2006).

## 1.6 Origem dos Aglomerados

Como já foi dito anteriormente, aglomerados estelares se formam em núcleos massivos e densos dentro de nuvens moleculares gigantes, as quais possuem massas entre 100 e 1000  $M_{\odot}$  e tamanhos típicos iguais a 0,5-1 pc. Estas nuvens, por sua vez, se originam do meio interestelar atômico, difuso e denso a partir de uma coleção de processos físicos, os quais não são ainda muito bem compreendidos. Internamente, existe um equilíbrio entre as forças gravitacionais atuando para dentro do aglomerado e a pressão interna agindo para fora do aglomerado. Quando as nuvens moleculares são perturbadas por algum processo que resulta em uma pressão externa, o equilíbrio interno é desfeito e parte dela pode colapsar, formando estrelas nas regiões de maior densidade. Todos esses processos externos, os quais culminam no colapso da nuvem, envolvem uma ação complexa de agentes, tais como, ondas de densidades em braços espirais, explosões de supernovas, dínamo galáctico, transições de fase e vários tipos de instabilidades (ex: térmica, gravitacional, magnetohidrodinâmica, etc.) (Elmegreen 1991, 1993).

Como observou Lada & Lada (2003), a grande maioria das nuvens moleculares gigantes contém gás denso e sinais de formação estelar, sugerindo que a formação de núcleos densos e subsequencialmente de estrelas procede rapidamente após a nuvem ter se formado do meio interestelar difuso.

Um processo que pode provocar a aceleração da formação estelar é o engatilhamento através da compressão do gás, a qual aumenta a pressão externa e eleva, conseqüentemente, a densidade do núcleo. Associações de outros aglomerados com regiões HII adjacentes também sugerem que o processo de engatilhamento deve desempenhar um papel importante na formação de pelo menos alguns aglomerados (ex: W3-W4 (Carpenter et al. 2000)). Em algum momento, quando o gás molecular é depletado ou expelido do aglomerado, cessa a formação estelar e o aglomerado emerge de seu berçário molecular.

Depois de um curto período embebidas, essas regiões de formação estelar irão aparecer em comprimentos de onda no óptico como regiões HII, com forte emissão de  $H\alpha$  proveniente do gás ionizado pela radiação ultravioleta das estrelas jovens e massivas. Se a GMC formou estrelas distribuídas por uma grande faixa de densidades, múltiplas regiões HII podem ser formadas de uma única nuvem molecular gigante. Essa formação estelar complexa ainda mantém as características da nuvem progenitora (ex: Elmegreen et al. 2001).

Porém, alguns trabalhos sugerem que a maioria destes objetos não sobrevive à emersão da nuvem molecular como sistemas identificáveis por um período maior do que 10 Manos. Em Lada & Lada (2003), foram analisados 53 aglomerados embebidos dentro de um raio de 2 kpc na vizinhança solar. Sua taxa de formação estimada é entre 2 a 4 aglomerados  $\text{Manos}^{-1} \text{pc}^{-2}$ , assumindo-se uma média de idades de 1 e 2 Manos, respectivamente. Esses valores são de 8 a 16 vezes maior do que a taxa de formação calculada para aglomerados abertos por Elmegreen & Clemens (1985) ( $0,25 \text{Manos}^{-1} \text{pc}^{-2}$ ) e 5 a 9 vezes maior do aquela estimada por Battinelli & Capuzzo-Dolcetta (1991) ( $0,45 \text{Manos}^{-1} \text{pc}^{-2}$ ). Comparando a população dos aglomerados abertos e embebidos da vizinhança solar, dentro de um raio de 2 kpc, Lada & Lada (2003) estimam que menos de 4% dos aglomerados formados são capazes de alcançar idades maiores do que 100 Manos e menos de 10% sobreviva mais de 10 Manos, pois a maioria irá se dissolver antes disso.

Oort (1957) e Spitzer (1958) enfatizaram que aglomerados com mais de 100 Manos são muito raros e que encontros com nuvens moleculares poderiam romper todos os aglomerados com densidade de massa menor que  $1 M_{\odot} \cdot \text{pc}^{-3}$  dentro de 200 Manos. Neste contexto, é interessante perceber que ambas, a “taxa de mortalidade infantil” e a “expectativa de vida”, serão uma função da distância ao centro galáctico. Isso porque tanto a força de maré galáctica quanto o número de GMCs aumentam a medida que se aproxima do centro da galáxia, sendo os encontros com as GMCs muito mais frequentes e destrutivos. Van den Bergh & McClure (1980) mostraram que os aglomerados abertos mais velhos estão concentrados nas regiões mais externas das galáxias, fato atribuído às baixas frequências dos encontros com as GMCs, nestas regiões.

## 1.7 Evolução Dinâmica

Como descrito anteriormente, aglomerados se formam em núcleos de gás molecular massivos e densos. A formação estelar é um processo inerentemente destrutivo para as GMCs, pois devido à ela, novas estrelas começarão imediatamente a destruir o ambiente gasoso ao seu redor, através dos ventos estelares e das explosões de SNe. O nascimento de estrelas de alta massa pode ser particularmente destrutivo, ocasionando não só o rápido rompimento do núcleo formando o aglomerado, mas também a completa dispersão de toda a GMC (Whitworth 1979). Além disso, fluxos de matéria para fora do aglomerado, gerado pela



população de estrelas de baixa massa, também são capazes de romper o núcleo da nuvem em um tempo relativamente pequeno (Matzner & McKee 2000).

A medida que o aglomerado embebido emerge da nuvem molecular, sua evolução passa a estar intimamente relacionada com a evolução do gás ao seu redor. Este é um estágio crucial na vida de um aglomerado estelar, quando ocorre a transição da fase embebida no restante do gás da nuvem molecular para a fase de expulsão do gás. Muitos aglomerados não sobrevivem a essa fase.

Ventos estelares e explosões de supernovas expõem o gás residual do aglomerado em um curto período ( $\lesssim 1$  Mano, Elson et al. 1989). Com a massa também é removida a energia do sistema. Se as estrelas estiverem inicialmente virializadas,<sup>5</sup> suas velocidades estarão bem altas assim que o gás for removido, senão maiores do que a velocidade de escape do aglomerado. Isso acaba provocando a perda de estrelas e a expansão do aglomerado, ou até mesmo sua completa destruição.

Eventualmente, a densidade do aglomerado fica tão baixa que as forças gravitacionais tornam-se comparáveis, ou mesmo inferiores, às forças de maré exercidas pela galáxia hospedeira, provocando, dessa forma, a dispersão do aglomerado. Interações de maré com nuvens densas, braços espirais, bojo e disco galácticos tornam o limite da densidade do aglomerado menor para a sua sobrevivência. As regiões externas dos aglomerados são arrastadas para raios, onde a densidade está no limite para as estrelas não serem arrancadas. A medida que a densidade diminui, o raio limite de equilíbrio também diminui, assim como as regiões ligadas, e as estrelas localizadas nas áreas periféricas expandem suas órbitas. Modelos detalhados do rompimento dos aglomerados, incluindo evolução e efeitos de maré, estão em Baumgardt & Makino (2003).

Gieles et al.(2006) têm mostrado que a destruição dos aglomerados por nuvens moleculares gigantes também é um mecanismo importante. Para as nuvens moleculares, a quantidade importante é o *filling factor* volumétrico do material molecular, com densidade superior ou comparável à densidade do aglomerado. Quando o aglomerado entra neste volume, ele se torna gravitacionalmente desligado por um certo tempo. Movimentos próximos a essas regiões densas podem energizar essas órbitas estelares, tornando, eventualmente, as velocidades estelares superiores às velocidades de escape, resultando na perda das estrelas

---

<sup>5</sup>Segundo o Teorema do Virial:  $2T+U=0$ ; sendo  $T$  a energia cinética e  $U$  a energia potencial. Logo,  $v^2 = \frac{GM}{r_g}$ , onde  $G$  é a constante gravitacional;  $M$ , a massa do aglomerado e  $r_g$ , o raio gravitacional.

e, conseqüentemente, na destruição do aglomerado.

O tempo necessário para a destruição completa do aglomerado ( $t_{des}$ ), após alguns encontros, pode ser parametrizado em função da massa. Gieles et al. (2006) encontraram  $t_{des} \propto M^{0,61}$  e Baumgardt & Makino (2003) acharam  $t_{des} \propto M^{0,64}$ . Contudo, se o tempo de destruição depende da massa do aglomerado, então, seria esperado que a função da massa do aglomerado com o tempo fosse menor para baixas massas, pois sistemas de baixa massa são rapidamente destruídos.

Fall, Chandar & Whitmore (2005) sugerem que a taxa de destruição seja independente da massa. Eles encontraram que o número de aglomerados em intervalos de idades iguais decresce inversamente com a idade, independentemente da massa do aglomerado. Essa diminuição é, de certa forma, contínua entre  $10^6$  e  $10^9$  anos.

A maioria dos aglomerados embebidos ( $\sim 50-90\%$ ) deve emergir de nuvens moleculares como sistemas desligados. Somente uma pequena amostra dos aglomerados jovens irá sobreviver e dar origem a sistemas ligados, como aglomerados abertos e globulares.

Nas galáxias NGC 7252 e NGC 3921, Whitmore (2000) observou que os aglomerados de 500 Manos possuem uma distribuição esperada para aglomerados globulares e apresentam as mesmas massas e densidades de aglomerados globulares clássicos, demonstrando que alguns aglomerados embebidos, de fato, irão sobreviver e se tornar aglomerados globulares. Porém, é necessário que a maioria dos aglomerados embebidos se dissolva, ou então estaria vendo uma frequência de aglomerados globulares muito maior do que se observa em galáxias elípticas, as quais possuem a maior frequência desses objetos (Whitmore et al. 1999). A questão que permanece é: com que frequência os aglomerados embebidos irão sobreviver e dar origem a aglomerados globulares velhos, como os observados na Galáxia?

## 1.8 Modelo Unificado de Aglomerados Estelares

No decorrer das observações de aglomerados jovens em diversos ambientes distintos, notando-se suas similaridades entre aglomerados abertos e globulares, levanta-se a hipótese se não seria possível desenvolver um modelo unificado que fornecesse um panorama único para a formação de associações estelares, aglomerados abertos e globulares na Via Láctea, super aglomerados estelares na LMC e em galáxias anãs, aglomerados compactos jovens em galáxias *mergers* e *starbursts* e aglomerados globulares em galáxias elípticas. Pode-se desta-

car Elmegreen & Efremov (1997) e Vesperini (1998) como alguns grupos que têm perseguido esse objetivo.

Em Elmegreen & Efremov (1997), demonstrou-se que um mecanismo universal para a formação de aglomerados em todas as épocas e ambientes é consistente com as propriedades e localizações de aglomerados globulares jovens e velhos, aglomerados abertos, associações desligadas e nuvens interestelares. Eles argumentam que: (i) todos os aglomerados possuem uma distribuição de massa similar à distribuição das nuvens interestelares ( $n(M)dM \approx M^{-2} dM$ ); (ii) a IMF para todos os aglomerados, associações e nuvens interestelares possui uma inclinação de igual a aproximadamente -2; (iii) aglomerados globulares de todas as idades se formam preferencialmente em regiões de alta pressão (evidência: altas pressões cinéticas das densidades e velocidades relativas das estrelas membros destes aglomerados); (iv) aglomerados massivos, que se formam em ambientes de mais alta pressão, tendem a ser mais ligados do que aglomerados de baixa massa ou aglomerados de mesma massa formados em ambientes de mais baixa pressão, logo nuvens virializadas são mais ligadas em alta pressão.

Já em Vesperini (1998), investigou-se a evolução da função de massa dos aglomerados globulares Galácticos, levando em consideração os efeitos da evolução estelar, relaxamento de dois corpos, choques no disco e fricção dinâmica sob a evolução individual dos aglomerados globulares. Ele encontra que processos evolutivos alteram significativamente a população inicial dos aglomerados globulares e o rompimento de um número significativo de aglomerados globulares provoca um achatamento na distribuição espacial dos aglomerados nas regiões centrais da Galáxia. A existência de uma particular função inicial de massa para os aglomerados globulares, capaz de manter sua forma inicial e seus parâmetros inalterados, durante todo o processo evolutivo, sugerida por Vesperini (1997), foi confirmada.

Apesar dos bons resultados obtidos por estes modelos, ainda resta convoluí-los com modelos de evolução galáctica e evolução estelar, para reproduzir a distribuição demográfica dos aglomerados observados nas galáxias.

## 1.9 Aglomerados Jovens e Massivos

Após a revisão de uma série de propriedades e mecanismos relacionados com a formação e evolução dos aglomerados estelares, pode-se agora definir o que são aglomerados embebidos.

Aglomerados embebidos são aglomerados estelares ainda envoltos em uma espessa camada de gás e poeira. Acredita-se que este seja o primeiro estágio evolutivo dos aglomerados, formados dentro de nuvens moleculares gigantes.

Estes aglomerados também podem ser chamados de aglomerados empoeirados (*dusty clusters* em inglês). Eles não estão, necessariamente, imersos profundamente na GMC, mas seu ambiente ainda contém muito conteúdo de gás e poeira, que ainda não foram expelidos, ou porque são muito jovens e o processo de expulsão do gás ainda está em andamento, ou porque o gás está atado gravitacionalmente ao aglomerado (Elmegreen, Galliano & Alloin 2009).

A associação física entre o gás interestelar e a poeira é uma característica que define os aglomerados embebidos. Aglomerados embebidos podem ser parcialmente (isto é,  $A_V \sim 1-5$  mag) ou profundamente ( $A_V \sim 5-100$  mag) imersos no material molecular denso e frio ou no ambiente quente e empoeirado das regiões HII. O grau de imersão no gás molecular está relacionado ao seu estágio evolutivo. Os aglomerados embebidos menos evoluídos e mais jovens são encontrados no centro das nuvens moleculares densas e massivas, já os mais evoluídos estão localizados dentro de regiões HII e nebulosas de reflexão ou nas bordas das nuvens moleculares (Lada & Lada 2003). Por estarem imersos dentro de uma grande nuvem de gás e poeira, sua luz ultravioleta e visível é absorvida pela poeira que é aquecida e reemite a radiação em comprimentos de onda maiores. Por isso, durante os primeiros estágios evolutivos só são visíveis na faixa espectral infravermelha e centimétrica.

Estudos (Lada 1992; Carpenter, Snell & Schloerb 1996; Phelps & Lada 1997) mostram que aglomerados embebidos estão fisicamente associados com os núcleos mais massivos (100-1000  $M_\odot$ ) e mais densos ( $n(\text{H}_2) \sim 10^{4-5} \text{ cm}^{-3}$ ) das nuvens moleculares. Esses núcleos têm diâmetros da ordem de 0,5-1 pc e possuem, tipicamente, SFEs de 10-30%.

Encontra-se na literatura uma variedade enorme de termos, que, por razões históricas, tem sido utilizada para descrever objetos fisicamente similares, mas que estão sendo observados em diferentes estágios evolutivos ou diferentes ambientes daqueles vistos na Via Láctea. Por exemplo, pesquisadores estudando galáxias *starbursts* (termo em inglês que remete a galáxias com intensa atividade de formação estelar) próximas utilizam o termo “super aglomerados estelares” (SSC, *Super Star Cluster*), devido à sua intensa luminosidade, embora nem sempre sua massa seja tão grande, sendo similar à massa de um aglomerado globular ou abertos normais. Os primeiros a introduzirem estes termos foram Arp & Sa-

vage (1985), estudando o aglomerado principal da galáxia NGC 1569. Já pesquisadores estudando galáxias espirais normais preferem o termo “aglomerados massivos jovens” (ex: Larsen & Richtler 1999).

Para todos os efeitos, este trabalho utilizará o termo aglomerados embebidos, definidos como aglomerados que estão completamente ou parcialmente imersos no gás e na poeira interestelar. Frequentemente, eles estão totalmente invisíveis nos comprimentos ópticos e são melhores detectados no infravermelho. Estes aglomerados são os sistemas estelares mais jovens conhecidos e podem ser considerados protoaglomerados globulares, porque, a partir da emersão das nuvens moleculares, eles poderão se tornar aglomerados do tipo globular, ou do tipo aberto, ou se dissolver completamente, passando seus membros a integrar as estrelas do campo.

O estudo dos aglomerados estelares pode endereçar, diretamente, uma série de problemas astrofísicos. Um deles é sua própria origem. Aglomerados galácticos se formam em nuvens moleculares gigantes (GMC, *Giant Molecular Cloud*). Durante a sua formação e seus primeiros estágios evolutivos, estão completamente embebidos no gás e na poeira moleculares, ou seja, totalmente obscurecidos. Entender como os aglomerados embebidos se formam e se desenvolvem a partir da emersão da nuvem progenitora permite o estudo da formação e evolução dos aglomerados globulares no universo local, já que não é possível realizá-lo diretamente, pois esses sistemas foram formados a aproximadamente 14 bilhões de anos atrás.

Outra questão importante abordada nas pesquisas de aglomerados embebidos são os mecanismos de formação estelar, o processo mais fundamental na astronomia. Algumas perguntas básicas sobre este tema permanecem sem respostas, como, por exemplo, se a função de massa estelar inicial é a mesma para todos os ambientes, ou se a formação estelar é capaz de engatilhar sequencialmente outros processos de formação estelar, ou ainda se todas as estrelas se formaram dentro de aglomerados e associações de estrelas. Para responder estas perguntas é necessário ir até o local onde diversas estrelas estão se formando. Ao fazê-lo, chega-se aos aglomerados embebidos. Portanto, compreender como estes objetos nascem auxiliará na compreensão dos mecanismos de formação estelar.

# Capítulo 2

## Astronomia Infravermelha

### 2.1 Nomenclatura Infravermelho

A primeira parte desta revisão consiste em uma célere explicação sobre a nomenclatura utilizada neste campo, que se distingue daquela usualmente adotada no óptico. Começaremos por definir os limites desta faixa espectral.

A região infravermelha do espectro eletromagnético abrange um intervalo maior em comprimento de onda, quando comparado ao óptico. E, dentro dela, existem três subregiões:

- Infravermelho Próximo (NIR): de 1 a  $2,5 \mu\text{m}$
- Infravermelho Médio (MIR): de  $2,5$  a  $20 \mu\text{m}$
- Infravermelho Distante (FIR): de  $20$  a  $350 \mu\text{m}$

Os comprimentos de onda que estão além de  $350 \mu\text{m}$  já não pertencem mais ao infravermelho (IV), integrando a faixa submilimétrica.

Definido o intervalo espectral, podemos agora especificar os tipos de filtros adotados. No visível, os filtros abrangem integralmente todos os comprimentos de onda, porém, o mesmo não ocorre no infravermelho. Como será explicado mais detalhadamente na Seção 2.3, a atmosfera terrestre não é uniformemente transparente no IV, pois ela absorve toda a luz em algumas faixas de comprimento de onda, enquanto em outras não. Estas regiões do espectro, onde a atmosfera não absorve a luz infravermelha, são chamadas de janelas atmosféricas (Ver Figura 2.1 que mostra a função resposta dos filtros J, H, K, L e M

sobrepostos à transmissão atmosférica). Os filtros são estrategicamente construídos para atuarem nestes intervalos. A Tabela 2.1 lista os filtros de banda larga mais utilizados com seus respectivos comprimentos de onda centrais e larguras.

Tabela 2.1: Filtros no Infravermelho

Filtro	Comprimento de Onda ( $\mu\text{m}$ )	Largura ( $\mu\text{m}$ )
J	1,25	0,3
H	1,65	0,3
K	2,2	0,4
L	3,5	1,0
L'	3,8	0,6
M	4,8	0,6
N	11	2,0
Q	20	5,0

Outra diferença entre as nomenclaturas da astronomia óptica e da astronomia infravermelha é a unidade de fluxo utilizada. A densidade de fluxo de fontes astronômicas no IV são diversas ordens de magnitude inferior a  $1 \text{ W}/(\text{m}^2 \cdot \text{Hz})$ , logo a solução é multiplicar por  $10^{26}$ , a fim de se obter uma unidade mais apropriada para os fenômenos astrofísicos.

Assim como na radioastronomia, a unidade de densidade de fluxo adotada aqui é o jansky (símbolo Jy), que equivale a  $10^{26}$  watts por metro quadrado por hertz:

$$1\text{Jy} = 10^{-26} \frac{\text{W}}{\text{m}^2 \cdot \text{Hz}} (\text{SI}) = 10^{-23} \frac{\text{erg}}{\text{s} \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{Hz}} (\text{cgs}) \quad (2.1)$$

O nome da unidade foi dado em homenagem ao radioastrônomo Karl Guthe Jansky <sup>6</sup>. Comumente, encontra-se na literatura trabalhos nos infravermelho próximo e médio que utilizam magnitudes ao invés de Jy mas, por preferência nossa, nesta dissertação a unidade adotada é o Jy.

As fontes brilhantes astronômicas no IV possuem densidade de fluxo entre um e 100 Jy,

---

<sup>6</sup>Primeiro a descobrir as ondas rádio emanando da Via Láctea

o que torna esta unidade muito útil para a astronomia infravermelha. Alguns exemplos de fontes medidas nesta unidade, que se encontram na literatura, são fontes medidas pelo *Third Cambridge Catalogue of Radio Sources* e os mapas de fontes extensas no infravermelho distante do satélite IRAS.

## 2.2 Breve Histórico

Depois de terem sido estabelecidas algumas notações que serão utilizadas ao longo de todo o texto, seguiremos para um breve relato sobre os fatos mais importantes que marcaram a história da astronomia infravermelha e contam como ocorreu o desenvolvimento deste campo.

A descoberta da radiação infravermelha ocorreu em 1800, quando Sir William Herschel notou o aumento da temperatura de um termômetro colocado no final (vermelho) do espectro solar, devido a presença de uma radiação invisível, a qual ele cunhou de “raios caloríficos”.

Mais de meio século depois, foi feita, então, a primeira observação de um objeto astronômico, no IV. Em 1856, Charles Piazzi Smyth detectou a radiação infravermelha da Lua. Ele testou também observações em diferentes altitudes, mostrando que as melhores observações eram obtidas nas maiores altitudes. Esta foi primeira indicação de que a atmosfera absorvia parte da luz infravermelha vinda do espaço.

Em 1869, foram feitas as primeiras observações no IV de estrelas por Huggins e confirmada por Stone (Huggins 1878). E, décadas mais tarde, em 1930, Shapley determinou a posição do centro da Galáxia, com uma precisão de 2 graus. Devido a esta grande incerteza, o sistema de coordenadas Galácticas era utilizado pelos astrônomos com um ponto zero independente. Apenas após à descoberta da fonte em radio Sgr A e com a utilização da linha de 21 cm, Oort & Rougor (1960) conseguiram determinar a direção da localização do centro Galáctico. Isso permitiu a IAU (União Astronômica Internacional) recentralizar o sistema de coordenadas Galácticas no centro Galáctico.

Apesar de ter-se iniciado cedo, o avanço da astronomia infravermelha só ocorreu na década de 50, a chamada era dos transistores, quando tornou-se possível a construção de detectores fotoelétricos a partir de cristais semicondutores. Foi através dessa nova tecnologia que Johnson (1962) pode estender o campo da fotometria fotoelétrica, introduzindo



três novas bandas: J ( $1,25 \mu\text{m}$ ), K ( $2,2 \mu\text{m}$ ) e L ( $3,2 \mu\text{m}$ ). Mais tarde, Eric Becklin inseriu a banda H ( $1,65 \mu\text{m}$ ) e Johnson & Mitchel (1963), a banda M ( $5 \mu\text{m}$ ). Todos esses filtros foram definidos de forma que fossem compatíveis com os perfis de transmissão das janelas atmosféricas.

Após a introdução deste novo sistema fotométrico e com a ajuda dos *surveys* lançados em foguetes, aviões e balões, foi possível atingir comprimentos de ondas maiores. A astronomia infravermelha ganha, então, um novo impulso e diversos objetos, nunca antes detectados no infravermelho, começam a ser observados. Pode-se dar como exemplo as observações de AGNs (Moroz & Dibai (1968) e Low & Kleinmann (1968)) e de sítios de formação de estrelas massivas no MIR e FIR (Low & Aumann (1970); Harper & Low (1971)).

A década de 70 ficou marcada pela produção dos primeiros *surveys* completos no IV de regiões de formação estelar. Grasdalen, Strom & Strom (1973) mapearam a nuvem escura da região em  $\rho$  Ofiúco. Foi escaneado um grande número de nuvens moleculares no NIR, a fim de localizar as populações de estrelas embebidas (a maioria de baixa massa).

*Surveys* revelaram também *starbursts* com  $L > 10^{12} L_{\odot}$  e as primeiras galáxias ultraluminosas no IV (ULIRGs) como, por exemplo, Mrk 231 encontrada, independentemente, por Young, Knacke & Joyce (1972) e Rieke & Low (1972). Significativas descobertas, como esta, realizadas independentemente foram a maior evidência do rápido crescimento do campo.

Em 1979, entra em operação uma nova geração de telescópios de 2-4 metros, dedicados à astronomia infravermelha, dentre eles encontram-se o *United Kingdom 3,8 m Infrared Telescope* (UKIRT) e o *NASA 3 m Infrared Telescope Facility* (IRTF), no Havaí.

Porém, o grande divisor de águas na astronomia infravermelha ocorreu com o desenvolvimento dos satélites espaciais, que possibilitaram observações livres dos efeitos da atmosfera terrestre. Em 1983, é lançado o primeiro satélite desta geração, o Satélite Astronômico Infravermelho (IRAS), um consórcio entre EUA, Inglaterra e Holanda. Seu objetivo principal era mapear todo o céu em 12, 25, 60 e 100  $\mu\text{m}$ . Para isso, ele era composto por um telescópio de 60 cm, um instrumento de varredura com 62 detectores em 12, 25, 60 e 100  $\mu\text{m}$ , um fotômetro (CPC - Chopped Photometric Channel) operando em 50 e 100  $\mu\text{m}$ , com resolução espacial de  $1''$ , e um espectrômetro de baixa resolução (LRS). Seu limite de sensibilidade para uma fonte pontual era de 0,5 Jy em 12, 25 e 60  $\mu\text{m}$  e 1,5 Jy em 100  $\mu\text{m}$ .

Dentre as contribuições do IRAS, podemos destacar a produção de um catálogo com

mais de 2000 asteróides; a detecção de discos de matéria ao redor de diversas estrelas; a catalogação de milhares de núcleos densos e quentes dentro de nuvens de gás e poeira (possíveis estrelas novas em formação); a revelação de que a Via Láctea é uma galáxia do tipo espiral barrada; a detecção de aproximadamente 75.000 galáxias “starbursts” e a descoberta de uma classe ultraluminosa de galáxias no IV que possui mais 90% da sua radiação emitida no IV.

Em 1989, outro satélite é lançado pela NASA, o COBE (Cosmic Background Explorer). Este foi o primeiro instrumento deste tipo a ser dedicado principalmente à cosmologia.

Este projeto possibilitou John Mather e George Smoot desenvolverem sua pesquisa, hoje laureada pelo Prêmio Nobel de Física em 2006. Eles confirmaram que a radiação cósmica fundo (CMB - *Cosmic Microwave Background*) tem um espectro de corpo negro entre o intervalo de comprimento de onda de 500  $\mu\text{m}$  a 1 cm e é anisotrópica. O COBE destaca-se, também, por ter sido o primeiro *survey* de todo o céu para  $\lambda > 120 \mu\text{m}$ , com 7 graus de resolução.

Anos depois é lançado, em 1995, o satélite ISO (Infrared Space Observatory), uma missão de grande sucesso técnico, operacional e científico. Seus resultados científicos tiveram impacto em praticamente todas as áreas da astronomia, com aproximadamente 30.000 observações fotométricas, espectroscópicas e polarimétricas, desde objetos do nosso sistema solar até as fontes extragalácticas mais distantes.

Suas imagens detectaram, por exemplo, os primeiros estágios da formação estelar. Núcleos protoestelares são objetos escondidos dentro de uma grande nuvem molecular. Uma casca espessa e fria de poeira obscurece o interior, onde o gás colapsa e dá origem às estrelas. Nos estágios iniciais, somente através de observações no radio e FIR é possível observar estes objetos. Derek Ward-Thompson e colaboradores observaram as primeiras imagens infravermelhas do núcleo protoestelar de L1689B, previamente observado no sub-milimétrico e no radio.

Quase 30 anos depois do último grande *survey* do céu no NIR ter sido realizado (*Two Micron Sky Survey* - TMSS; Neugebauer & Leighton 1969)<sup>7</sup>, começaram, em 1997 as observações do Two Micron All Sky Survey (2MASS), que se estenderam até 2003. Desde então, houve uma revolução no desenvolvimento de tecnologias no IV. Arranjos de detectores mais sensíveis e maiores são capazes de detectar objetos astronômicos 100 milhões de

---

<sup>7</sup>O TMSS escaneou 70% do céu e detectou cerca de 5.700 fontes

vezes mais fracos do que aqueles detectados pelo TMSS.

Para garantir a cobertura de todo o céu foram utilizados dois telescópios, um no hemisfério norte (Mt. Hopkins Arizona EUA), e outro no hemisfério sul (Cerro Tololo/CTIO Chile). O 2MASS foi responsável por cobrir mais de 95% do céu.

Uma grande vantagem deste *survey* era o fato de seus dados serem de domínio público, disponíveis na internet, o que proporcionou benefícios científicos imediatos. Ele, também, foi o primeiro censo fotométrico, em todo o céu, de galáxias mais brilhantes do que  $K_s = 2.65$  mJy, incluindo galáxias da “zona evitável” - faixa do céu obscurecida no visível pela nossa própria galáxia. Um catálogo com mais de um milhão de galáxias fornece um banco de dados estatístico, incluindo medidas fotométricas nas três bandas e alguns parâmetros estruturais. O objetivo deste catálogo é servir de base estatística para a procura de objetos raros, ou porque são frios e por isso extremamente vermelhos (estrelas de baixa luminosidade e anãs marrons), ou porque estão fortemente obscurecidos no óptico (ex: AGNs, aglomerados globulares localizados no plano Galáctico).

Mais recentemente, em 25 de Agosto de 2003, outro satélite foi lançado, o Spitzer (primeiramente SIRTF, the Space Infrared Telescope Facility). Seu objetivo principal era detectar, do espaço, fontes no IV entre 3 e 180  $\mu\text{m}$ . Composto por um telescópio de 0,85 metros, uma câmera infravermelha, um espectrômetro e um fotômetro multibanda, o Spitzer é o maior telescópio infravermelho já lançado no espaço. Ainda em operação, seus dados servem de complemento às observações do Telescópio Espacial Hubble (HST) e do Chandra X-Ray Telescope.

Como se pode constatar, o grande crescimento da astronomia infravermelha, nas últimas duas décadas, foi estimulado pelo desenvolvimento dos arranjos infravermelhos, que aumentaram a sensibilidade das imagens, e pelo lançamento de satélites, que observavam irretidamente qualquer comprimento de onda, sem a interferência atmosférica. A evolução da astronomia infravermelha possibilitou o desenvolvimento e a comprovação de diversas hipóteses astrofísicas, que dependiam de informações não acessíveis em outros comprimentos de onda como o óptico, o mais tradicionalmente utilizado.

## 2.3 Observação no IV

Uma das maiores dificuldades enfrentadas durante as observações no infravermelho é a atmosfera terrestre. Por ela não ser uniformemente transparente no IV, não é possível observar do solo todos os comprimentos de onda desta faixa espectral. Elementos como vapor d'água, CO<sub>2</sub> e OH são alguns dos responsáveis por bloquearem a radiação infravermelha. O vapor d'água é particularmente destrutivo para comprimentos de ondas entre 3 e 5  $\mu\text{m}$  e muito sensível à altitude, por isso, os observatórios infravermelhos estão situados em locais altos e secos.

O mesmo artifício da altitude não pode ser utilizado com a molécula de hidroxila. Sua emissão não térmica, entre 1 e 2,5  $\mu\text{m}$ , é formada por moléculas de OH excitadas vibracionalmente, relaxando e voltando para o estado fundamental. Esta emissão ocorre nas camadas mais altas da atmosfera (a 90 km de altura), portanto, não há nenhuma diminuição na sua intensidade com o aumento da altitude dos sítios astronômicos.

Outra fonte de problema é emissão térmica do ar e do próprio telescópio. Objetos com temperaturas típicas de 300 K emitem um espectro de radiação eletromagnética com um pico de emissão em 10  $\mu\text{m}$ . Mesmo assim, a radiação ainda é muito intensa em 3  $\mu\text{m}$ . Já para comprimentos de onda maiores do que 13  $\mu\text{m}$ , a radiação térmica de fundo é dominada pelo telescópio e por objetos quentes que sejam pelo menos 20 K mais quentes do que a temperatura efetiva do vapor d'água, inclusive o calor gerado pelo corpo humano. Entre 1 e 2,5  $\mu\text{m}$ , esta radiação térmica é substituída pela emissão produzida nas camadas mais altas da atmosfera, devido às reações fotoquímicas induzidas pela luz solar.

Juntos, a emissão térmica do ar, do telescópio e da atmosfera provocam uma intensa radiação de fundo no IV, dificultando a detecção de fontes espaciais. Muitas vezes, o brilho superficial do céu é mais intenso do que a fonte astronômica de interesse, tornando difícil sua detecção. Por isso, nas observações infravermelhas, a subtração acurada da emissão do céu presente nas imagens, assim como a técnica escolhida para realizá-lo, são imprescindíveis para se medir, corretamente, o fluxo correto dos objetos de estudos. Tais técnicas serão explicadas no Capítulo 3.

Portanto, observações feitas da Terra requerem técnicas adequadas para subtrair acuradamente o céu. Apesar da baixa sensibilidade, causada pela emissão e absorção atmosférica da radiação infravermelha, e a restrição em comprimentos de onda, as observações feitas em

solo têm a vantagem de possuírem alta resolução espacial já que os telescópios construídos destinados a este tipo de observações são bem grandes como, é o caso do telescópio UKIRT de 3,8 m e o VLT (Very Large Telescope) de 8,2 m.

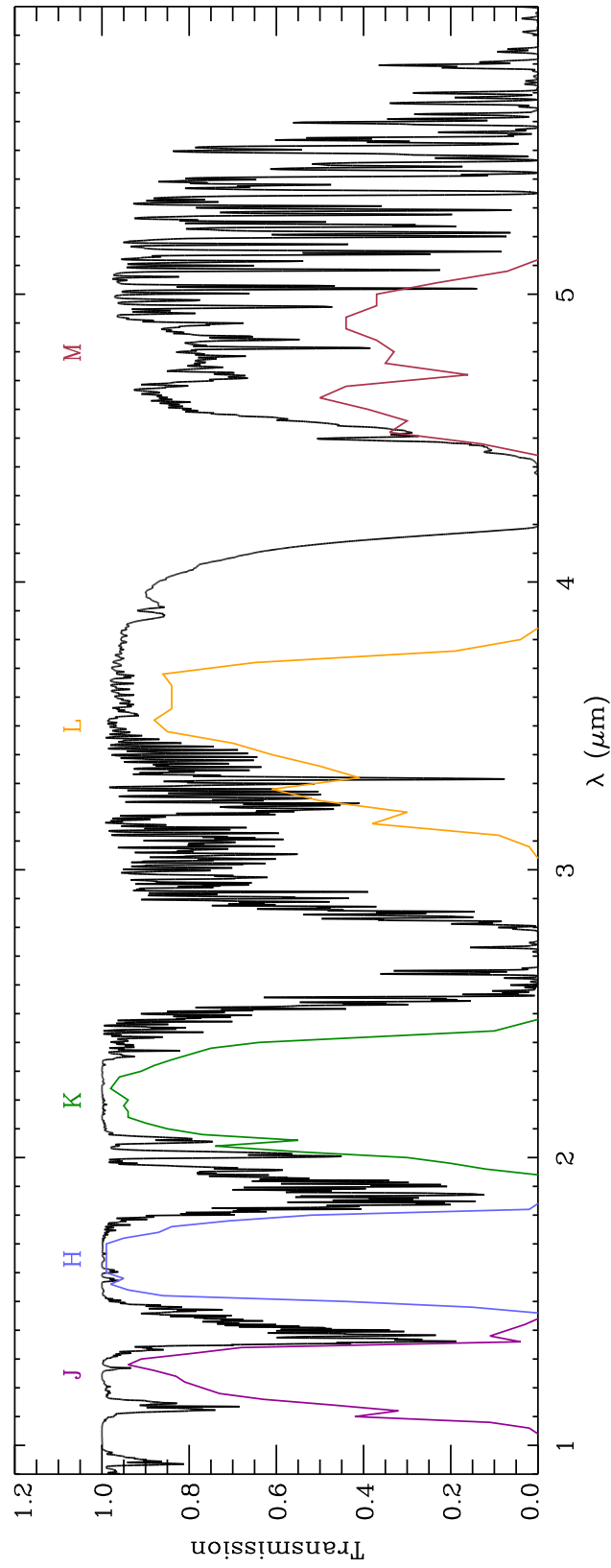


Figura 2.1: Transmissão atmosférica sobreposta aos filtros J, H, K, L e M.

Livre da atmosfera terrestre e sem a emissão de fundo do telescópio, da cúpula e da atmosfera (responsáveis por gerarem ruídos no detector), as observações espaciais possuem uma sensibilidade maior e não sofrem limitações em comprimento de onda. Por outro lado, como não é viável construir satélites com telescópios de grande porte (diâmetro maior do que dois metros) devido à dificuldade de lançá-los no espaço, observações feitas de satélites, como IRAS, ISO e Spitzer, desfrutam de dados de baixa resolução angular.

Cada tipo de observação, seja terrestre ou espacial, encontra algum obstáculo. Cabe a cada pesquisador avaliar seus objetivos e pesar os prós e contras de cada instrumento e sítio de observações astronômicas, para escolher aquela mais adequada às suas necessidades.

## 2.4 Exemplos de Fontes Astronômicas no IV

Podemos observar fontes de emissão infravermelha em todas as escalas astronômicas, desde sistemas planetários até galáxias em altos *redshifts*. Esta subseção dedica-se a dar alguns exemplos de fontes no infravermelho nos diversos campos da astrofísica.

**a) Planetas e Sistema Solar:** Todos os planetas e satélites do nosso sistema solar emitem intensamente no IV. Essa emissão infravermelha é proveniente do calor da atmosfera e da superfície, o qual tem um pico em 15 a 100  $\mu\text{m}$  (MIR e FIR).

Objetos do sistema solar também refletem a radiação IV emitida pelo sol. Essa radiação refletida tem um pico em 0,5  $\mu\text{m}$  (NIR). Seu estudo tem fornecido bastante informações sobre a composição destes objetos. Para planetas e satélites que possuem atmosfera, estudos infravermelhos mostram como a abundância e composição dos gases atmosféricos, assim como a temperatura da atmosfera, variam com a profundidade.

A astronomia infravermelha tem descoberto, também, novos cometas, asteróides e bandas de poeira no sistema solar.

A luz visível dos planetas é ocultada pelo brilho da estrela a qual ele orbita. No IV, onde os planetas têm seu pico de emissão, o brilho das estrelas é reduzido, tornando possível a detecção de novos planetas extra solares. Uma das descobertas mais importantes na astronomia infravermelha tem sido a detecção de discos de matéria e possíveis planetas ao redor das estrelas.

**b) Estrelas:** Outra fonte de radiação infravermelha são as fotosferas estelares. Por possuírem temperaturas mais baixas, estrelas de baixa massa possuem seu pico de emissão do espectro no IV. Contudo, mesmo estrelas de alta massa que emitem principalmente no ultravioleta e no visível, também emitem uma parcela de sua energia no IV.

Outros exemplos de fontes estelares no IV são as anãs Marrons, objetos tão pequenos que não conseguiram dar ignição nas reações termonucleares e, por isso, irradiam principalmente no IV; disco circunstelar de poeira e gás, local onde acredita-se que se formam os planetas extra solares; estrelas já evoluídas como PNe e aglomerados estelares, principalmente jovens, ainda envoltos por uma camada de poeira.

**c) Meio Interestelar:** Permeando as estrelas existe um meio interestelar (ISM) tênue, composto de grãos de poeira, gás molecular e atômico. A poeira absorve a luz visível e UV, aumenta sua temperatura e reemite no IV. Muitas das principais linhas espectrais produzidas no ISM pelo gás cai nessa faixa espectral.

Em regiões de Formação Estelar, nuvens de gás e poeira colapsando dão origem às estrelas. Quando a nuvem colapsa, sua densidade e temperatura aumentam, principalmente no centro, onde novas estrelas irão, eventualmente, se formar. Os objetos que se formam no centro da nuvem em colapso e que irão se tornar estrelas, são denominados protoestrelas.

Como a protoestrela está embebida em uma nuvem de gás e poeira, é difícil detectá-la no visível. Toda, ou quase toda, radiação emitida no óptico é absorvida pelo material ao seu redor. Somente durante os últimos estágios, quando a protoestrela é quente o suficiente para espalhar a maior parte da matéria ao seu redor, é possível observá-la no visível. Antes disso, a protoestrela pode ser detectada unicamente no IV, submilimétrico e rádio. A luz da protoestrela é absorvida pela poeira a sua volta, que é aquecida e irradia no IV.

**d) Galáxias:** A emissão infravermelha das galáxias provém, primariamente, de três fontes: estrelas, gás interestelar e poeira. A emissão no NIR entre 1 e 3  $\mu\text{m}$  é dominada pela radiação das fotosferas estelares. A emissão de átomos e moléculas do gás interestelar responde por apenas uma pequena porcentagem da radiação IV das galáxias, já os grãos de poeira aquecidos pela luz das estrelas são responsáveis pela radiação IV além de 3  $\mu\text{m}$ .



No caso das galáxias elípticas, a radiação infravermelha é proveniente de sua população estelar envelhecida, composta por estrelas de baixa massa que emitem principalmente no IV. Já nas galáxias espirais normais, a emissão infravermelha é originada nos braços espirais, anéis internos e regiões nucleares, ricos em gás e poeira.

Uma classe de objetos muito interessantes são as galáxias ultraluminosas no infravermelho (ULIRGs). Estas galáxias possuem  $L_{IR} > 10^{12} L_{\odot}$ , sendo mais de 90% de sua luz emitida no IV. Acredita-se que o excesso no IV seja resultado de intensa formação estelar (Houck et al. 1984; Soifer et al. 1989; Sanders & Mirabel 1996). Nestes sistemas, a maior parte da emissão infravermelha parece vir das regiões nucleares cobertas de poeira.

Galáxias de Núcleo Ativo (AGNs) também apresentam emissão no IV. Uma galáxia ativa é caracterizada pela sua intensa emissão não térmica, principalmente no rádio e no raio-X, assinatura de que processos de altas energia estão ocorrendo no núcleo. A fonte desta radiação pode ser o disco de acreção de um buraco negro no centro da galáxia. Quasares, galáxias rádio e galáxias Seyferts são todas galáxias ativas. Muitos destes objetos estão encobertos por um toro de poeira que emite intensamente no IV. Em Laurent et al. (2000), mostra-se que a emissão integrada no MIR de galáxias é produzida, principalmente, pela poeira interestelar aquecida diretamente pelo campo de ionização das estrelas jovens do campo ou do próprio AGN.

Outra classe interessante de objetos são as galáxias *starburst*. Por apresentar uma alta taxa de formação estelar, sua radiação é dominada pela emissão no visível e IV das estrelas jovens e massivas. Seu espectro no IV lembra o espectro de regiões HII compactas em nossa galáxia e inclui a contribuição de emissões difusas.

- e) **Cosmologia:** Galáxias em alto redshift ( $z \sim 5$ ) têm sua luz ultravioleta e visível desviadas para o IV próximo, devido à expansão do Universo. Um exemplo disso é a floresta de  $\text{Ly}\alpha$ . Todos os QSOs de alto redshift exibem um grande número de linhas de absorção a partir do "lado azul" da linha Lyman  $\alpha$  em emissão do próprio QSO. Estas linhas resultam da absorção dos fótons pelo gás entre o QSO e o observador. O gás distribuído ao longo da linha de visada é responsável pela absorção das linhas em diversos *redshifts*, todos inferiores à emissão correspondente do QSO (inclusive  $z=0$  devido a nossa própria galáxia). Devido à aparência, esta parte do espectro é

chamada Floresta Ly $\alpha$ .

A floresta Ly $\alpha$  se altera em função do redshift da fonte: quanto mais distante, maior o número (a distâncias diferentes) de gás capaz de absorver a radiação. Em geral, a absorção está associada com galáxias na linha de visada.

Uma rápida conta mostra qual *redshift* a galáxia deve se encontrar para sua linha de Ly $\alpha$  (1216 Å) ser observada no NIR, por exemplo, 1  $\mu$ m.

$$z = \frac{\lambda_o}{\lambda_e} - 1 = \frac{10000}{1216} - 1 = 7,22; \quad (2.2)$$

onde  $\lambda_o = \lambda$  observado e  $\lambda_e = \lambda$  emitido



# Capítulo 3

## Observações e Redução de Dados

### 3.1 Contexto

Acredita-se que aglomerados profundamente embebidos sejam os primeiros estágios evolutivos de um aglomerado estelar super massivo, o que torna a descoberta de novas fontes e suas análises extremamente valiosas para o entendimento da formação estelar e da formação de aglomerados globulares e abertos.

Em Lada & Lada (2003), estimou-se que a taxa de formação dos aglomerados embebidos, a uma distância de 2 kpc do sol, é entre 8 e 16 vezes maior que a taxa de formação de aglomerados abertos da vizinhança solar. Este resultado incita a conclusão de que a maior parte das estrelas, de fato, se formam dentro de aglomerados, além de questionar o motivo de não se observar o mesmo contingente de aglomerados embebidos em outras galáxias. A explicação disto pode estar relacionada tanto a um fenômeno físico - a maioria dos aglomerados não sobrevive a fase de expulsão do gás e emersão da nuvem molecular - quanto às limitações observacionais - necessidade de alta resolução espacial e alta sensibilidade dos detectores.

Até hoje, poucos aglomerados embebidos extragalácticos foram observados, devido à impossibilidade de detectá-los com as técnicas tradicionais no óptico e à necessidade de alta resolução espacial e alta sensibilidade dos instrumentos no infravermelho. Somente nas últimas décadas, com a evolução das técnicas no IV tornou-se possível o estudo sistemático desses objetos. Abaixo, encontra-se uma lista de algumas galáxias conhecidas que contêm aglomerados embebidos, com suas respectivas referências. Vale a pena ressaltar um exemplo

muito interessante desta lista, a galáxia NGC 4038/39 (também conhecida como “Antena”) que possui um aglomerado invisível no óptico, responsável por 15% da luminosidade total da galáxia entre 12,5 e 18  $\mu\text{m}$ .

Tabela 3.1: Lista de Galáxias com Aglomerados Embebidos Extragalácticos

Galáxia	Referências
NGC 4038/39	Mirabel et al. (1998); Zhang & Fall (1999); Gilbert et al. (2000); Whitmore & Zhang (2002); Snijders et al. (2007); Clark et al. (2007).
H2-10	Kobulnicky & Johnson (1999); Beck et al. (2001); Martín-Hernández et al. (2006).
NGC 5253	Gorjian et al. (2001); Turner et al. (2003); Vanzi & Sauvage (2004); Martín-Hernández et al. (2005); Cresci et al. (2005); Cabanac et al. (2005).
SBS0335-052	Plante & Sauvage (2002); Martín-Hernández et al. (2005); Thompson et al. (2009).
IIZw 40	Beck et al. (2002); Martín-Hernández (2006).
Haro 3	Johnson et al. (2004)
He-206	Gorjian et al. (2004)
NGC 1365	Galliano et al. (2005); Sakamoto et al. (2007); Galliano et al. (2008); Elmegrenn, Galliano & Alloin (2009).
NGC 1808	Galliano et al. (2005); Galliano & Alloin (2008).
NGC 7582	Wold & Galliano (2006)
NGC 5408	Vanzi & Sauvage (2006)
IC 4661	Vanzi & Sauvage (2006)
Haro 11	Hayes et al. (2007); Adamo et al. (2009).

O objetivo principal do nosso trabalho é aumentar esta lista de aglomerados embebidos, encontrando novos candidatos através da fotometria nas bandas J, Ks e L em galáxias Seyfert. Neste trabalho, estamos procurando não só aglomerados embebidos os quais são muito brilhantes acima de alguns microns, mas também por aglomerados empoeirados os quais podem ser brilhantes também no visível, contudo são fortes emissores da radiação

proveniente da poeira aquecida, por exemplo o aglomerado M5 em NGC 1365 (Galliano et al. 2008). Escolhemos galáxias Seyfert, pois suas regiões circunucleares são, frequentemente, locais de intensos surtos de formação estelar. E, embora, não sejam classificadas como galáxias *starburst*, a região ao redor do AGN, como têm demonstrado as imagens rádio, pode ser considerada uma região de formação estelar, sítio ideal para a procura de aglomerados embebidos. Também, por apresentarem fontes de emissão em imagens rádio de alta resolução, é possível compará-las com nossas imagens no IV. Além disso, o AGN emite intensamente nesta faixa espectral, o que auxilia, no momento da observação, a se certificar do local de apontamento do telescópio (tendo em vista que, na maioria dos casos, a emissão do céu é mais brilhante do que a emissão da fonte) e, no momento da comparação entre imagens rádio e infravermelha, realizar uma astrometria acurada. Existe ainda a possibilidade, no caso de encontramos objetos interessantes, de estudá-los com imagens de alta resolução angular observadas com a técnica de óptica adaptativa e com estrela guia laser, utilizando o AGN como fonte para corrigir o efeito de *tip-tilt*. Por último, há um interesse em estudar a formação estelar próximo ao AGN, a fim de investigar a relação entre o fenômeno *starburst* e o AGN. Até hoje, os aglomerados jovens nunca foram estudados nas cercanias dos AGNs.

A seleção dos alvos foi baseada em mapas centimétricos de alta resolução ( $\sim 1''$ ). O argumento para este tipo de triagem baseia-se no fato de que regiões HII ao redor dos aglomerados estelares jovens são fontes intensas de emissão térmica livre-livre, detectada na faixa centimétrica do espectro.

Um exemplo da forte correlação entre a emissão no infravermelho médio e no rádio é o artigo de Galliano et al. (2004), que encontrou SSCs embebidos em duas galáxias, NGC 1365 e NGC 1808, através de imagens de alta resolução no infravermelho médio. Eles demonstraram a boa relação entre os mapas em  $12,9 \mu\text{m}$  com as fontes compactas no rádio, sugerindo que as fontes detectadas são aglomerados jovens, ainda imersos na poeira.

Depois de escolhidos os alvos, utilizaremos imagens de alta resolução nos filtros J, Ks e L para selecionarmos os candidatos a aglomerados embebidos. O fluxo nas bandas J e Ks é dominado pela emissão das fotosferas estelares. Já no filtro L, predomina a emissão da poeira quente que, aquecida pela radiação das estrelas OBs, absorve a luz ultravioleta e visível e as reemite no infravermelho. Dessa forma, aquelas fontes, que possuem excesso de fluxo na banda L em relação às bandas J e Ks, contrapartida no rádio, mas nenhuma

análoga no óptico, serão identificadas como candidatas a aglomerados embebidos.

## 3.2 Amostra

Nossa amostra é constituída por 11 galáxias AGN, próximas e que apresentam fontes no centimétrico. A escolha de galáxias do Universo Local se deve à necessidade da galáxia e das regiões de formação estelar serem resolvidas, o que não seria possível para galáxias distantes. A Tabela 3.2 lista todas as galáxias da amostra com suas respectivas coordenadas, classificação morfológica, tipo de AGN, escala de parsecs por segundo de arco e distância.

Para a seleção das galáxias observadas foram utilizados os mapas de alta resolução em rádio ( 1" ) dos *surveys* de galáxias ativas de Morganti et al. 1999 (*survey* de ATCA de galáxias do hemisfério sul), Thean et al. 2000 (*survey* do VLA) e Ho & Ulvestad 2001 (*survey* do VLA de galáxias do hemisfério norte).

Tabela 3.2: Amostra de Galáxias

Galáxia	A.R.	DEC	Morf.	Tipo	Distância	Escala
				[s]	[Mpc]	[pc/"]
NGC 1068	02 42 40,7	-00 00 48	SAb	Sy 1	15	75
NGC 1097	02 46 19,0	-30 16 30	SBb	LINER b	17	84
NGC 1358	03 33 39,7	-05 05 22	SAB0	Sy 2	55	267
NGC 1566	04 20 00,4	-54 56 16	SABbc	Sy 1,5	20	99
NGC 1667	04 48 37,1	-06 19 12	SABc	Sy 2	62	301
NGC 6890	20 18 18,1	-44 48 25	SAb	Sy 1,9	33	160
PKS 2048-57	20 52 02,3	-57 04 08	SA0	Sy 1	46	225
NGC 7172	22 02 01,9	-31 52 11	Sa	Sy 2	35	172
NGC 7314	22 35 46,2	-26 03 01	SABbc	Sy 1	19	94
NGC 7479	23 04 56,6	12 19 22	SBc	Sy 1,9	32	158
NGC 7582	23 18 23,5	-42 22 14	SBab	Sy 1	21	104

### 3.3 Técnicas Observacionais

Os dados deste trabalho são compostos por imagens nos filtros J ( $1,2 \mu\text{m}$ ), Ks ( $2,2 \mu\text{m}$ ) e L ( $3,8 \mu\text{m}$ ) para as 11 galáxias e espectros centrados em  $2,2 \mu\text{m}$  e  $3,5 \mu\text{m}$  para apenas dois destes 11 objetos, NGC 1097 e NGC 7582, todos observados no telescópio VLT de 8,2 m em Cerro Paranal no Deserto do Atacama, no período entre 29 e 30 de outubro de 2004. Escolhemos observar os espectros para estas duas galáxias, porque, no caso de NGC 1097, a pré redução de dados mostrou fontes brilhantes no anel de formação estelar, bons candidatos a aglomerados embebidos. Já os espectros de NGC 7582 foram obtidos depois das observações, publicadas em Wold & Galliano (2006), de duas fontes próximas ao AGN observadas na banda estreita da linha do [NeII] ( $12,8 \mu\text{m}$ ).

Foi utilizado o instrumento ISAAC, um espectrógrafo e imageador no infravermelho ( $1-5 \mu\text{m}$ ), que possui dois braços, um equipado com o arranjo *Hawaii Rockwell* de  $1024 \times 1024$  pixels com resolução de  $0,1484''$  e outro equipado com o arranjo *InSb Aladin* também de  $1024 \times 1024$  pixels com resolução de  $0,0709''$ . O braço *Hawaii* foi utilizado para as observações nos filtros J e Ks, enquanto o braço *Aladin* foi utilizado para as observações no filtro L. O tempo de exposição para os filtros J, Ks e L são, respectivamente, 200, 900 e 1200 segundos.

Já para obter os dados espectrocópicos, utilizamos o espectrógrafo ISAAC do telescópio VLT em duas faixas espectrais, SK (de  $1,82 - 2,5 \mu\text{m}$ ) com  $R = 2600$  e SL (de  $2,55 - 4,2 \mu\text{m}$ ) com  $R = 2000$ , ambas para uma abertura de fenda de  $1''$ . A Figura 3.1 mostra o posicionamento das fendas para as galáxias NGC 1097 e NGC 7582, sendo, no caso da primeira galáxia mencionada, a fenda posicionada em duas localizações distintas, onde estão situadas as fontes mais brilhantes em L. Para NGC 7582, a fenda foi posicionada de acordo com a localização das duas fontes brilhantes detectadas em Wold & Galliano (2006). Escolhemos curtos tempos de exposição a fim de que o céu não saturasse os espectros e fizemos mais de uma exposição para podermos subtrair o céu e combinar os espectros finais. Estas observações foram feitas em *service mode*, no período entre 2005 e 2006, com uma turbulência atmosférica (*seeing*) de  $0,9$  segundos de arco. A Tabela 3.3 apresenta as informações observacionais.



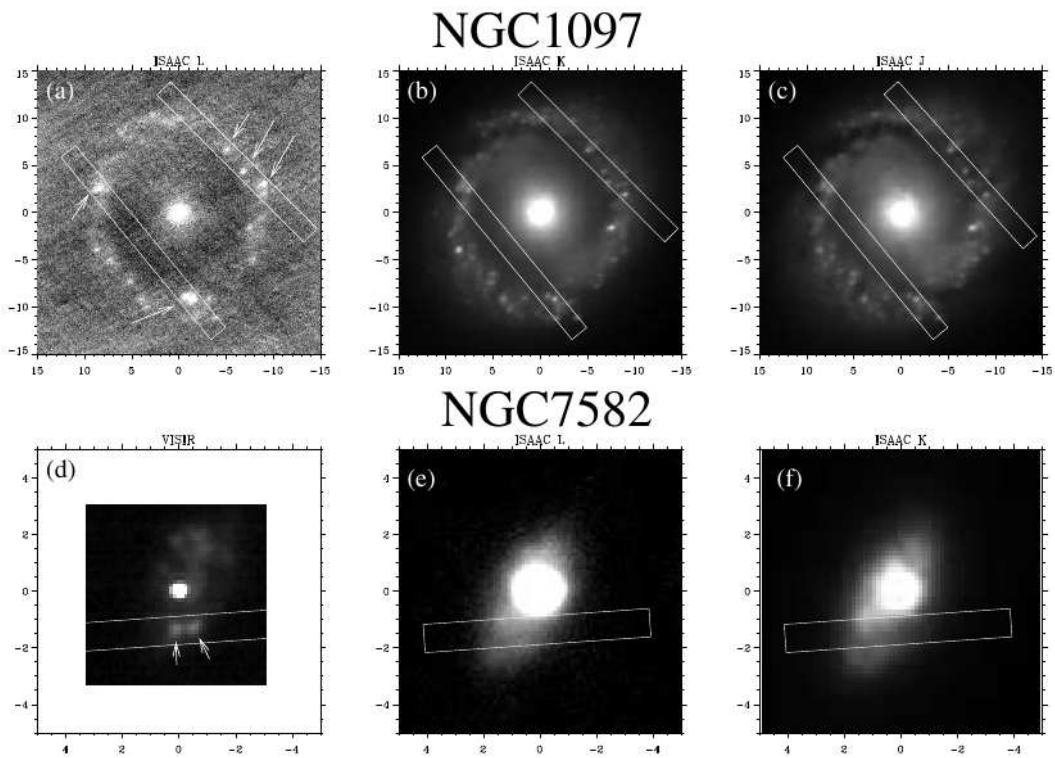


Figura 3.1: Imagens da posição das fendas nas galáxias NGC 1097 e NGC7582. Na linha superior da figura temos imagens: (a) ISAAC na banda L, (b) ISAAC na banda K e (c) ISAAC na banda J de NGC 1097. Já na linha inferior temos imagens: (d) VISIR na banda estreita de  $12.8 \mu\text{m}$  (Wold & Galliano 2006), (e) ISAAC na banda L e (f) ISAAC na banda K de NGC 7582.

Tabela 3.3: Lista de Espectros

Galáxia	F.	Tempo Total de Exp. (s)	Número de Exp.	Data
NGC 1097	Ks	900	10	11-11-2005
	Ks	900	10	17-02-2006
	L	5000	26	17-08-2006
	L	5000	26	12-10-2006
NGC 7582	Ks	900	10	15-10-2005
	L	5000	26	

Observações no infravermelho (IV) apresentam certas dificuldades que não temos ao observar no óptico. A maior delas é a emissão térmica de fundo. Para corpos negros de temperatura  $T$ , o pico de emissão, de acordo com a Lei de Wien, é

$$\lambda T \approx 3000 \mu m K \quad (3.1)$$

Portanto, o telescópio e o meio a sua volta, que estão a uma temperatura de aproximadamente 300 K, emitem fortemente no IV médio, com o pico em 10  $\mu m$ . Em particular, no IV próximo (1-2  $\mu m$ ), a emissão da molécula de OH é muito intensa e variável, chegando a dominar a emissão térmica. Este fundo varia espacialmente e temporalmente por causa das mudanças constantes nas condições da noite de observação (movimentos do ar e do telescópio). Por isso, as observações no IV impõem a necessidade de se fazer uma subtração acurada desse fundo variável.

Em geral, são feitas integrações curtas para que o fundo do céu não sature o detector e para que a variação do céu não seja muito grande durante a exposição. Em consequência disto, são feitas várias imagens de cada objeto que, posteriormente combinadas, resultam em uma única imagem.

O procedimento padrão é a aplicação da técnica *jitter* para comprimentos de onda na faixa do infravermelho próximo (filtros J e Ks). Quando o campo não está tomado por objetos de fundo, o céu pode ser estimado na própria imagem do objeto de estudo. A fim de calcularmos a mediana, são tiradas no mínimo três imagens do objeto (no nosso

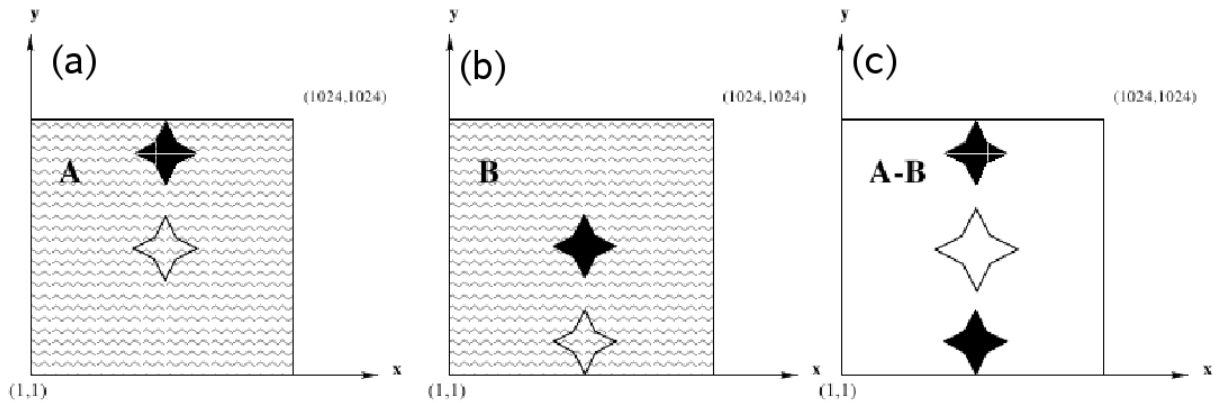


Figura 3.2: Combinação de *chopping* e *nodding*. Na esquerda, está um esquema de uma imagem *chopped* (chamada posição A), com uma imagem da estrela positiva (em branco) e outra negativa (em preto). No centro, o telescópio foi deslocado para a posição B. Existem resíduos de fundo em ambas imagens A e B. Subtraindo B de A (imagem (c)) produz-se uma imagem livre de qualquer resíduo, com a imagem central positiva duas vezes mais brilhante do que as duas imagens negativas.

caso, galáxias AGNs). A primeira com o alvo no centro da imagem e as demais levemente deslocadas em relação à primeira imagem tomada. O céu é estimado nas regiões ao redor da galáxia. Depois de subtraídas do céu, as imagens são alinhadas e combinadas, resultando em uma única imagem.

Já para comprimentos de ondas no IV médio (neste caso, o filtro L), adota-se, como de praxe, a combinação de duas técnicas de observação, o *chopping*, para subtrair a contribuição do céu, e o *nodding*, para eliminar o resíduo da subtração do céu, devido ao fato que a emissão do telescópio é levemente diferente nas duas posições de *chopping*. O primeiro consiste na movimentação do espelho secundário uma vez a cada alguns segundos, sendo este ciclo menor do que o tempo típico de variação da intensidade do céu. Dessa forma, se subtraírmos duas imagens tiradas consecutivamente, obtemos uma imagem com o objeto positivo e negativo livre da contribuição do céu (Figura 3.2.a e 3.2.b). Já o segundo é um pequeno deslocamento na posição do telescópio. As imagens *chopped* (Figura 3.2.a e 3.2.b) possuem resíduos da subtração do fundo, que são consequência dos diferentes caminhos ópticos percorridos pelos feixes de luz. Esses resíduos são bem subtraídos entre duas imagens *chopped* tiradas com um procedimento de *nodding* entre as duas (Figura 3.2.c). Concomitante a estas duas técnicas sucintamente descritas acima, pode-se utilizar a técnica

*jitter*, anteriormente mencionada, para eliminar os pixels quentes.

## 3.4 Redução Básica dos Dados

### 3.4.1 Imagens

#### Infravermelho Próximo

A redução foi realizada com o pacote ECLIPSE<sup>8</sup> (Devillard 1997). O ECLIPSE foi utilizado para construir as imagens de *dark*, os *flat fields* e os mapas de pixels ruins a partir de uma série de *flats twilight-sky*, subtrair o céu, alinhar e combinar as imagens.

- **Dark** - As imagens *dark* são exposições sem iluminação do detector integradas em um determinado intervalo de tempo. A corrente de *bias* do detector ISAAC SW é pequena, logo a característica dominante dessas imagens é a corrente de *dark*. Como o *dark* é uma função do DIT (*Detector Integration Time*, Tempo de Integração do Detector), os DITs da imagem de ciência e do *dark* têm que ser iguais. O *dark* criado nada mais é do que a média dos *darks* com DITs idênticos, de modo a obtermos um *dark* para cada DIT.
- **Twilight Flats e Mapas de Pixels Ruins** - Os *flats* foram obtidos através de imagens de regiões do céu, relativamente livres de estrelas, durante o nascer ou o pôr do sol. Foram tomadas para cada filtro 25 exposições com DIT e NDIT (*Number of Detector Integration Time*, Número de Tempo de Integração do Detector) constantes. Para cada pixel do detector foi traçada uma curva, a qual mostra como o pixel responde à variação de luz incidida sobre o detector, a medida que o sol se põe, ou nasce. A partir desta curva, foi feita uma regressão linear para obtermos o ganho do pixel. A imagem mostrando o ganho de todos os pixels foi normalizada para que tenha um valor médio igual a 1, isto é, o *flat field*. Dividimos, então, todas as imagens de ciência por tal *flat field*.

---

<sup>8</sup>O ECLIPSE é uma biblioteca escrita em ANSI C, que oferece serviços dedicados ao processamento de dados astronômicos. Existe diversos serviços para ler/escrever arquivos Fits, executar o processamento de dados e filtragem 3d, computar fotometria, qualidade da imagem e estatística, manipular arquivos de imagens, etc. Mais informações estão disponíveis no site <http://www.eso.org/eclipse/>

Como subproduto dessa rotina, tivemos um mapa de pixels ruins, onde todos os pixels, cujos valores estavam abaixo de 0,5 e acima de 2,0 após a normalização, foram declarados como ruins.

- **Subtração do Céu** - O valor do céu foi determinado na própria imagem de ciência. Para levar em conta a rápida variação do céu, foi estimado o valor deste em cada pixel, tomando sucessivamente a mediana do valor do pixel nas exposições tiradas imediatamente antes e depois de uma dada exposição. Subtraímos, então, todas as imagens por este valor e, em seguida, removemos os objetos, rejeitando os dois pixels de valores mais altos e mais baixos. Em seguida, calculamos a média dos pixels restantes. A imagem do céu foi dividida pela mediana das imagens dos objetos e subtraída. Por fim, as imagens foram alinhadas e combinadas pela mediana.

### Infravermelho Médio

A redução das imagens no filtro L foi realizada com o IDL (*Interactive Data Language*). Somente utilizamos o ECLIPSE para gerar a imagem de *flat*. Para imagens *chopped* o efeito do *dark* já foi eliminado da imagem, durante a subtração do céu. As etapas da redução das imagens no filtro L estão descritas abaixo:

- **Twilight Flat** - Para a divisão de “flat”, foi utilizado o mesmo processo realizado para as imagens no infravermelho próximo.
- **Subtração A-B** - A sequência típica de observação é ABBAABBA... etc, onde A e B são as posições de *chopping* do Telescópio. Em cada uma dessas posições, foram feitas duas imagens, uma com o espelho secundário levemente deslocado em relação à anterior. Estes pares de imagens (em cada posição do telescópio) foram subtraídos, gerando imagens *chopped* (Figura 3.2.a e 3.2.b). Em seguida, agrupamos as imagens em pares AB e subtraímos uma imagem da outra (Figura 3.2). O resultado foi uma imagem com o objeto positivo no centro e negativo em duas extremidades opostas da imagem (Figura 3.2.c). A imagem positiva tem um fluxo, que corresponde a  $2 \times \text{DIT}$  segundos.
- **Alinhamento das Imagens** - O alinhamento das imagens foi feito em relação às imagens positivas. Depois de alinhadas as imagens foram combinadas resultando

em uma única imagem. Para aumentarmos a razão sinal-ruído, utilizamos as duas imagens negativas uma de cada lado da imagem positiva. Como resultado, obtivemos uma imagem central positiva com o tempo de exposição correspondente a  $4 \times \text{DIT}$ , duas imagens negativas com tempo de exposição igual a  $3 \times \text{DIT}$  e outras duas imagens positivas com o tempo de exposição igual ao DIT.

### 3.4.2 Calibração Fotométrica

A calibração fotométrica foi feita observando estrelas padrões do catálogo de estrelas vermelhas LCO Palomar NICMOS (Persson et al. 1998). Comparamos o fluxo da estrela padrão medido em  $\text{ADU s}^{-1}$  com o fluxo em Jy (Jansky) do catálogo e obtemos a seguinte constante:

$$C = \frac{F_{obs}}{F_{Lit}} \quad (3.2)$$

onde o  $F_{obs}$  é o fluxo observado em  $\text{ADU s}^{-1}$  e o  $F_{Lit}$  é o fluxo em Jy da literatura da estrela padrão. Para transformamos o fluxo das galáxias de  $\text{ADU s}^{-1}$  para Jy, basta dividir o fluxo medido pela constante C.

No caso dos filtros J e Ks, utilizamos as imagens do banco de dados do 2MASS para conferir a calibração fotométrica. Como as imagens do 2MASS têm uma resolução angular inferior às imagens do ISAAC ( $\text{FWHM}_{2MASS} = 2,95''$  e  $\text{FWHM}_{ISAAC} = 0,6''$ ), só foi possível fazer uma comparação direta dos dados, depois de os termos convoluídos. A Figura 3.3 mostra o resultado dessa convolução, onde as imagens foram expostas na mesma escala.

Após a convolução, nós calculamos o fator de conversão com os dados do 2MASS, utilizando as próprias imagens do *survey* no lugar da estrela padrão para compararmos com o fluxo das nossas imagens. O resultado obtido foi um fator de conversão para cada galáxia. Comparamos as imagens calibradas com o fator de conversão do 2MASS com imagens calibradas com as estrelas padrões, medindo os fluxos dentro de uma abertura de raio igual a  $7''$ . Os resultados entre as calibrações estão expostos na Tabela 3.5. Suas duas primeiras colunas apresentam, sucessivamente, os nomes das galáxias e os filtros utilizados. A terceira e a quarta coluna correspondem ao fluxo medido dentro de uma abertura de raio igual a  $7''$  das imagens do ISAAC calibradas com estrelas padrões na resolução original e degradada na resolução do 2MASS, respectivamente. A quinta coluna mostra o fluxo da

imagem do 2MASS medido dentro da mesma abertura.

Como o valor dos fluxos medidos nas imagens calibradas com estrelas padrão estão muito próximos dos valores medidos nas imagens calibradas com o fator de conversão do 2MASS, utilizamos a média destes dois fatores de conversão para calibrarmos nossos dados. A Tabela 3.4 mostra a média dos fatores de conversão calculados com as imagens do 2MASS e o fator de conversão obtido utilizando o fluxo da estrela padrão para cada filtro e para cada noite. Finalmente, utilizamos os valores da coluna 5 da Tabela 3.4 para calibrarmos nossas imagens.

Tabela 3.4: Fator de Conversão

Filtro	Data	Estrela P. [mJy.s.ADU <sup>-1</sup> ]	2MASS [mJy.s.ADU <sup>-1</sup> ]	Média [mJy.s.ADU <sup>-1</sup> ]
J	29-10-2004	$2, \times 10^{-4}$	$1,9 \times 10^{-4}$	$1,9 \times 10^{-4}$
J	30-10-2004	$1,8 \times 10^{-4}$	$1,8 \times 10^{-4}$	$1,8 \times 10^{-4}$
Ks	29-10-2004	$1,6 \times 10^{-4}$	$1,5 \times 10^{-4}$	$1,6 \times 10^{-4}$
Ks	30-10-2004	$1,6 \times 10^{-4}$	$1,6 \times 10^{-4}$	$1,6 \times 10^{-4}$

Tabela 3.4: As duas primeiras colunas são, respectivamente, o filtro e a noite de observação, terceira coluna mostra o fator de conversão calculado através das estrelas padrões, a quarta coluna é a média de todos os fatores de conversão do 2MASS para uma mesma noite de observação e a quinta coluna é a média das colunas 3 e 4.

Tabela 3.5: Comparação entre as Calibrações Fotométricas feitas com Estrelas Padrões e com o Fator de Conversão do 2MASS

Galáxia	Filtro	ISAAC [mJy]	ISAAC Convóluido [mJy]	2MASS [mJy]
NGC 1068	J	591	499	511

<b>Galáxia</b>	Filtro	ISAAC [mJy]	ISAAC Convóluido [mJy]	2MASS [mJy]
	K <sub>s</sub>	1084	918	1055
NGC 1097	J	159	125	197
	K <sub>s</sub>	214	170	227
NGC 1358	J	102	83	52
	K <sub>s</sub>	109	89	56
NGC 1566	J	172	141	125
	K <sub>s</sub>	204	171	139
NGC 1667	J	69	51	46
	K <sub>s</sub>	75	55	52
NGC 6890	J	48	38	43
	K <sub>s</sub>	65	55	49
PKS 2048-57	J	77	59	58
	K <sub>s</sub>	106	86	68
NGC 7172	J	89	61	63
	K <sub>s</sub>	235	172	102
NGC 7314	J	18	15	25
	K <sub>s</sub>	41	38	31
NGC 7479	J	45	35	45
	K <sub>s</sub>	62	51	53
NGC 7582	J	246	192	104
	K <sub>s</sub>	621	522	206

No caso do filtro L, não há dados do 2MASS ou de nenhum outro *survey*, por isso, simplesmente calculamos o fator de conversão , utilizando as estrelas padrões. Para averiguarmos a acurácia da nossa calibração fotométrica, comparamos o fluxo integrado com valores encontrados na literatura. A Tabela 3.6 mostra esses valores.



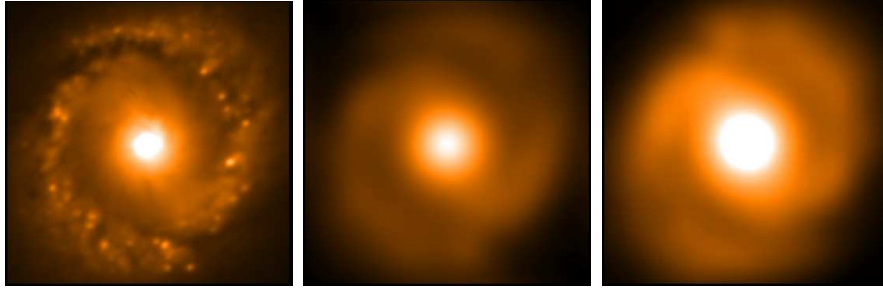


Figura 3.3: À esquerda, temos uma imagem original do ISAAC da galáxia NGC 1097 no filtro J, no centro temos a imagem do ISAAC convoluída e, por último, à direita temos uma imagem do 2MASS de NGC 1097.

Tabela 3.6: Comparação Fotométrica para o Filtro L

Galáxia	ISAAC [mJy]	Literatura [mJy]	Referência
NGC 1068	4757	4070	(2003A&A...398..101M)
NGC 1097	298	310	(1973MNRAS.164..155G)
NGC 1358	12	—	—————
NGC 1566	50	53	(1981MNRAS.197.1067G)
NGC 1667	8	—	—————
NGC 6890	718	—	—————
PKS 2048	76	54	(1982Nat...299...234A)
NGC 7172	105	73	(2000MNRAS.319..331)
NGC 7479	38	20	(2000MNRAS.319..331)
NGC 7314	17	—	—————
NGC 7582	274	272	(2002ApJ...571L...7P)

Não foi feita a correção de extinção atmosférica, pois as imagens das estrelas de calibração e das galáxias foram tomadas em massas de ar muito próximas - a maior diferença entre as massas de ar é de 0,2 - o que proporciona um erro da ordem de 1% no fluxo medido. Para comprovarmos essa afirmação, comparamos o fluxo de um objeto com massa de ar igual a 1 e o fluxo desse mesmo objeto com massa de ar igual a 1,2. Podemos relacionar a magnitude do objeto observado fora da atmosfera  $m_0(\lambda)$ , em um comprimento de onda arbitrário  $\lambda$ , com a magnitude do objeto observado na superfície da Terra  $m(\lambda)$  pela seguinte expressão:

$$m(\lambda) = m_0(\lambda) + \kappa(\lambda)X(z) \quad (3.3)$$

onde  $X(z)$  é a massa de ar em uma determinada distância zenital ( $z$ ) e  $\kappa(\lambda)$  é o coeficiente de extinção em um comprimento de onda  $\lambda$ .  $X$  é definido como o número de vezes que a quantidade de ar vista ao longo da linha de visada é maior do que a quantidade de ar na direção do zênite e irá variar a medida que a linha de visada do observador se afastar dessa direção. Logo,  $X$  é uma quantidade normalizada, sendo  $X(z = 0)$  igual a um. Podemos reescrever a Equação 3.3 para o fluxo:

$$-2,5 \log F(\lambda) = -2,5 \log F_0(\lambda) + \kappa(\lambda)X(z). \quad (3.4)$$

Vamos agora comparar o fluxo medido em uma massa de ar igual a um ( $F_1$ ) com o fluxo medido em uma massa de ar igual a 1,2 ( $F_{1,2}$ ):

$$-2,5 \log F_1 = -2,5 \log F_0 + \kappa(\lambda) \quad (3.5)$$

$$-2,5 \log F_{1,2} = -2,5 \log F_0 + 1,2 \kappa(\lambda) \quad (3.6)$$

$$-2,5 \log F_1 = -2,5 \log F_{1,2} - 1,2 \kappa(\lambda) + \kappa(\lambda) \quad (3.7)$$

$$-2,5 \log \left( \frac{F_1}{F_{1,2}} \right) = -0,2 \kappa(\lambda) \quad (3.8)$$

$$\frac{F_1}{F_{1,2}} = 10^{0,08 \kappa(\lambda)} \quad (3.9)$$

Para os filtros J e Ks,  $\kappa$  é igual a 0,09 e 0,06, respectivamente, o que dá uma diferença de 1,67% no fluxo das imagens em J e 1,11% em Ks.

### 3.4.3 Espectros

A técnica clássica na espectroscopia infravermelha é observar o objeto em duas posições ao longo da fenda. O céu é efetivamente removido subtraindo-se uma imagem da outra, registrando os dois espectros (o positivo e o negativo) e subtraindo-os de novo. Esse procedimento é também chamado de subtração dupla (*double subtraction*). A redução básica

dos espectros foi realizada com o programa IDL e com alguns pacotes do *IRAF*<sup>9</sup> e seus passos detalhados estão descritos em ordem cronológica abaixo:

- **Primeira Subtração** - Existe uma sequência clássica, onde se observa o objeto em duas posições diferentes da fenda, formando uma série de imagens ABBA... Nesse caso, a primeira operação consiste em subtrair as imagens tomadas em diferentes posições, formando pares A-B e B-A. Esse passo remove o *bias*<sup>10</sup> e resulta em uma imagem com dois espectros, um positivo e outro negativo.
- **Flat Fielding** - Dividimos todos os pares de imagens A-B e B-A pelo *flat*, que, neste caso, é a diferença normalizada de duas imagens, uma delas com a lâmpada acesa e outra com a lâmpada apagada.
- **Correção de Distorção** - Os espectros do ISAAC são fortemente curvados e inclinados, por isso, antes de combinarmos os espectros 2d, é preciso torná-los retos. Para tal, utilizamos como dado de calibração a lâmpada de Xe+Ar. Identificamos o espectro de comparação ao longo da linha de dispersão através da tarefa *identify* e reidentificamos suas características espectrais, utilizando o pacote *reidentify*. Depois, com a tarefa *fitcoords* ajustamos a função bidimensional para o comprimento de onda em função do número de linhas e colunas. Esse ajuste consiste em transformar o comprimento de onda em uma função de (x,y) da imagem. Por último, é realizada a correção geométrica pelo pacote *transform*. As duas transformações são invertidas para mapear o comprimento de onda, como uma função linear ao longo de um eixo, e a posição ao longo da fenda, como função linear ao longo do outro eixo.
- **Combinação do Espectro 2d** - Nesse passo, somamos os pares ABs com os pares BAs, depois de tê-los alinhados em relação aos espectros positivos. Esse método de combinar os dados é usualmente chamado de subtração dupla do céu, já que ele remove efetivamente qualquer resíduo do céu que permaneça depois da primeira subtração. O resultado é uma imagem contendo um espectro positivo e dois negativos, um de cada lado do espectro positivo. Por último, combinamos todas as imagens duplamente subtraídas em uma única imagem, a fim de aumentarmos a razão sinal/ruído.

---

<sup>9</sup>Para mais detalhes sobre os pacotes utilizados, ver Massey et al. 1992

<sup>10</sup>Integração de tempo zero para a leitura do ruído eletrônico do CCD.

- **Extração** - Extraímos os espectros utilizando a tarefa *apall* do pacote *apeextract*. Essa tarefa integra as contagens dos pixels ao longo da direção de dispersão dentro de uma abertura especificada internamente. Definimos regiões do céu para a subtração da contagem no contínuo. Essas aberturas foram definidas à direita e à esquerda do contínuo. Para estrelas telúricas e galáxias, centralizamos a abertura no contínuo e definimos seu tamanho. Permitimos a tarefa recentralizar, mas não redimensionar a abertura ao longo da direção de dispersão. Nossos espectros são resultantes de uma única abertura englobando algumas regiões da galáxia.
- **Calibração em Comprimento de Onda** - Espectros de comparação (lâmpada de Xe+Ar) foram extraídos utilizando os mesmos parâmetros de abertura e traço, usados nas extrações de cada objeto. Esses espectros de comparação tiveram suas linhas identificadas com a tarefa *identify* e foram as referências para a calibração em dispersão usando a tarefa *dispcor*, que utilizou a solução encontrada para a dispersão (no nosso caso um *spline* cúbico de ordem 4) e estabeleceu a escala linear de comprimento de onda por pixel. A incerteza em comprimento de onda é de 3 Å.
- **Calibração em Fluxo** - Observamos estrelas telúricas do tipo B5/B6 IV para os espectros na banda Ks e do tipo B4 V para aqueles na banda L e utilizamos espectros teóricos correspondentes a cada tipo espectral para modelar o contínuo da estrela observada. Deconvoluímos o espectro teórico com a curva de transmissão de cada filtro e dividimos este resultado pelo fluxo integrado da estrela do respectivo filtro, obtendo, dessa forma, a escala apropriada em fluxo ( $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ ). Para calcularmos o fator de conversão de  $\text{ADU s}^{-1}$  para  $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ , dividimos o espectro da estrela telúrica (já removidas suas linhas de emissão e absorção) pela escala em fluxo anteriormente calculada.

O resultado final do processo de redução é um espectro unidimensional calibrado em comprimento de onda ( $\mu\text{m}$ ) e densidade de fluxo ( $\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ ), onde todas as ordens foram unidas resultando em um único espectro cobrindo o intervalo de 1,82 a 2,5  $\mu\text{m}$  e 2,5 a 4,2  $\mu\text{m}$ . Esses espectros apresentam fortes linhas de emissão do gás ionizado, o qual está associado às regiões HII ao redor das estrelas massivas do aglomerado. No espectro da banda Ks, foi possível detectar a linha de recombinação do hidrogênio Br  $\gamma$ , linhas de

emissão de  $H_2$ . Uma clara assinatura de PAH e a linha Br  $\alpha$  são observadas na banda L. Os espectros reduzidos e calibrados da galáxia NGC 7582 estão dispostos na Figura 3.4.

### 3.4.4 Erros da Calibração Fotométricos

Para ambos detectores, *Hawaii* e *Aladin*, as estrelas padrões visam garantir uma calibração fotométrica com um erro entre 5-10%. Porém, como utilizamos a média entre dois fatores de conversão, temos que avaliar as duas contribuições.

Para as imagens do 2MASS, o valor de seu erro é igual a menos de 1%. Apesar de, a priori, a calibração do 2MASS ser muito precisa, não sabemos como ela foi feita, por isso, decidimos fazer a média dos fatores de conversão. Como a incerteza do 2MASS é muito pequena comparada à incerteza do ISAAC, podemos considerar que o erro fotométrico é igual a 10% do fluxo medido.

### 3.4.5 Erros da Calibração de Fluxo dos Espectros

As estrelas telúricas aqui utilizadas foram retiradas do Catálogo Hipparcos e, embora este seja uma fonte excelente de estrelas telúricas, a maioria delas não possui magnitudes no infravermelho. Isso significa que as magnitudes no IV têm que ser inferidas do tipo espectral. Tal extrapolação acarreta em uma incerteza de 20% na calibração absoluta.

Existem outras fontes de erros como perda de fluxo decorrente do processo de extração dos espectros, mas estes são desprezíveis em comparação ao erro introduzido pela extrapolação mencionada acima, a qual é a maior fonte de incertezas.

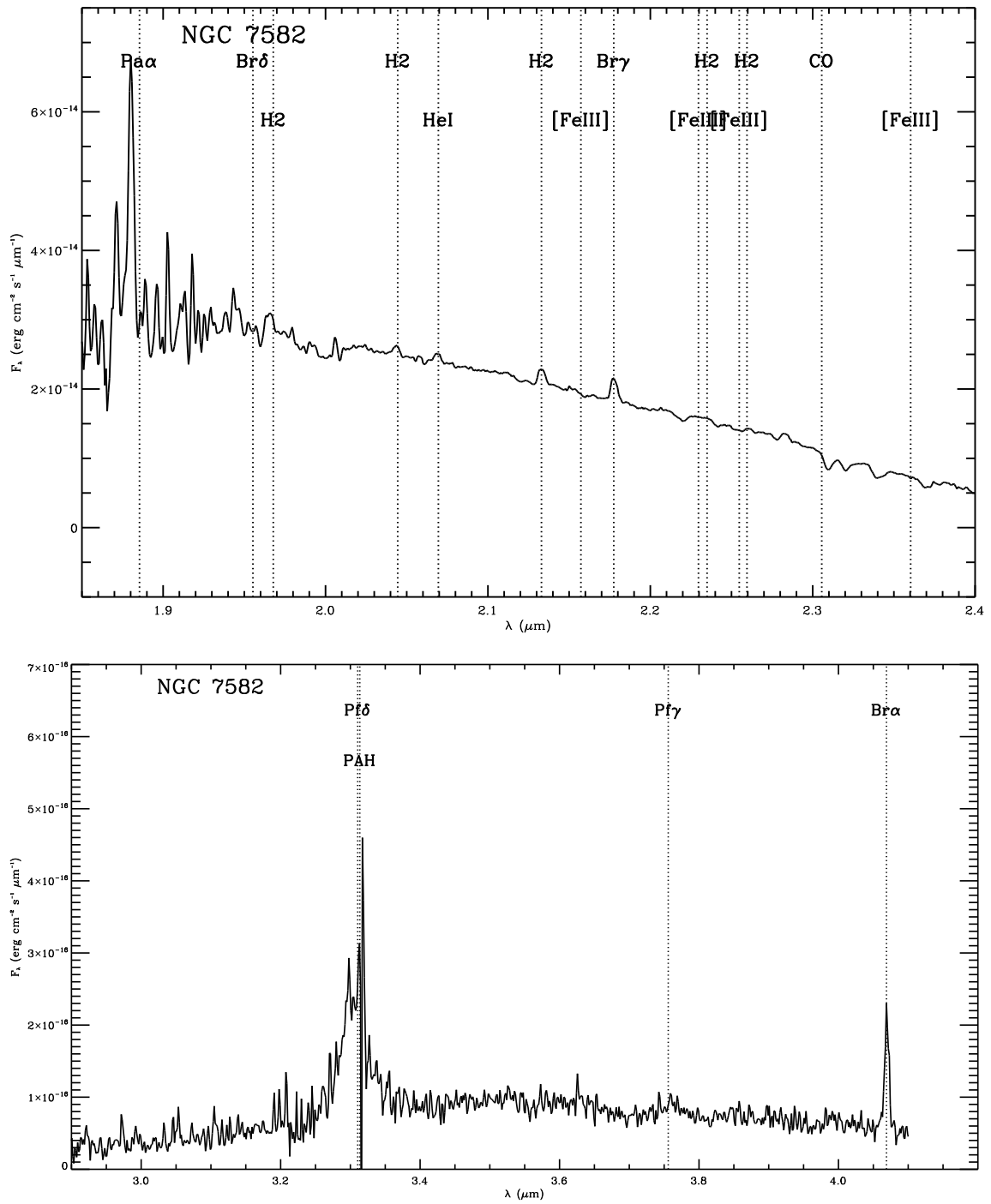


Figura 3.4: Espectros ISAAC reduzidos da galáxia NGC 7582.



# Capítulo 4

## Resultados

Este capítulo é dedicado à exposição dos nossos resultados. Primeiro faremos uma discussão sobre o que se espera da emissão de aglomerados estelares jovens, depois avaliaremos os limites de detecção das nossas imagens e as incertezas dos fluxos devido às medições e, por fim, apresentaremos e discutiremos cada caso das galáxias da nossa amostra.

### 4.1 Emissão Infravermelha de Aglomerados Estelares Jovens

Antes de mostrarmos os resultados das observações, vamos analisar qual é a emissão esperada de aglomerados jovens sem e com conteúdo de gás e poeira. Para aglomerados jovens sem poeira utilizaremos como objeto de comparação o modelo de síntese de população *Starburst 99* (Leitherer et al. 1999), e para aglomerados com poeira analisaremos a emissão dos aglomerados R 136 na Grande Nuvem de Magalhães e M6 na galáxia NGC 1365.

Modelos de síntese de população estelar preveem o comportamento espectrofotométrico das populações estelares de uma galáxia à medida que ela evolui. A evolução da emissão de uma população estelar é o resultado combinado de diversos fatores como: (i) a taxa de formação estelar (SFR, *Star Formation Rate*) que nos dá a quantidade de massa convertida em estrelas em função do tempo; (ii) a função de massa inicial, a proporção de estrelas de massa  $M$  que nascem quando há formação estelar; (iii) a metalicidade; e (iv) a evolução estelar.

Se conhecermos todas estas funções, podemos determinar para qualquer instante as pro-



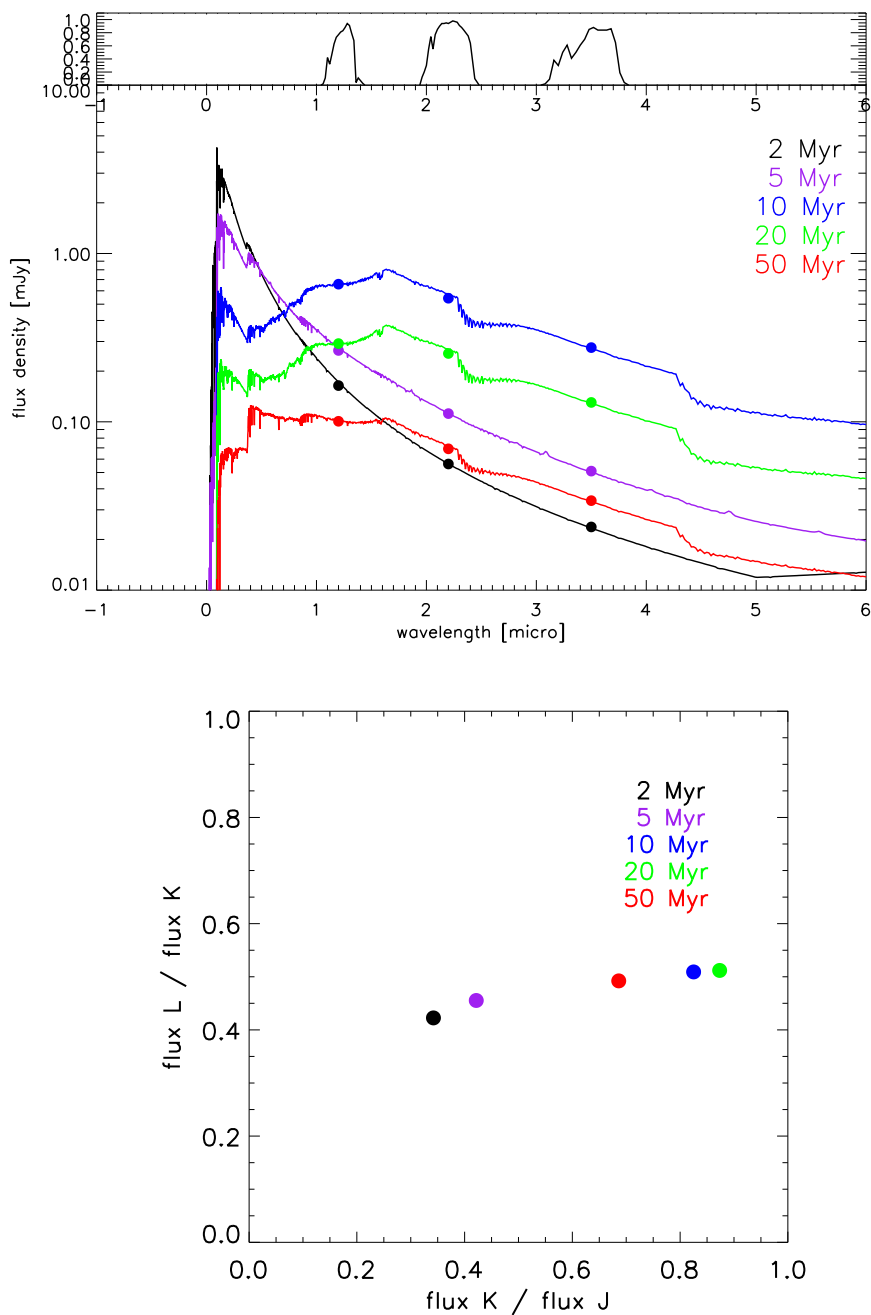


Figura 4.1: Modelo de um aglomerado, sem poeira, de  $10^6 M_{\odot}$  a 20 Mpc. No painel superior, encontram-se os espectros do aglomerado para 2, 5, 10, 20 e 50 milhões de anos. Acima do espectro estão as funções respostas dos filtros J, K e L. Os círculos cheios no espectros representam o comprimento de onda central de cada filtro. No painel inferior, está o diagrama das razões de fluxo K/J e L/K, correspondente a cada espectro do painel superior.

priedades integradas de uma população estelar como sua cor, espectros, sua distribuição espectral de energia (SED, *Spectral Energy Distribuiton*) ou a intensidade das linhas espectrais.

No nosso caso, utilizamos o programa *Starbursts99* para simular a emissão de um aglomerado estelar de  $10^6 M_{\odot}$  a uma distância de 20 Mpc, sem nenhum conteúdo de poeira. Para simplificar as suposições do modelo, adotamos os parâmetros padrões do modelo, formação estelar instantânea, função de massa inicial de Kroupa e metalicidade solar ( $Z = Z_{\odot}$ ). O painel superior da Figura 4.1 mostra os espectros do aglomerado obtidos pelo *Starburst 99* em 2, 5, 10, 20 e 50 milhões de anos. Acima dos espectros, encontram-se as transmissões dos filtros J, K e L, com as quais foram medidas as cores do aglomerado simulado. O diagrama das razões de fluxos K/J e L/K para este modelo está exposta no painel inferior da Figura 4.1.

No painel superior da Figura 4.1, podemos constatar um aumento no fluxo em K durante os primeiros 10 Manos e depois sua diminuição. Este fenômeno é uma consequência da rápida evolução das estrelas mais massivas, que dominam a luminosidade do aglomerado. Devido à sua alta massa, elas evoluem rapidamente para a fase das super gigantes vermelhas (entre 2 e 10 Manos). Nesta fase, elas expandem seu raio e, conseqüentemente, diminuem sua temperatura, por isso passam a emitir muito no infravermelho. Depois de 10 Manos, as estrelas massivas começam a explodir em SNe. Sem a presença destas estrelas, a luminosidade do aglomerado que era dominado por elas cai, daí a diminuição no fluxo em J, K e L depois de 10 Manos.

Podemos observar no diagrama de fluxo da Figura 4.1 que tanto a razão J/K quanto K/L aumentam a medida que a idade aumenta, porém, a razão L/K varia menos entre um período de 50 milhões de anos ( $\Delta L/K \sim 0,1$ ) do que K/J ( $\Delta K/J \sim 0,6$ ). Notamos também que entre 2 e 50 milhões de anos o fluxo K é, aproximadamente, duas vezes maior do que o fluxo em L. Sendo esse o comportamento esperado para um aglomerado jovem de  $10^6 M_{\odot}$ , podemos adotar como um dos critério de seleção de aglomerados jovens a razão de fluxo L/K  $\sim 0,5$ . É claro que no nosso caso, esta razão será maior devido a presença da poeira, que absorve a emissão em K e emite em L.

Depois de analisarmos o comportamento de um aglomerado jovem sem poeira dado pelo modelo *Starburst 99*, queremos agora observar a emissão de aglomerados jovens, mas com conteúdo de poeira. Por isso, escolhemos dois aglomerados estelares, R 136 na Grande

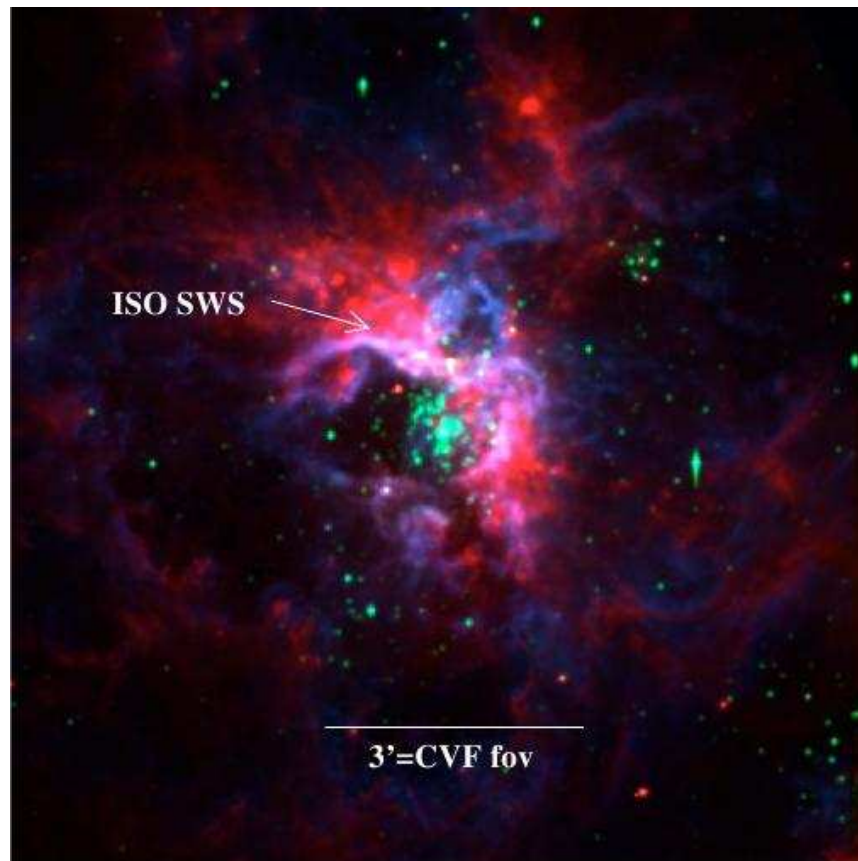


Figura 4.2: Mapa de Três Cores do Aglomerado R 136. A cor azul corresponde à imagem WFI  $H\alpha$ , a cor verde à imagem WFI na banda V e a cor vermelha à imagem IRAC em  $0,8 \mu\text{m}$ . O campo tem  $10' \times 10'$  e orientação norte para cima e leste para esquerda. esta figura foi retirada de Galliano et al. (2008).

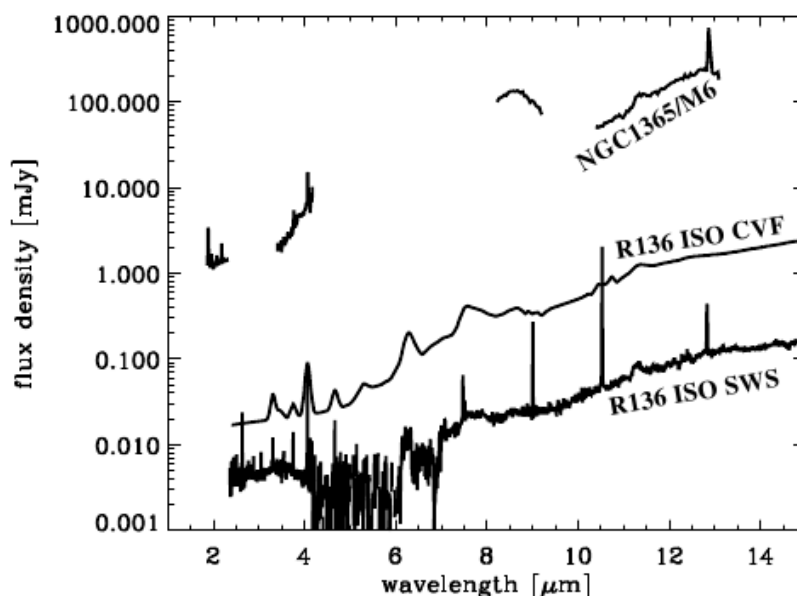


Figura 4.3: Comparação entre os espectros ISAAC/VISIR de NGC 1365/M6, ISO CVF e ISO SWS de R 136. Os espectros ISO estão projetados na distância de NGC 1365 (18,6 Mpc). Esta figura foi retirada de Galliano et al. (2008).

Nuvem de Magalhães (LMC, *Large Magellanic Cloud*) e M6 na galáxia NGC 1365.

O aglomerado R 136 é um dos exemplos mais próximos de aglomerado massivo jovem, possuindo entre 1-3 Manos e massa igual a  $5 \times 10^4 M_{\odot}$  (Boulanger & Rubio 2006). Ele está localizado na região de formação estelar 30 Doradus em LMC, a uma distância de 50 kpc. A Figura 4.2 mostra um mapa de três cores do aglomerado R 136. A cor azul corresponde à imagem WFI em  $H\alpha$ , que mapeia o gás ionizado. A cor verde, imagem WFI na banda V, traça a emissão da fotosfera estelar e a cor vermelha, imagem IRAC em  $8 \mu\text{m}$ , delimita a emissão da poeira.

Mesmo não sendo propriamente um aglomerado embebido (ver Figura 4.2), R 136 é uma fonte brilhante de emissão no infravermelho médio e no rádio, o que o torna um objeto de comparação interessante. Como especula Galliano et al. (2008), talvez se estivesse atrás ou dentro de uma faixa de poeira, R 136 seria identificado como um aglomerado embebido, sugerindo que talvez o termo “embebido” não esteja relacionado diretamente com o grau de imersão do aglomerado, como se assume ao observar aglomerados ainda em seus “casulos”.

Já, M6 é, de fato, um aglomerado embebido, descoberto no infravermelho médio por Galliano et al. (2005), mas que também emite no rádio (Sandqvist et al. 1995; Forbes &

Norris 1998; Morganti et al. 1999). Ele tem 7 Manos, massa igual a  $10^7 M_{\odot}$  e extinção  $A_V = 8,5$  mag. M6, junto com outros dois aglomerados jovens (M4 e M5) está associado a estrutura de poeira, localizada na região central da galáxia NGC 1365, a uma distância de 18,6 Mpc.

A Figura 4.3 compara os espectros ISO CVF e ISO SWS de R 136 projetados na distância de NGC 1365 com o espectro ISAAC/VISIR de M6. Podemos notar que em ambos espectros, o contínuo aumenta a medida que aumenta o comprimento de onda. Logo, o fluxo emitido em  $2,2 \mu\text{m}$  é menor do que o fluxo em  $3,5 \mu\text{m}$ , comportamento oposto ao esperado para aglomerados jovens sem poeira. Portanto, a razão de fluxo L/K é maior para aglomerados jovens com poeira do que para aglomerados jovens sem poeira. Podemos observar também o nível do contínuo. Para M6 um aglomerado de 7 Manos e  $10^7 M_{\odot}$ , o nível do contínuo em  $2 \mu\text{m}$  é igual a 1 mJy e entre 3 e  $4 \mu\text{m}$  varia entre 1 e 10 mJy. Para R 136 um aglomerado de 1-3 Manos e  $5 \times 10^4 M_{\odot}$ , o nível do contínuo em 2 e  $4 \mu\text{m}$  é igual a 0,11 mJ. Estes valores podem servir de parâmetros para avaliar a qual massa corresponde o fluxo observado das nossas fontes.

## 4.2 Limite de Detecção

As imagens reduzidas em J, Ks e L juntamente com seus respectivos mapas em rádio estão dispostas nas subseções seguintes dedicadas a cada galáxia individualmente. Todas as imagens foram alinhadas e registradas, com o centro ( $0'';0''$ ) das coordenadas relativas posicionado no pico de emissão em L do AGN. Além disso, todas as imagens estão orientadas de forma que a direção norte aponta para cima da imagem e a direção leste para a esquerda da imagem. Resultados preliminares mostram que, das 11 galáxias selecionadas, nove apresentam fontes de emissão circumnuclear, extensas e compactas, no filtro L. São elas NGC 1068, NGC 1097, NGC 1358, NGC 1566, NGC 1667, NGC 7172, NGC 7314, NGC 7479 e NGC 7582. Já as galáxias NGC 6890 e PKS 2048-57 possuem, no filtro L, apenas a emissão central do AGN, não tendo sido encontrada nenhuma outra fonte até o limite de detecção estimado.

A fim de testarmos a qualidade das imagens L para a detecção de fontes candidatas a aglomerados embebidos, fizemos duas comparações: a primeira entre a imagem na banda L da galáxia NGC 1097 e a imagem da mesma na banda N ( $11,7 \mu\text{m}$ ) retirada de Mason et

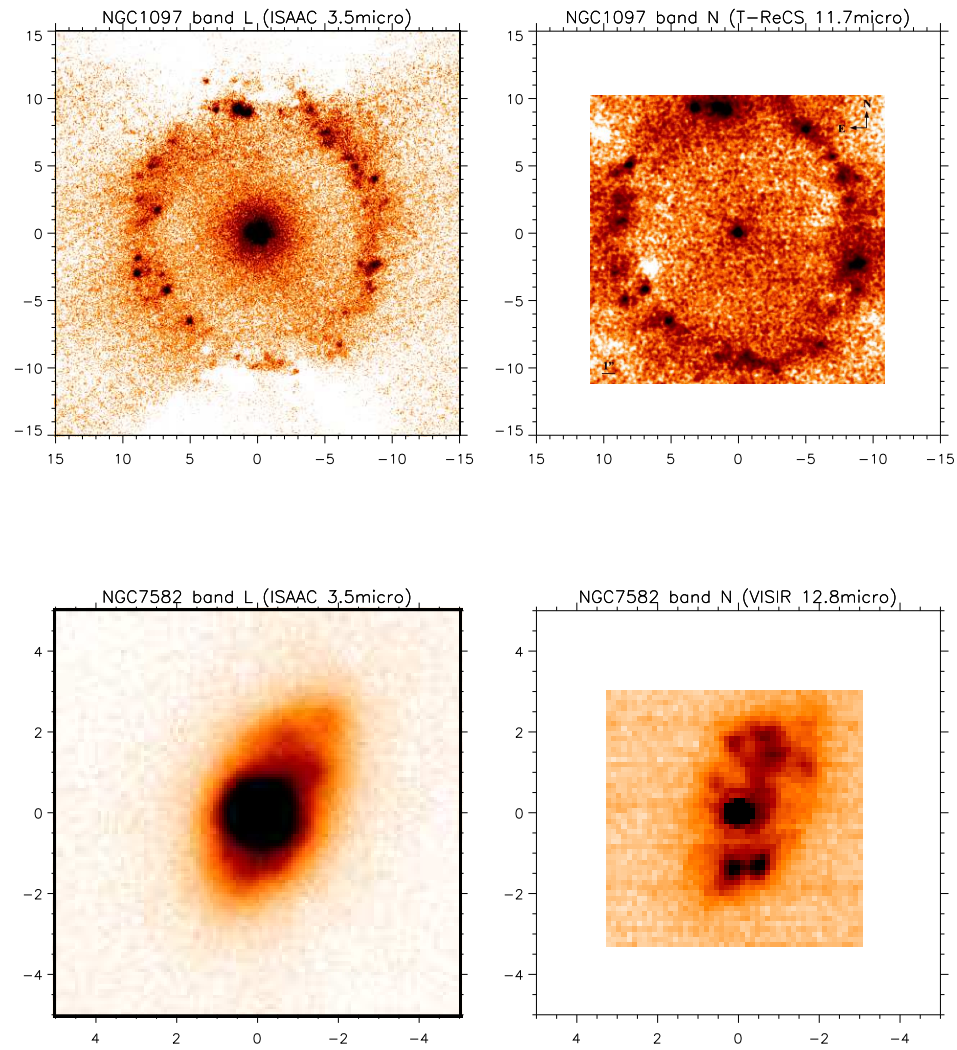


Figura 4.4: Imagens das galáxias NGC 1097 e NGC 7582. Acima temos as imagens de NGC 1097 do ISAAC na banda L (à esquerda) e do T ReCS na banda N (à direita) retirada de Mason et al. (2007). Abaixo temos as imagenes de NGC 7582 do ISAAC na banda L (à esquerda) e do VISIR na banda [NeII] (à direita) retirada de Wold & Galliano (2006).

al. (2007), e a segunda entre a imagem em L de NGC 7582 e a imagem na banda estreita em  $12,8 \mu\text{m}$  ([NeII]) retirada de Wold & Galliano (2006) (Figura 4.4). Escolhemos, para a comparação, imagens no filtro N e em  $12,8 \mu\text{m}$ , porque, nesta faixa espectral, a emissão das regiões de formação estelar é intensa e livre da extinção da poeira. No caso particular do filtro em  $12,8 \mu\text{m}$ , a emissão provém, unicamente, da linha nebular [NeII], o íon de Ne mais comum nas regiões HII. Em uma situação ideal, gostaríamos de poder detectar no filtro L todas as fontes de emissão observadas nos filtros N e em  $12,8 \mu\text{m}$ .

Para o caso da galáxia NGC 1097, podemos observar em ambas imagens o AGN no centro, cercado por um anel de formação estelar que contém diversas fontes compactas de emissão, demonstrando uma correspondência entre as emissões observadas em  $3,5$  e  $11,7 \mu\text{m}$ . Já para o caso da galáxia NGC 7582, o mesmo não ocorre. Na imagem em  $12,8 \mu\text{m}$  [NeII], observamos o AGN no centro com emissão extensa ao seu redor e duas fontes compactas e brilhantes abaixo do núcleo ativo, porém tais fontes não são observadas na imagem L. O que, de fato, observamos é a emissão do AGN e uma emissão extensa que o cerca. Concluímos, então, que nem sempre é garantido a detecção de candidatos a aglomerados embebidos na banda L (ex: NGC 7582), pois as fontes podem estar tão imersas na poeira que mesmo a radiação em  $3,5 \mu\text{m}$  é obscurecida. Portanto, a melhor técnica para a detecção de candidatos a aglomerados embebidos são as observações na banda N.

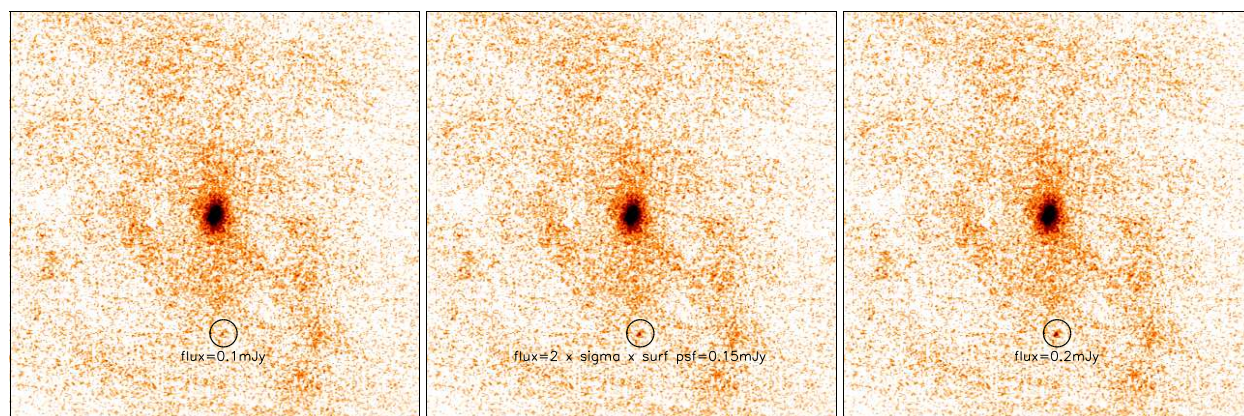


Figura 4.5: Galáxia NGC 1667 com fontes falsas. À esquerda colocamos uma fonte falsa com fluxo igual a  $0,1 \text{ mJy}$ , no meio uma fonte com fluxo igual a  $0,15 \text{ mJy}$  (duas vezes o limite de detecção) e à direita uma fonte com fluxo igual a  $0,2 \text{ mJy}$ .

Na etapa seguinte, calculamos o limite de detecção para cada imagem. Para isso, estima-

mos o desvio padrão dos valores dos pixels (da ordem de  $10^{-3}$  mJy) em regiões da imagem onde não havia fontes e o multiplicamos pela superfície de uma psf (*point spread function*), ou seja, pela área de um círculo com diâmetro igual a FWHM (*Full Width at Half Maximum*). Sendo assim, temos para o filtro L o limite de detecção variando entre 0,05 e 0,2 mJy. Para verificarmos estes valores, colocamos fontes falsas na imagem L da galáxia NGC 1667 (galáxia mais distante da amostra), com diferentes fluxos (Figura 4.5). Estabelecemos como referência o fluxo da fonte mais brilhante ( $F_L = 2$  mJy) em NGC 1097. Isso significa que se não formos capazes de detectar esta fonte projetada na distância da galáxia NGC 1667, não detectaremos nada. Na imagem à esquerda da Figura 4.5 colocamos uma fonte artificial com o fluxo igual a 0,1 mJy, que corresponde a uma fonte mais brilhante de NGC 1097, com fluxo em L igual 2 mJy. Na imagem do meio colocamos uma fonte falsa com o fluxo igual a duas vezes o limite de detecção e, na imagem à direita, uma fonte falsa com fluxo igual a 0,2 mJy. Como podemos observar, não é possível detectar, sem ambiguidade, fontes de 0,1 mJy na galáxia NGC 1667. Só é possível observar fontes com fluxos iguais ou superiores a duas vezes o limite de detecção, e mesmo para uma fonte de 0,15 mJy, o contraste com o ruído da imagem é baixo.

### 4.3 Erro de Medição

Depois de estimarmos o limite de detecção, devemos avaliar também as incertezas nas medições do fluxo. O erro total do fluxo ( $\sigma_{tot}$ ) será igual a soma quadrática dos erros ( $\sqrt{\sigma_{fot}^2 + \sigma_{med}^2}$ ), onde  $\sigma_{fot}$  é o erro fotométrico, estimado na Seção 3.4.5, e  $\sigma_{med}$  é o erro devido à medição. Para realizar a fotometria, medimos automaticamente para todas as fontes, escolhidas como pré candidatas nas imagens L, seus fluxos dentro de uma abertura de raio igual a  $0,6''$  e subtraímos a contribuição do fundo medida dentro de um anel de raios interno e externo iguais a  $0,6''$  e  $1''$ , respectivamente. Obtivemos, dessa forma, os fluxos em J, K e L.

Para medir a incerteza da medição do fluxo, fizemos simulações pondo 5000 fontes artificiais, com fluxos variando entre 0,01 e 10 mJy, em posições aleatórias da imagem e comparamos seu fluxo medido, através do mesmo procedimento realizado para as fontes detectadas nas galáxias, com seu fluxo real. Nas Figuras 4.6 e 4.7 mostram os resultados das simulações para as galáxias NGC 1068 e NGC 1097, respectivamente. No painel superior



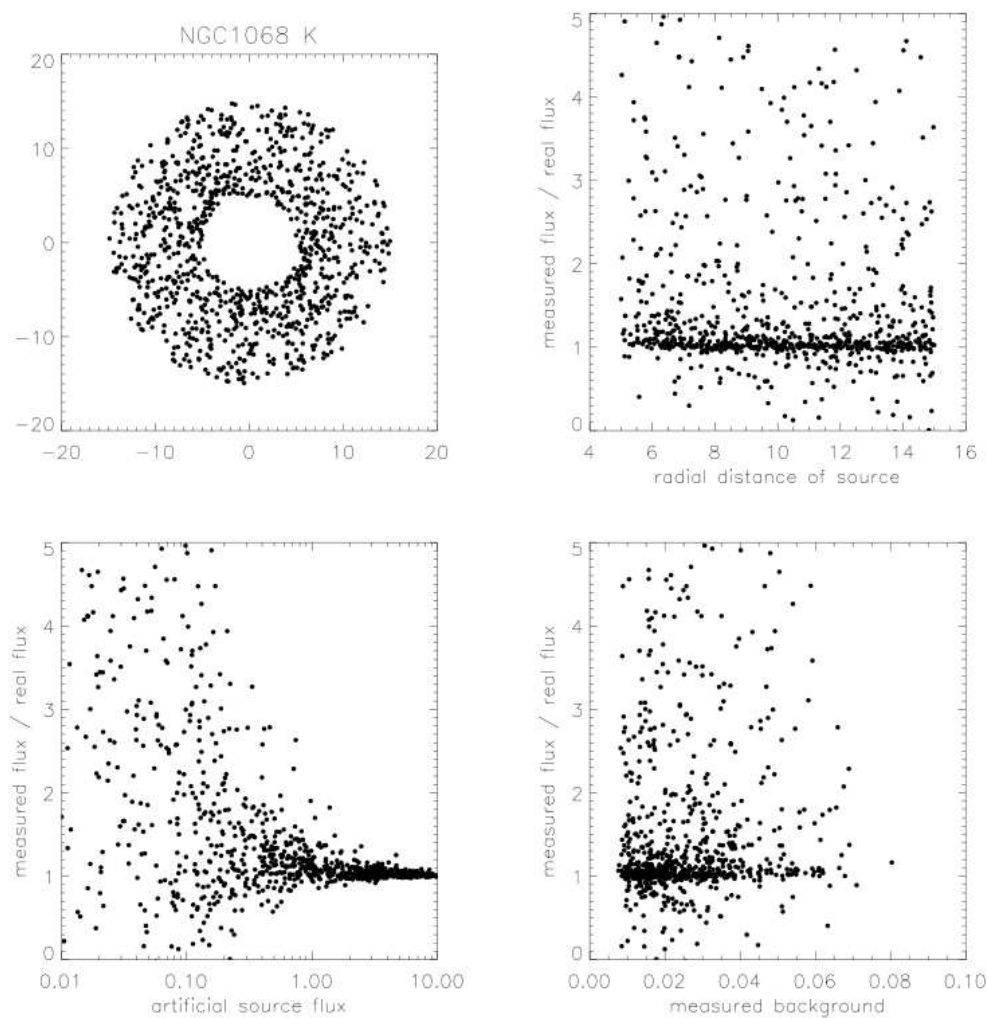


Figura 4.6: Análise do erro da medição para a galáxia NGC 1068 no filtro K. Painel superior à esquerda mostra a posição em segundo de arco das fontes artificiais. Painel superior à direita mostra a razão entre o fluxo medido e o fluxo real das fonte artificiais em relação à distância radial. Painel inferior à esquerda mostra a razão entre o fluxo medido e o fluxo real em função do fluxo real das fontes artificiais. Painel inferior à direita mostra a razão entre o fluxo medido e o fluxo real das fontes artificiais em relação ao nível do fundo da imagem.

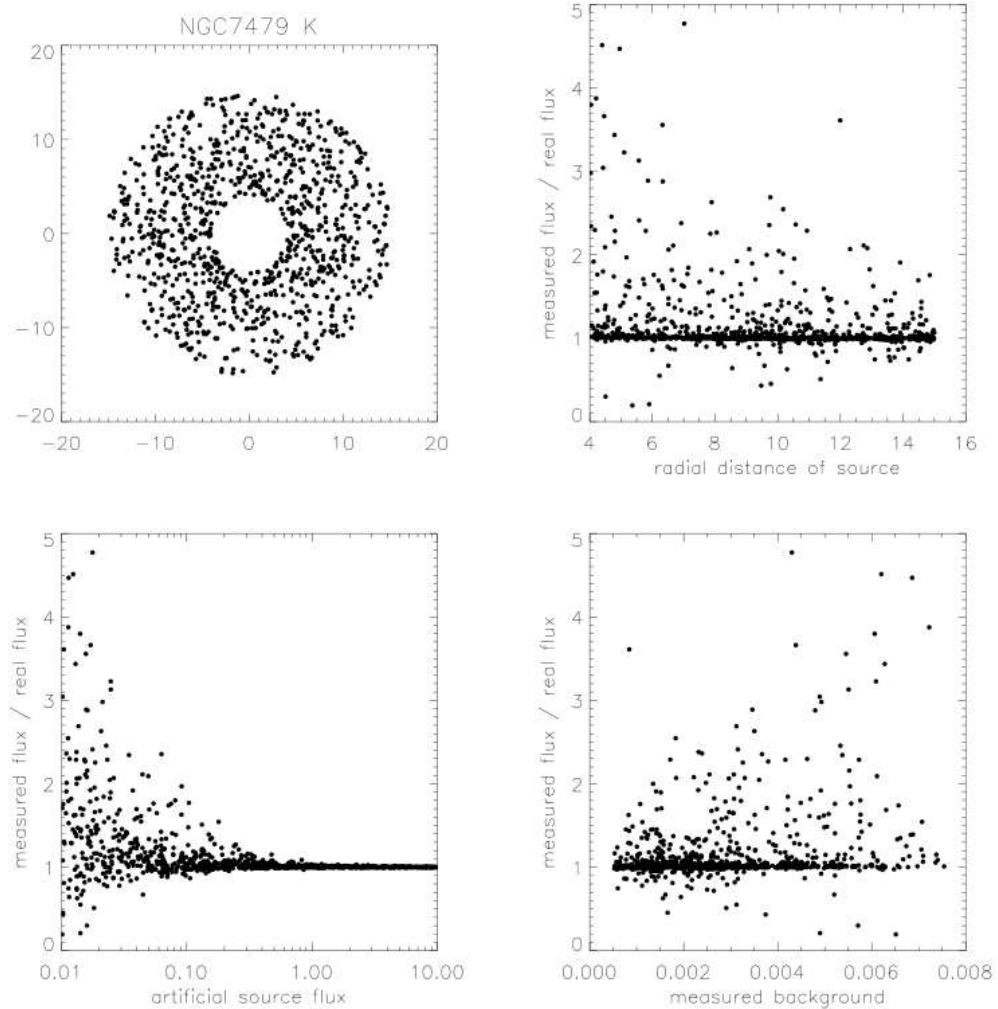


Figura 4.7: Análise do erro da medição para a galáxia NGC 7479 no filtro K. Painel superior à esquerda mostra a posição em segundo de arco das fontes artificiais. Painel superior à direita mostra a razão entre o fluxo medido e o fluxo real das fonte artificiais em relação à distância radial. Painel inferior à esquerda mostra a razão entre o fluxo medido e o fluxo real em função do fluxo real das fontes artificiais. Painel inferior à direita mostra a razão entre o fluxo medido e o fluxo real das fontes artificiais em relação ao nível do fundo da imagem.

à esquerda, temos as posições das fontes artificiais na imagem, o painel superior à direita mostra a razão entre o fluxo medido e fluxo real das fontes artificiais em função da distância radial ao centro da imagem ( $0''$ ,  $0''$ ), o painel inferior à esquerda expõe a razão entre o fluxo medido e o fluxo real em função do fluxo real da fonte artificial e o painel inferior à direita exhibe a razão entre o fluxo medido e o fluxo real da fonte artificial em função do nível medido do fundo.

Para ambas galáxias, podemos notar que a dispersão da razão entre o fluxo medido e o fluxo real da fonte artificial não varia em função da distância radial e do nível medido do fundo (painéis à direita das Figuras 4.6 e 4.7). Já, no gráfico, que relaciona a razão entre o fluxo medido e o fluxo real com o valor do fluxo real da fonte, podemos notar a dependência desta razão em relação ao fluxo real da fonte.

Devemos chamar a atenção para os valores muito altos da razão entre o fluxo medido e o fluxo real da fonte artificial. Como o programa simula posições aleatórias, a fonte artificial pode cair sobre uma fonte real. Portanto, o fluxo medido é igual aos fluxos da fontes artificial e real. Por isso, os valores mais altos desta razão são desprezados.

Comparando os resultados das duas galáxias, notamos que os gráficos de NGC 1068 possuem uma dispersão maior do que os gráficos de NGC 7479. Percebemos também que o valor das incertezas são maiores para a galáxia NGC 1068. Por exemplo, o erro na medição chega a 100% para fluxos iguais a 0,5 mJy para a galáxia NGC 1068 e 0,1 mJy para NGC 7479. Isso nos mostra que além do fluxo real da fonte a incerteza depende do campo da imagem. Na galáxia NGC 1068 existem muito mais fontes ao redor do AGN do que na galáxia NGC 7479. Portanto, a probabilidade de uma fonte artificial ter caído próxima ou em cima de um objeto da própria imagem é maior para campos cheios. Na prática, isso significa que pode estar somado ao fluxo medido das fontes a contribuição em fluxo de outros objetos. Por isso, a razão entre o fluxo medido e fluxo real das fontes em NGC 1068 é maior do que esta mesma razão em NGC 7479.

Produzimos, então, um diagrama de diagnóstico com os fluxos L e K (Figura 4.8). Na Figura 4.8, a linha horizontal tracejada representa o limite de detecção das imagens e a linha cheia a razão  $L/K = 0,5$ , valor esperado para a razão de fluxos de aglomerados jovens estimado pelo modelo *Starburst 99*. Por motivos de clareza, decidimos repetir na Figura 4.9 as mesmas informações expostas na Figura 4.8, só que ao invés de apresentarmos as identificações das fontes, utilizamos a barra de erro de seus fluxos, que foram calculados de

acordo com o método apresentado nas Figuras 4.6 e 4.7. A incerteza da medição do fluxo é igual à uma vez e meia o desvio padrão da distribuição de pontos dentro de um bin, sendo um bin é igual ao logaritmo de 0,1 mJy.

Como as fontes são escolhidas nas imagens L, pode acontecer que nas imagens J e K esta fonte seja fraca comparada a emissão de fundo da galáxia, ou que até mesmo, não seja detectada, podendo acarretar valores de fluxos negativos na medição automática. Para estes casos, determinamos na mão o limite superior do fluxo. Este diagrama de diagnósticos será utilizado durante toda a análise das fontes pré selecionadas em cada galáxia.

Uma característica que podemos observar no diagrama é um grupo grande de fontes com razão  $L/K < 0,5$ . Isto vai de encontro com as nossas expectativas, pois, de acordo com o modelo de síntese de população, aglomerados jovens possuem razão de fluxo  $L/K$  igual a 0,5. As observações de R 136 e de aglomerados em NGC 1365 também mostram que aglomerados jovens com poeira apresentam  $L/K > 0,5$ . Como as fontes detectadas neste projeto estão localizadas em regiões de formação estelar, esperavamos encontrar objetos mais vermelhos, ou seja, com o fluxo em L maior do que o de K, devido à absorção da poeira na banda K e à sua emissão na banda L. As linhas de emissão em K, em particular as linhas de recombinação do hidrogênio, não são suficiente para explicar essa diminuição na razão  $L/K$ .

Uma possibilidade para explicar a razão  $L/K < 0,5$  seria que estas fontes não sejam tão jovens, possuindo idades intermediárias ( $100 \text{ Manos} < t < 1 \text{ Gano}$ ). Populações estelares intermediárias são dominadas principalmente por estrelas do ramo assintótico das gigantes (AGB, *Asymptotic Giant Branch*) e, conseqüentemente, possuem cores bem vermelhas. Na fase em que a estrela se torna uma AGB, o He e o H queimam em camadas, e a estrela torna-se instável devido à sensibilidade da produção de energia com a temperatura. Isso provoca a ocorrência de *pulsos térmicos* (fase das TP-AGBs, *Thermally Pulsing AGB*), causando aumento na luminosidade bolométrica e infravermelha da estrela.

Como o modelo de síntese de população escolhido, *Starburst 99*, foi construído especialmente para regiões de formação estelar ativa, ele inclui a emissão das linhas da componente interestelar, mas não considera a contribuição das TP-AGBs. Por isso, o fluxo no infravermelho cai drasticamente após 50 Manos. Uma alternativa para avaliar as fontes com a razão  $L/K < 0,5$  seria utilizar modelos que incluísse a fase das TP-AGBs. Maraston (1998) e Maraston (2005) são exemplos de modelos de população estelar simples que in-

cluem a contribuição das TP-AGBs na energia total em função da idade. Esta contribuição é calibrada com observações de aglomerados nas Nuvens de Magalhães. Nos modelos de Maraston (1998) e (2005), as estrelas TP-AGBs são responsáveis por 40% do aumento na luminosidade bolométrica e por mais de 80% do aumento no fluxo no infravermelho próximo das populações estelares entre 0,2-2 Ganos.

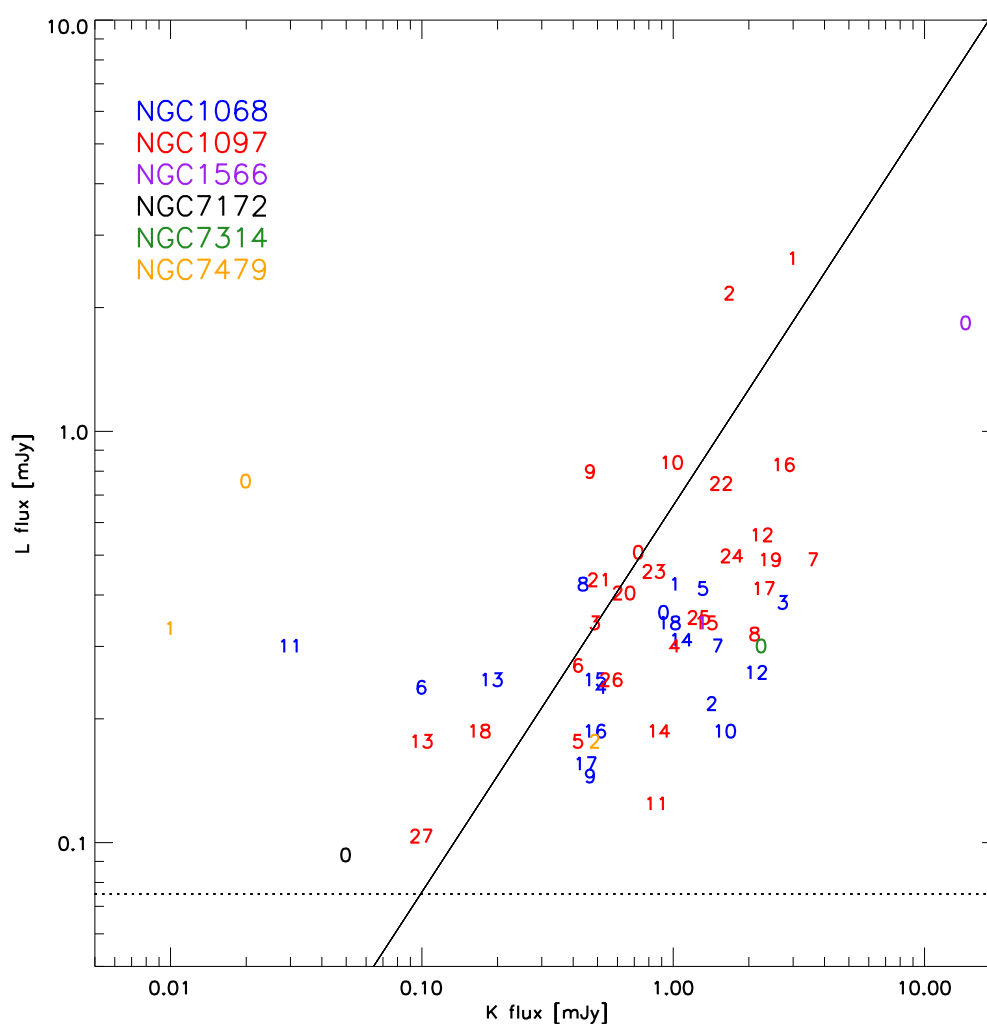


Figura 4.8: Diagrama de fluxos K e L para todas as galáxias com fontes em L. A linha horizontal tracejada é o limite de detecção ( $1\sigma$ ) das galáxias e a linha cheia corresponde a razão  $L/K = 0,5$ . Os números correspondem a identificação de cada fonte.

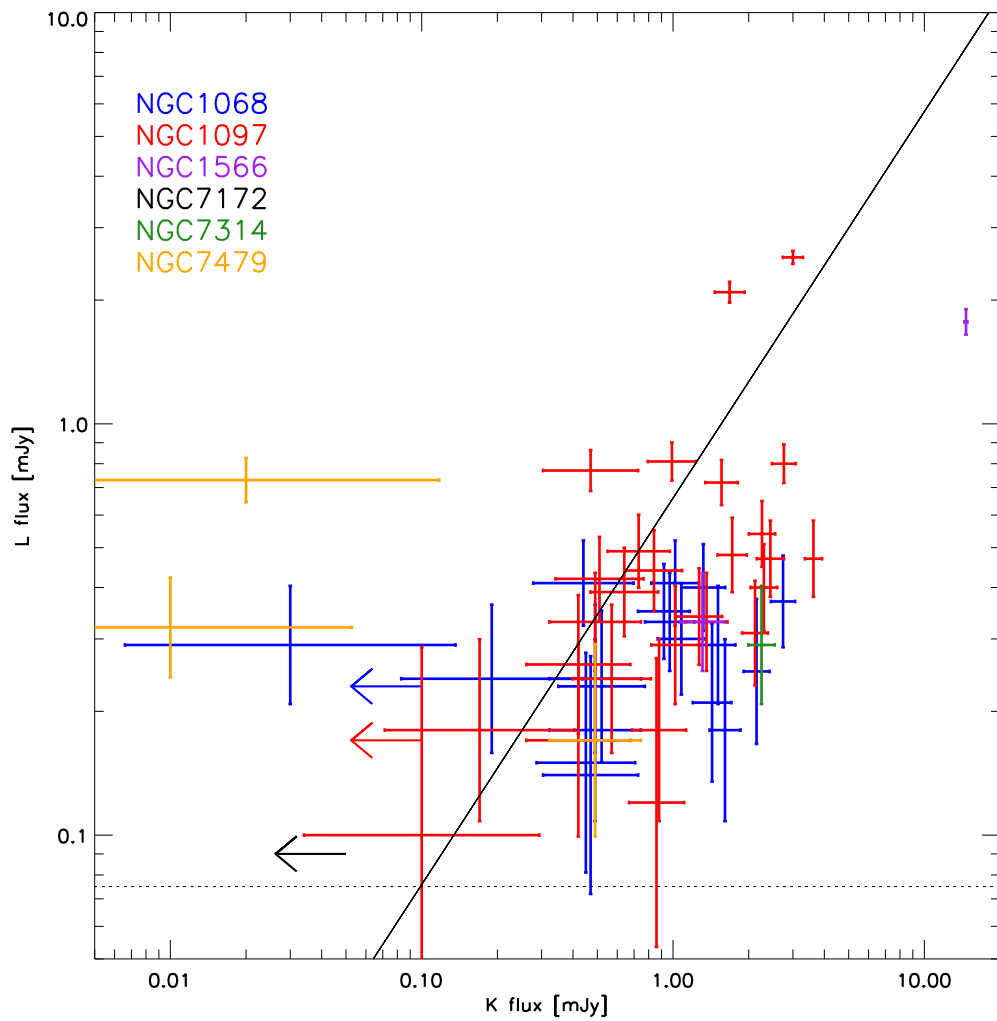


Figura 4.9: Barra de erros do diagrama de Fluxos K e L da Figura 4.8. As setas indicam os limites inferiores para a razão L/K, quando a fonte não é detectada em K.

## 4.4 Discussão Caso a Caso

Esta seção será dedicada a comentar individualmente cada galáxia da nossa amostra, expondo suas imagens e espectros (obtidos para NGC 1097 e NGC 7582). A ordem de exposição das galáxias começa com os casos menos interessantes até chegar aos mais interessantes.

### 4.4.1 NGC 6890

NGC 6890 é uma galáxia do tipo Seyfert 1,9, onde podemos observar nas bandas J e K a emissão oriunda do AGN e dos braços espirais, além de duas fontes compactas localizadas sudoeste do núcleo ativo. Na imagem K, vemos ainda uma terceira fonte embaixo do braço espiral sudoeste. Estas três fontes são descartadas, pois não são detectadas na imagem L. O que observamos em L são a emissão do AGN e uma emissão extensa ao seu redor. No mapa em rádio (0,36 cm de Thean et al. 2000), não detectamos a emissão central do AGN, o que, de fato, podemos identificar são fontes compactas concentradas, principalmente, na direção leste. Para tais fontes não foram encontradas nenhuma contrapartida na imagem no IV médio. Além do limite de detecção outro motivo que dificulta a observações de fontes na imagem L é sua baixa qualidade. Pode-se observar que a imagem apresenta um *striping* horizontal e diagonal, o que dificulta a identificação da emissão de fontes tênue e difusas, com pouco contraste com o ruído da imagem.

Comparamos, então, o limite de detecção,  $\sigma_L$ , projetado à distância de 20 Mpc com o modelo de síntese de população. Obtivemos que seu fluxo corresponde a uma aglomerado de 10 Manos com  $6 \times 10^5 M_{\odot}$ . Logo, concluímos que mesmo não detectando nenhuma fonte até o limite de detecção  $\sigma = 0,11$  mJy, podem existir aglomerados jovens em NGC 6890.

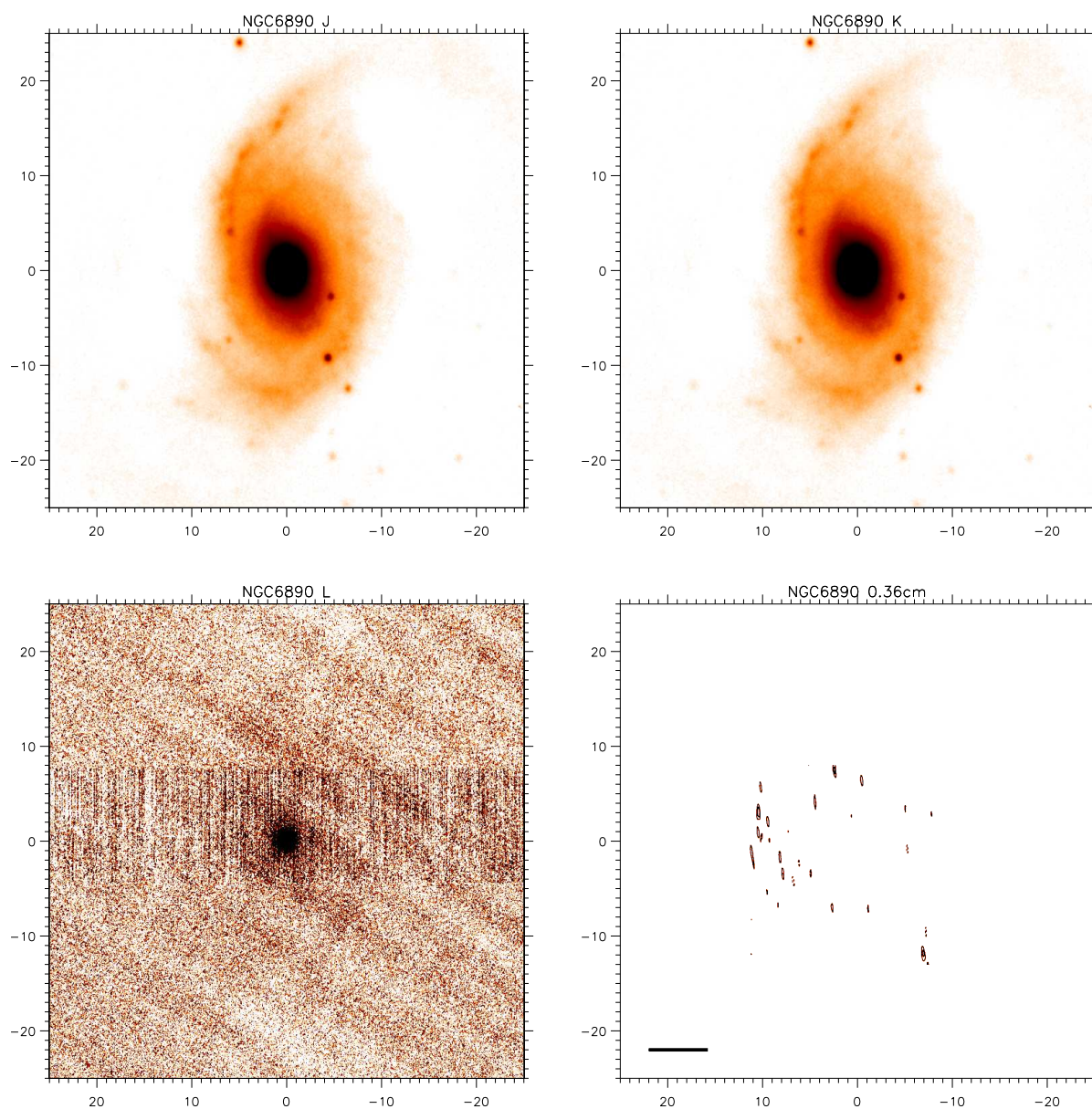


Figura 4.10: Galáxia NGC 6890. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 0,36 cm (à direita), retirada de Thean et al. (2000). O traço horizontal na imagem em 0,36 cm representa 1 kpc



#### 4.4.2 PKS 2048-57

PKS 2048-57 é uma galáxia do tipo Seyfert 1 que apresenta nos filtros J e K a emissão extensa do centro do AGN e da região ao seu redor. Observamos também duas fontes compactas na imagem J e e quatro na imagem K, porém não observamos nenhuma contrapartida destas fontes na imagem L. Até o limite de detecção,  $\sigma = 0,1$  mJy, só é possível contemplar, na imagem L, a emissão bem compacta do AGN. Comparando com os modelos, isso significa que não somos capazes de detectar aglomerados de, por exemplo, 10 Manos com menos de  $10^6 M_{\odot}$ . A presença de duas fontes compactas bem próximas do núcleo, no mapa de 3,5 cm (Morganti et al. 1999), levantou a expectativa de que estas fontes seriam possíveis candidatos a aglomerados embebidos, porém como não conseguimos detectar nenhuma fonte na mesma posição na imagem L.

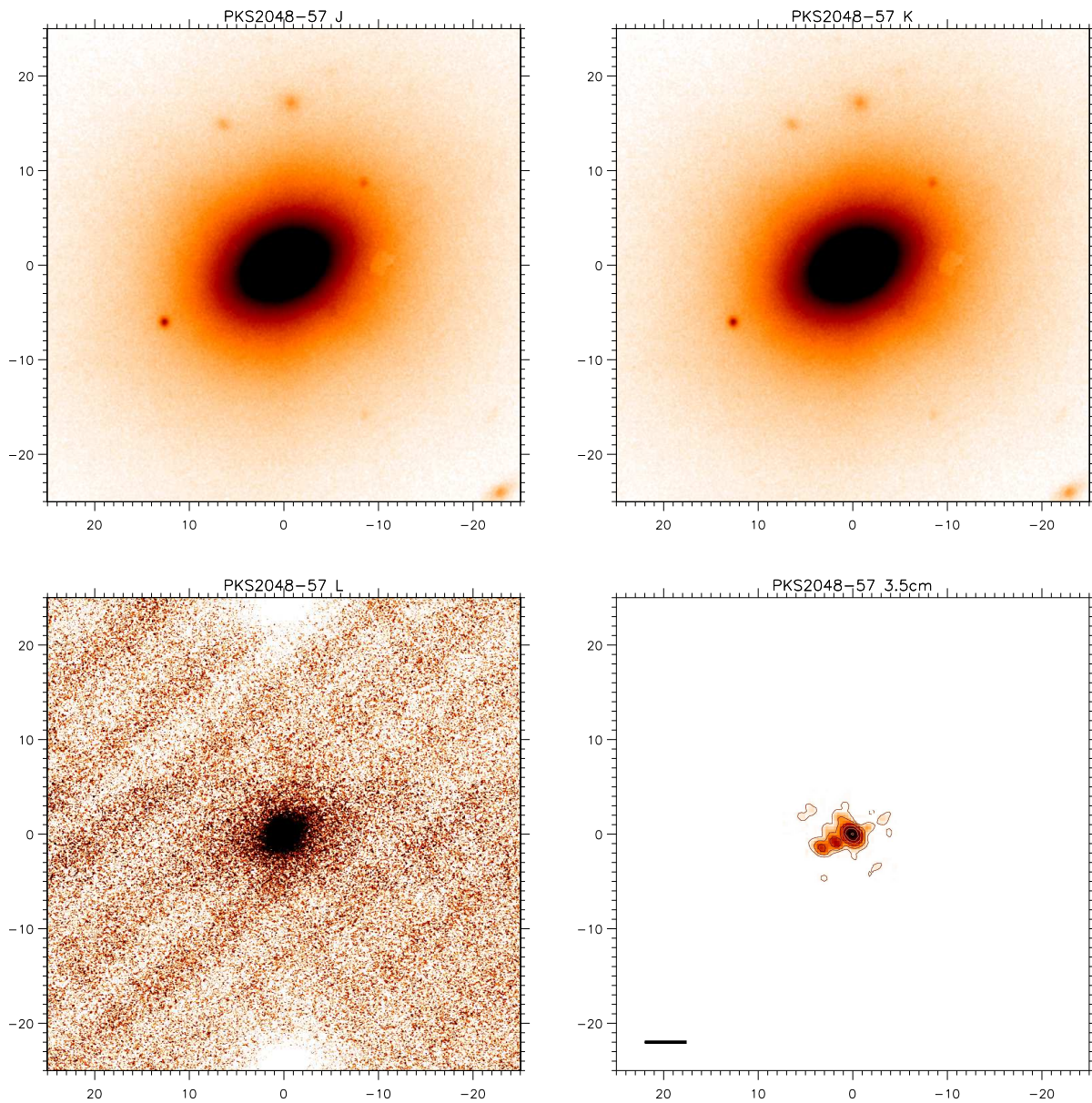


Figura 4.11: Galáxia PKS 2048-57. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 3,5 cm (à direita), retirada de Morganti et al. (1999). O traço horizontal na imagem em 3,5 cm representa 1 kpc

### 4.4.3 NGC 1358

Esta é uma galáxia do tipo Seyfert 2 que apresenta, nas bandas J e K, a emissão do AGN, uma emissão extensa ao redor do núcleo ativo e a emissão de uma galáxia ao norte da imagem. No filtro L, observamos a emissão central do AGN e de uma fonte compacta localizada em (14",10"). Esta emissão não pertence a galáxia de campo observada em J e K, pois suas posições são diferentes. Ela também não possui contrapartida em rádio. Observamos no cubo de imagens da galáxia NGC 1358 que essa fonte aparece somente em uma posição do *chopping*, logo ela não é uma fonte astronômica. Não descobrimos sua origem, talvez seja um sinal artificial gerado pelo detector.

Não detectamos em L a emissão extensa observada nas bandas J e K. Apesar de existirem fontes no mapa de 6 cm (Ho & Ulvestad 2001) se estendendo na direção nordeste e oeste da galáxia, não detectamos contrapartidas no infravermelho médio. Além dessas fontes nada mais foi observado até o limite de detecção da galáxia,  $\sigma_L = 0,09$  mJy. Projetando seu fluxo a 20 Mpc e comparando o limite de detecção com os modelos de síntese de população, estimamos que este limite equivale ao fluxo de um aglomerado de proximadamente 10 Manos com massa igual a  $1,4 \times 10^6 M_\odot$ . Portanto, apesar de não termos detectado nada, devem existir aglomerados massivos jovens em NGC 1358.

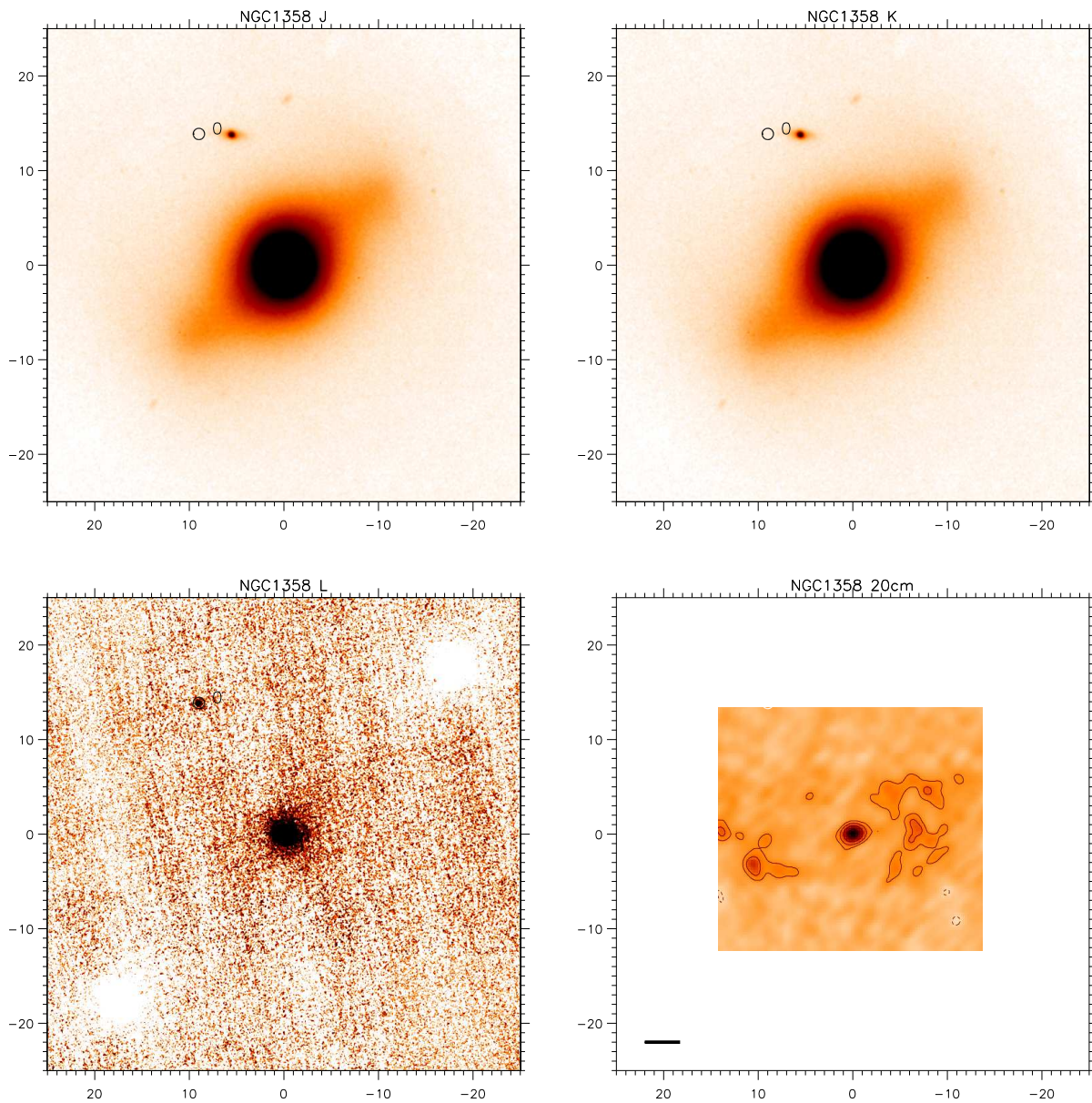


Figura 4.12: Galáxia NGC 1358. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 20 cm (à direita), retirada de Ho & Ulvestad (2001). O traço horizontal na imagem em 20 cm representa a 1 kpc.

#### 4.4.4 NGC 1566

NGC 1566 é uma galáxia do tipo Seyfert 1,5, onde podemos observar a emissão do AGN, dos braços espirais da galáxia e de duas fontes compactas, nas imagens J e K. Na imagem L, também observamos a emissão do AGN e das duas fontes compactas.

Medimos o fluxo das fontes 0 e 1, que são iguais a, respectivamente,  $19,23_{-0,26}^{+0,25}$  mJy e  $1,46_{-0,27}^{+0,33}$  mJy no filtro J,  $14,65_{-0,20}^{+0,19}$  mJy e  $1,31_{-0,24}^{+0,29}$  mJy em K e  $1,77_{-0,12}^{+0,13}$  mJy e  $0,33_{-0,08}^{+0,10}$  mJy em L. Depois, observamos seu comportamento no diagrama da Figura 4.8. Ambas fontes possuem razões L/K menor do que 0,5. A fonte 1 se destaca no gráfico, pelos valores altos de seus fluxos em K e L, comparado com todas as outras fontes detectadas. Observamos também suas posições nas imagens do *Hubble*/WFPC2 no filtro F814W, equivalente ao filtro I. Podemos verificar que elas não são fontes extensas e nem estão localizadas perto de nenhuma faixa de poeira ou zona de alta extinção como GMC ou regiões de formação estelar nos braços espirais. O mais provável é que estas fontes sejam estrelas da nossa Galáxia, mas sem os espectros não temos como ter certeza.

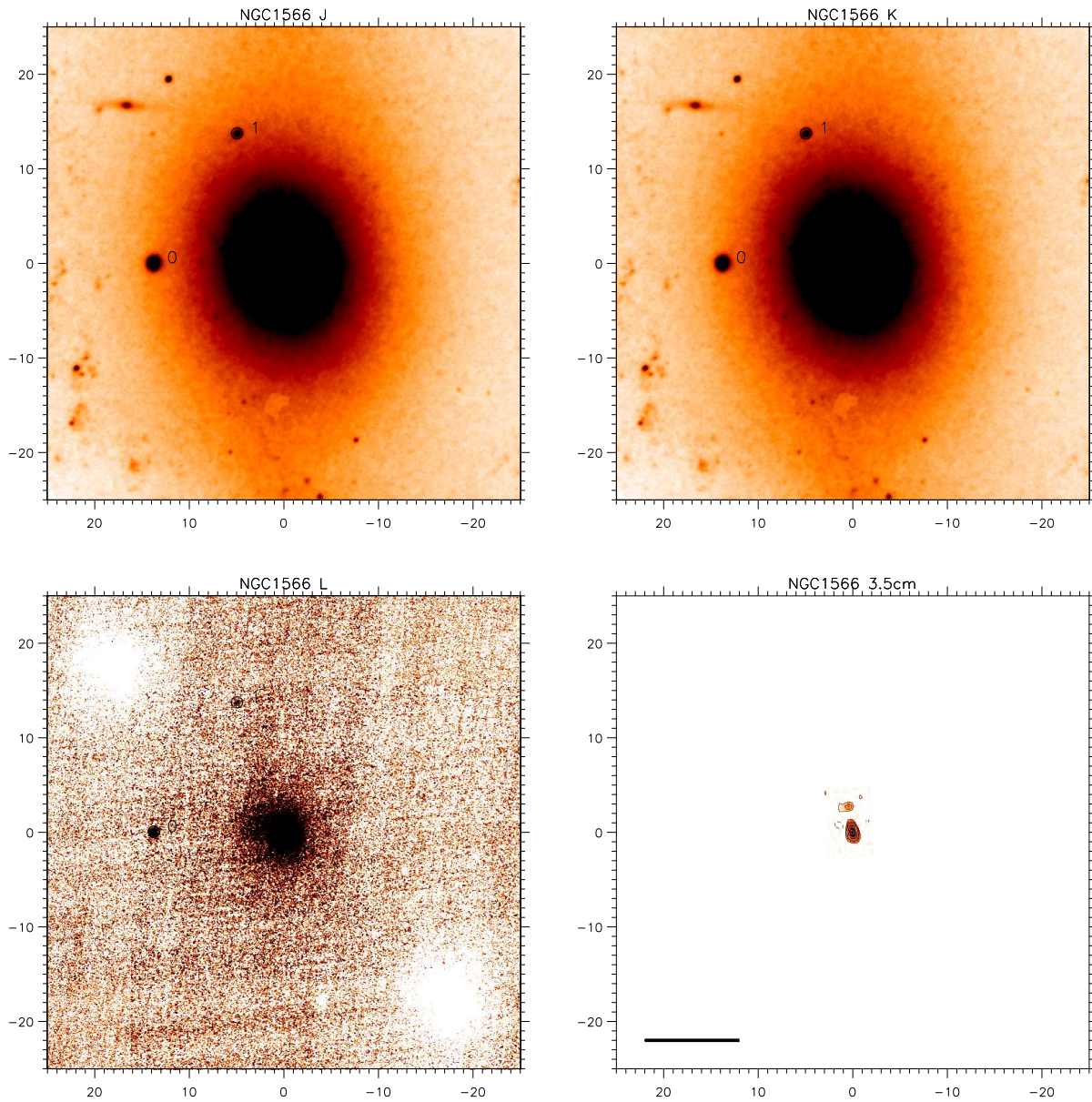


Figura 4.13: Galáxia NGC 1566. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 3,5 cm (à direita), retirada de Morganti et al. (1999). O traço horizontal representa 1 kpc.

#### 4.4.5 NGC 7314

Em NGC 7314, uma galáxia Seyfert 1, podemos ver a emissão do AGN e dos braços espirais, nos filtros J e K. No filtro L, detectamos a emissão do AGN e de uma fonte compacta, também detectada nas imagens J e K.

Para testarmos a hipótese dessa fonte ser uma aglomerado jovem, medimos seu fluxo nos filtros J, K e L, iguais a  $2, 20_{-0,25}^{+0,28}$  mJy,  $2, 25_{-0,26}^{+0,29}$  mJy e  $0, 29_{-0,08}^{+0,11}$  mJy, respectivamente. Observamos na Figura 4.8 que sua razão de L/K é inferior a 0,5. Fizemos uma aproximação na região da fonte, comparando três imagens nos filtros K, F814W e L (Figura 4.15). Podemos ver nitidamente a fonte nas três imagens. Medimos o fluxo da fonte no filtro I da imagem do *Hubble* e comparamos com o fluxo do AGN medido na mesma banda. Constatamos que ele é da mesma ordem de grandeza do AGN, portanto muito forte para ser um aglomerado. Provavelmente, este objeto é uma estrela da nossa Galáxia, porém, somente com os espectros poderemos ter certeza.



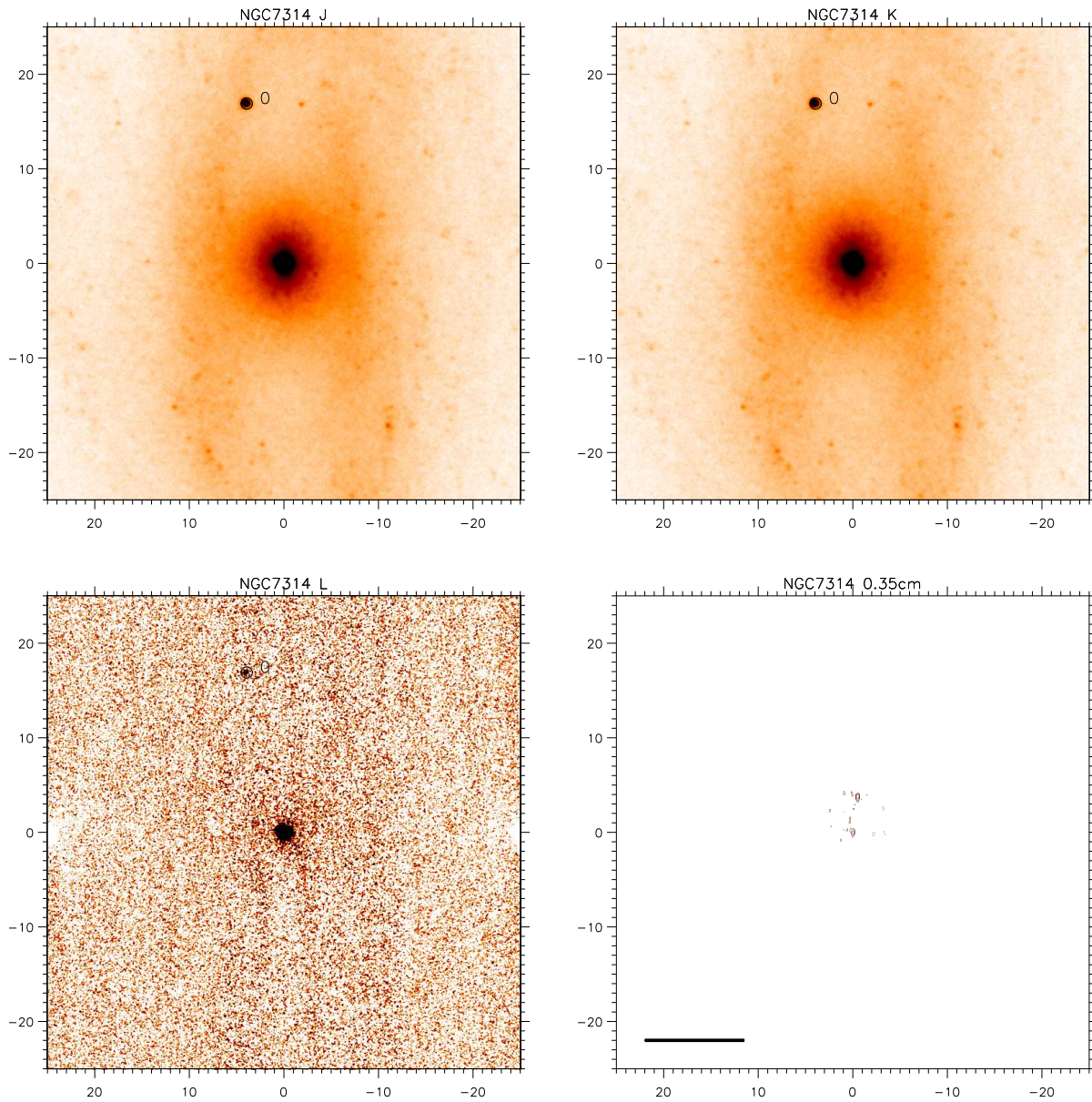


Figura 4.14: Galáxia NGC 7314. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 0,35 cm (à direita), retirada de Thean et al. (2000). O traço horizontal representa 1kpc.



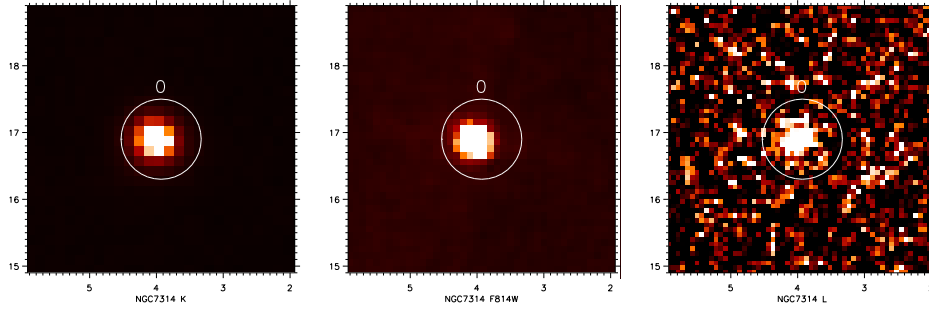


Figura 4.15: *Zoom* na região próxima à fonte 0 de NGC 7314. À esquerda temos a imagem ISAAC em K, no centro a imagem do *Hubble* em F814W e à direita a imagem ISAAC em L.

#### 4.4.6 NGC 1667

NGC 1667 é uma galáxia do Universo Local, classificada como uma Seyfert 2 de baixa luminosidade. Ela também é caracterizada por sua alta luminosidade no infravermelho distante ( $L[60-100\mu m] = 1,58 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$  (Armus, Heckman & Miley 1990), que, provavelmente, é provocada pelos surtos de formação estelar em regiões HII gigantes espalhadas ao redor do núcleo e em regiões extranucleares, como os braços espirais (Radovich & Rafanelli 1996).

Podemos identificar as prováveis localizações dessas regiões de formação estelar na Figura 4.16, onde podemos observar as emissões do núcleo e dos braços espirais, nas imagens J, K e L. As imagens nas bandas J e K mostram as estruturas espirais da galáxia permeadas por fontes compactas gigantes, as quais podem ser atribuídas às regiões HII. Observamos na imagem na banda L a radiação central do AGN e uma emissão bem extensa e difusa ao redor do núcleo, compatível com a posição dos braços espirais nas imagens J e K. Com o limite de detecção calculado ( $\sigma = 0,1 \text{ mJy}$ ) não foi possível identificar nenhuma fonte pontual nas áreas correspondentes aos braços espirais. Contudo, podemos constatar, através da emissão na banda L, que, de fato, existe poeira quente nos braços da galáxia. E, se existe poeira quente no disco, naturalmente existem estrelas OBs, já que estas são as responsáveis pelo aquecimento da poeira no meio interestelar.

Passamos um filtro mediano com 5 e 11 pixels na imagem L, a fim de detectarmos alguma emissão mais proeminente. A Figura 4.17 mostra a comparação das imagens L sem filtro (à esquerda), com filtro mediano de 5 pixels (no centro) e com filtro mediano de 11 pixels (à direita). Os filtros aumentaram o contraste da emissão extensa com o fundo,

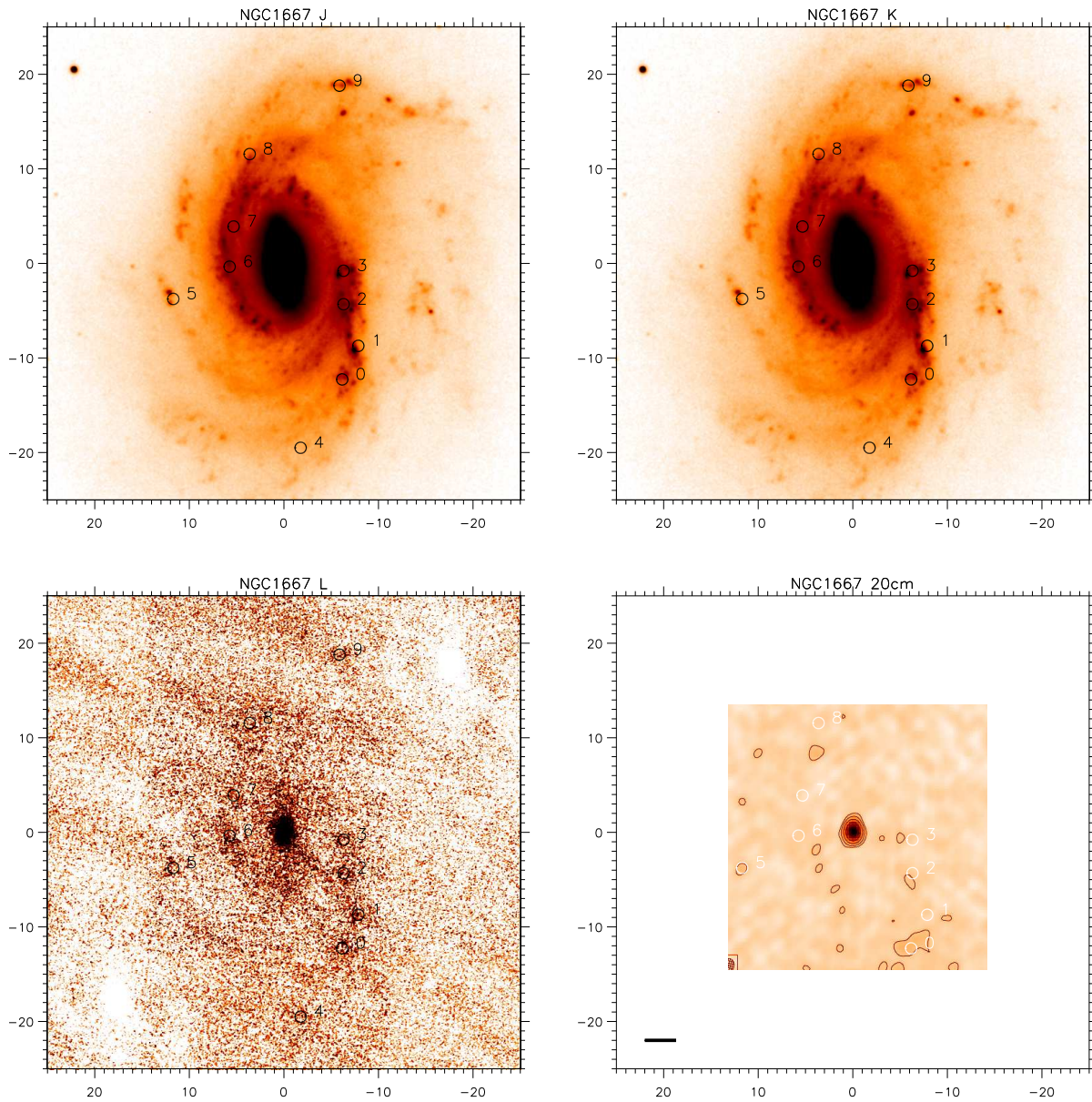


Figura 4.16: Galáxia NGC 1667. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 20 cm (à direita), retirada de Ho & Ulvestad (2001). O traço na horizontal representa 1 kpc

delimitando nitidamente seu contorno. Logo, a emissão observada em L é de fato real, e não o ruído da imagem.

Como não identificamos nenhuma fonte compacta com os filtros medianos, utilizamos como exemplo o valor de  $1\sigma_L$ , igual a 0,1 mJy, da imagem L de NGC 1667 para estimar qual seria seu fluxo correspondente, se a galáxia fosse projetada a uma distância mais próxima, a 18,6 Mpc (distância de NGC 1365), por exemplo. O fluxo de  $1\sigma_L$  projetado a tal distância corresponde a 1,2 mJy. Em Galliano et al. (2008), deriva-se a massa e a idade para três aglomerados, M4 ( $F_L = 0,28$  mJy), M5 ( $F_L = 0,69$  mJy) e M6 ( $F_L = 1,81$  mJy). Para idades entre 6-8 Manos, suas massas são, respectivamente, iguais a 1,6, 1,5 e  $1 \times 10^7 M_\odot$ . Comparando os fluxos destes aglomerados com o fluxo de  $1\sigma_L$  em NGC 1667, temos que o fluxo, projetado na distância de NGC 1365, seria equivalente a uma aglomerado de 6-8 Manos, com massa igual a  $7 \times 10^5 M_\odot$ . Isso mostra que, mesmo não os observando, devem existir aglomerados embebidos e massivos presentes no braços de NGC 1667.

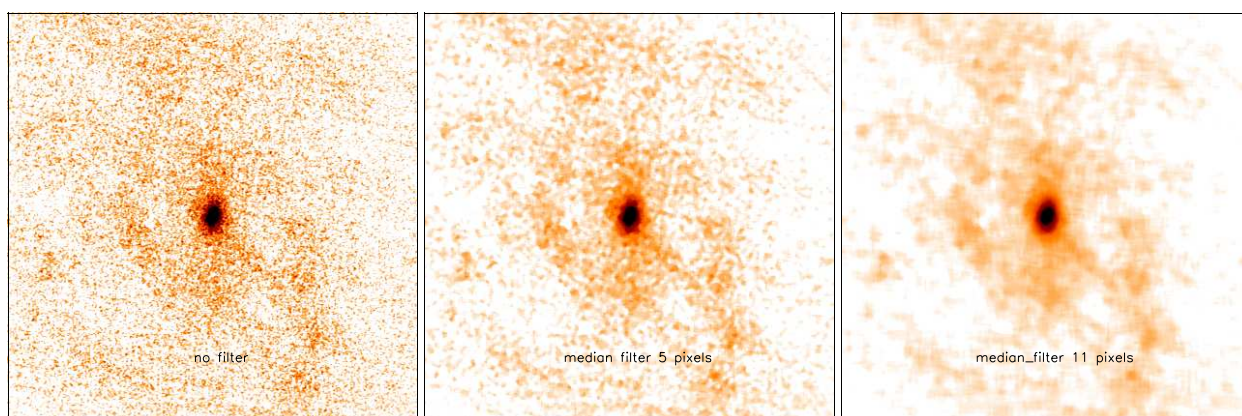


Figura 4.17: Galáxia NGC 1667 com filtros medianos. À esquerda temos a imagem original em L de NGC 1667. No centro, encontra-se a imagem em L com filtro mediano de 5 pixels e, à direita, a imagem em L de NGC 1667 com um filtro mediano de 11 pixels.

Estimamos, também, qual seria o fluxo desta fonte na banda L. Para este cálculo, fizemos a seguinte extrapolação. Calculamos as razões de fluxo L/N e L/Q da fonte 0 na galáxia NGC 1097, utilizando os valores dos fluxos em 11,7 e 18,3  $\mu\text{m}$ , encontrados em Mason et al. (2007), e admitimos que essas razões são típicas de aglomerados estelares jovens. Dessa forma obtivemos que os fluxos em N e Q correspondentes a uma fonte com fluxo igual a  $1\sigma_L$  em NGC 1667 seriam iguais a, respectivamente, 8 e 19 mJy. No filtro de

banda estreita de  $12,8 \mu\text{m}$  do VISIR (VLT), o limite de detecção é de 10 mJy em uma hora com  $10\sigma$ . Portanto, estes são excelentes alvos para observações no VISIR, ou no T-ReCs (Gemini).

Portanto, apesar de não termos detectados nenhuma fonte compacta na banda L até o limite de detecção, podemos supor que tais regiões compactas espalhadas pelo braços espirais, observadas nos filtros J e K, são regiões de formação estelar recente.

#### 4.4.7 NGC 7582

Esta é uma galáxia do tipo Seyfert 2, conhecida por apresentar um disco circunuclear com atividade de formação estelar, contendo uma quantidade significativa de poeira (Morris et al. 1985; Regan & Mulchaely 1999; Sosa-Brito et al. 2001; Wold & Galliano 2006). Podemos observar na Figura 4.18 uma emissão bem extensa ao redor do AGN nas bandas J (painel superior à esquerda da Figura 4.18), K (painel superior à direita da Figura 4.18) e L (painel inferior à esquerda da Figura 4.18), mas nenhuma fonte compacta, como aquelas duas observadas embaixo do AGN na imagem N da Figura 4.4. Tais fontes compactas, chamadas M1 e M2 (seguindo a denominação dada no artigo), são excelentes candidatos a aglomerados embebidos, jovens e massivos, pois, mesmo no filtro L, elas não apresentam nenhuma contrapartida. Procuramos na literatura e em diversos bancos de dados por contrapartidas das fontes no infravermelho médio e em outros comprimentos de onda, mas nada foi identificado.

Embora, não tenhamos encontrado nenhuma contrapartida no óptico ou no infravermelho próximo, existe uma emissão extensa em torno do AGN em imagens de banda estreita do [FeII] ( $1,64 \mu\text{m}$ ) e  $\text{Br}\gamma$  ( $2,165 \mu\text{m}$ ) (Sosa-Brito et al. 2001, Fig. 3). A linha de [FeII] traça a excitação via choques de remanescentes de supernovas (Vanzi & Rieke 1997), que foi comprovada mais tarde por Reunanen, Kotilainen & Pietro (2003). Eles observaram uma intensa razão de [FeII]/ $\text{Br}\gamma$ , característica da excitação via choque. Isso pode indicar que a maioria das estrelas massivas dos aglomerados já explodiram na forma de SNe.

Podemos observar, no painel inferior à direita da Figura 4.18, o mapa em rádio feito em  $0,35 \text{ cm}$  no VLA (*Very Large Array*) de NGC 7582 (Thean et al. 2000). Espera-se que aglomerados estelares jovens ainda embebidos na poeira e no gás molecular apresentem emissão térmica livre-livre no comprimento de onda rádio. Porém, a resolução deste mapa é de aproximadamente  $1''$ , bem inferior à resolução de  $0,127''$  da imagem em  $12,8 \mu\text{m}$ , o que impossibilita uma comparação direta entre as estruturas de menor escala das duas imagens. Contudo, é possível ver claramente que a emissão extensa observada nas bandas J, Ks, L, [NeII] e em  $0,35 \text{ cm}$  pertencem a mesma região. Mas vale lembrar que não necessariamente toda a radiação em rádio foi produzida pelas regiões de formação estelar. Parte dela pode ser emissão síncrotron não térmica, oriunda do AGN.

Apesar de não observarmos nenhuma fonte compacta na banda L, sabíamos da existência de duas fontes muito brilhantes, detectadas na banda N (Wold & Galliano 2006). Utiliza-



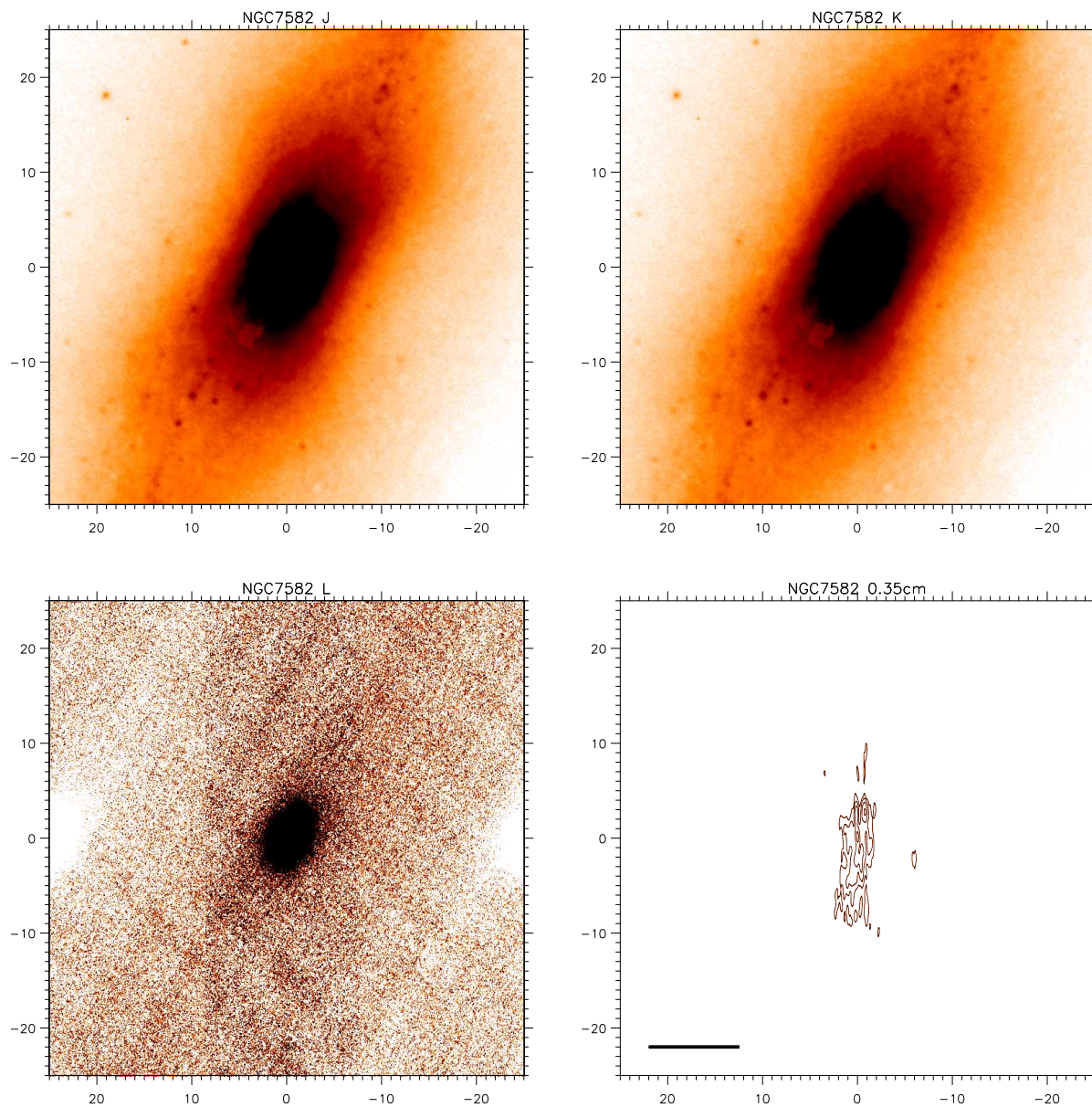


Figura 4.18: Galáxia NGC 7582. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Acima estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 0,35 cm (direita), retirada de Thean et al. (2000). O traço horizontal representa a escala de 5 kpc.

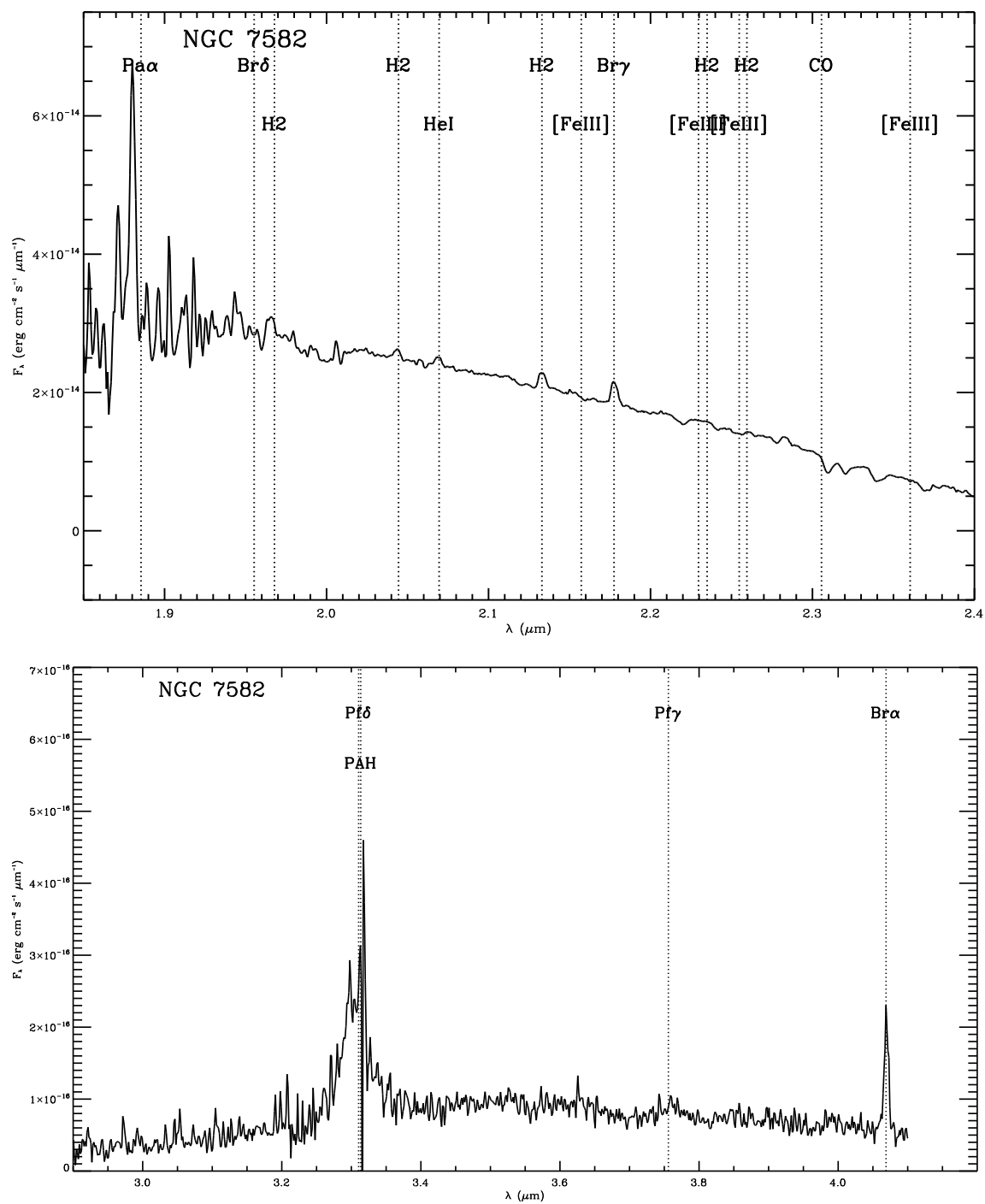


Figura 4.19: Espectros ISAAC reduzidos da galáxia NGC 7582.

mos, então, a imagem centrada em  $12,8 \mu\text{m}$  para posicionar a fenda (veja Figura 3.1 da Seção 3.3).

Podemos observar nos espectros da Figura 4.19 o contínuo brilhante no espectro NIR, a presença de linhas de recombinação do hidrogênio ( $\text{Br}\alpha$ ,  $\text{Br}\gamma$ ), a linha de  $\text{H}_2$  em  $2,166 \mu\text{m}$  e da banda de PAH (hidrocarboneto aromático policíclico) em  $3,3 \mu\text{m}$  no espectro MIR. A região entre  $1,85$  e  $1,95 \mu\text{m}$  é dominada pela extinção, por isso, não conseguimos observar a linha de  $\text{Pa}\alpha$ , que certamente está presente, já que detectamos a linha de  $\text{Br}\gamma$ .

Uma característica importante e que merece atenção é a banda de PAH em  $3,3 \mu\text{m}$ . A presença desta molécula é um respaldo para a atividade recente de formação estelar nesses sítios, já que a emissão de PAHs é muito abundante, próximo a regiões HII, onde moléculas são aquecidas pela radiação UV e estão, geralmente, associadas às regiões de fotodissociação (PDRs) em nuvens moleculares, onde estão blindadas pelo material intermitente do meio.

Depois de examinado os espectros e medido o fluxo das linhas nebulares ( $\text{Br}\gamma$  e  $\text{Br}\alpha$ ), vamos agora estimar alguns dos parâmetros físicos dos aglomerados, a fim de termos mais informações sobre sua natureza. O primeiro desses parâmetros a ser calculado foi a quantidade de extinção causada pela poeira. Seguimos os mesmos cálculos realizados para os espectros de NGC 1097 (os detalhes dos cálculos estão dispostos na Subseção 4.4.11) e obtivemos  $A_V$  igual a 9,8 (ver Tabela 4.1). Este valor evidencia o grande conteúdo de poeira, característico da fase embebida dos aglomerados, que no caso de NGC 7582 já era esperado, pois o fato de não serem observados nem na imagem na banda L, já sinalizava tal característica.

Os próximos parâmetros a serem derivados são a taxa de emissão de fótons ionizantes do átomo de hidrogênio e o número de estrelas  $O_s$  contidas dentro dos aglomerados (ver também Subseção 4.4.11 sobre NGC 1097). Encontramos que  $Q[\text{H}^+]$  e o número de estrelas  $O_s$  são iguais a aproximadamente  $6 \times 10^{52} \text{ s}^{-1}$  e 2500, respectivamente. Utilizando o fluxo em radio, Wold & Galliano (2006) estimaram o valor da taxa de fótons ionizantes e o número de estrelas  $O_s$ , para os aglomerados M1 e M2 na galáxia NGC 7582, e encontraram  $[Q^+]$  igual a  $2 \times 10^{52} \text{ s}^{-1}$  e  $N^\circ(O)$  entre 1000-1500, que, comparados ao modelo de um aglomerado de 1 Mano, correspondem a aglomerados de  $3$  a  $5 \times 10^5 M_\odot$ , demonstrando que, de fato, estas fontes devem ser aglomerados jovens massivos e embebidos.



Tabela 4.1: Características Espectrais dos Aglomerados em NGC 7582.

Ag.	Emissão Observada			Emissão Desavermelhada			N°(O)
	Br $\gamma$	Br $\alpha$	A $_V$	Br $\gamma$	Br $\alpha$	Q[H $^+$ ]	
	[10 $^{-15}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ ]	[mag]	[mag]	[10 $^{-15}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ ]	[10 $^{52}$ s $^{-1}$ ]		
NGC 7582-M1+2	3,3	15,5	9,8	7,7	24,8	6	~2500

#### 4.4.8 NGC 7172

Diferente das demais galáxias da amostra, esta é um exemplar do tipo Sa *edge-on*. Como mostra a Figura 4.20, a poeira presente no disco é responsável pela absorção observada no filtro J que, diminui a medida que o comprimento de onda aumenta. Observamos também nos filtros J e Ks a emissão do AGN que é atenuada, principalmente no primeiro filtro, devido à absorção da poeira. Além disso, pode-se observar, também nestes dois filtros, a emissão de duas fontes compactas que não apresentam contrapartida em L. Já no filtro L, observamos a emissão do AGN e a emissão de uma fonte compacta demarcada por um círculo preto. Essa fonte não é detectada nas bandas do IV próximo, o que a torna uma boa candidata a aglomerado embebido e nem no mapa de 3,5 cm retirado de Morganti et al. (1999). Para nos certificarmos que esta fonte não era um sinal artificial gerado pelo detector, como no caso da galáxia NGC 1358, verificamos que a fonte estava presente em todos os cubos de imagem da galáxia NGC 7172, o que comprova que este sinal é real.

Para testar a hipótese da fonte ser uma candidata a aglomerado embebido, medimos seus fluxos nos filtros J, K e L, iguais a,  $0,02_{-0,01}^{+0,04}$  mJy,  $0,81_{-0,01}^{+0,02}$  mJy e  $0,09_{-0,06}^{+0,20}$  mJy, respectivamente. A Figura 4.8 mostra que esta fonte tem a razão L/K maior do que 0,5, apresentando o comportamento esperado para a emissão de aglomerados jovens. Projetando o fluxo em K a 20 Mpc e comparando com o modelo *Starburst 99*, temos que seu fluxo corresponde a aglomerados de 2, 5, 10, 20 e 50 Manos com massas iguais a, respectivamente,  $5 \times 10^7 M_{\odot}$ ,  $2,5 \times 10^7 M_{\odot}$ ,  $5 \times 10^6 M_{\odot}$ ,  $10^7 M_{\odot}$  e  $3 \times 10^7 M_{\odot}$ .

A fim de ver com mais detalhes o que ocorre nessas fontes, aproximamos o campo em L na região da fonte e a comparamos com os filtros K e F814W, este último retirado do banco de dados do *Hubble*. Além de procuramos por contrapartidas dessas fontes no visível, o *Hubble*, por possuir imagens de alta resolução, nos permite observar tais objetos com profundidade e riqueza de detalhes. A Figura 4.21 mostra à esquerda a imagem

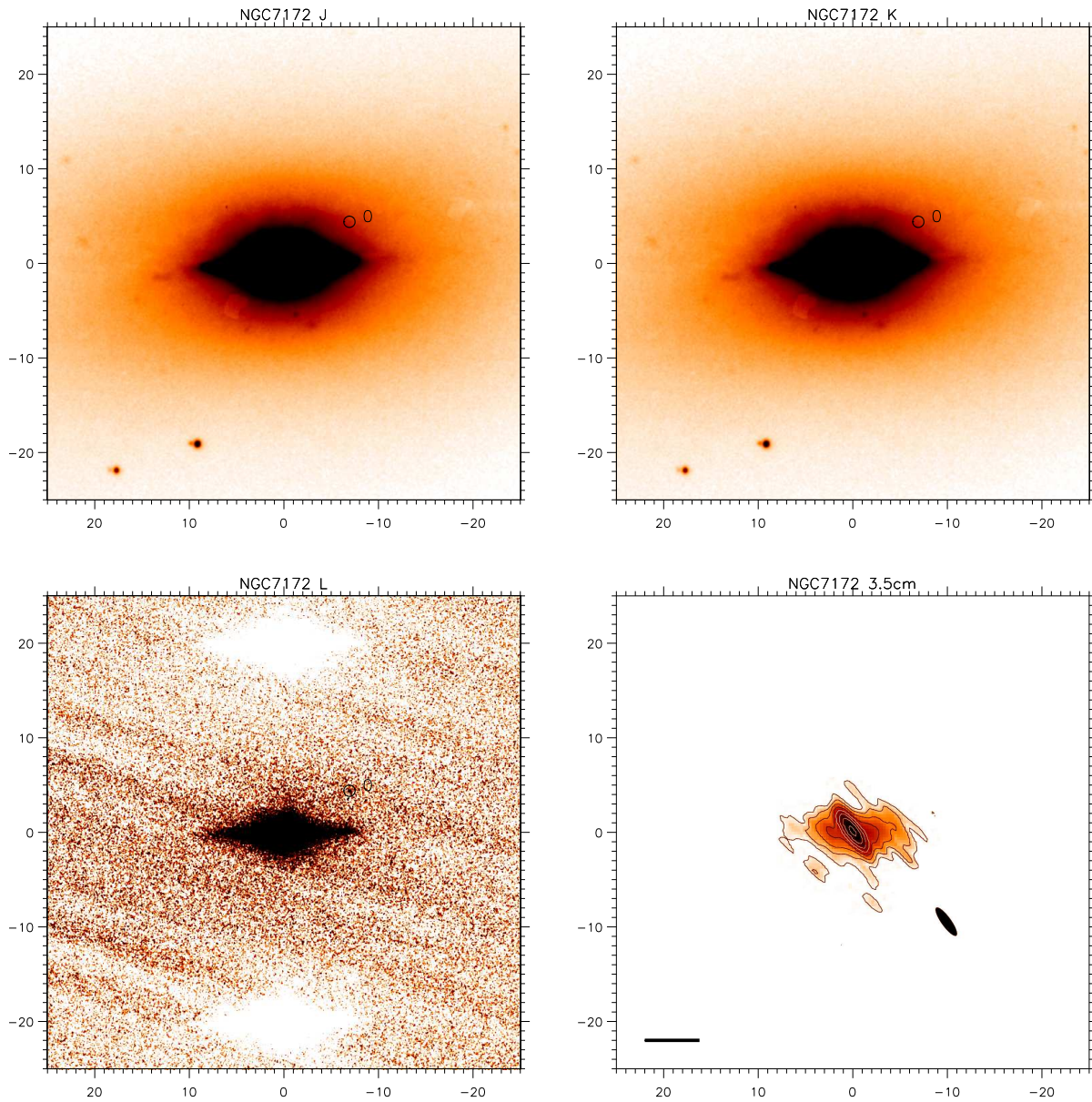


Figura 4.20: Galáxia NGC 7172. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 3,5 cm (à direita), retirada de Morganti et al. (1999). O traço na horizontal representa 1 kpc.

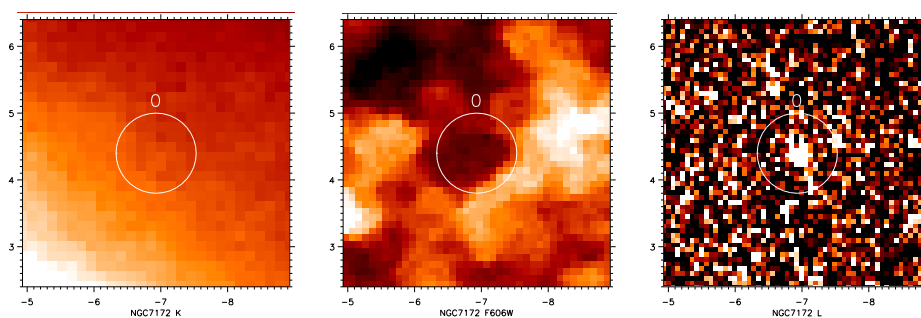


Figura 4.21: *Zoom* na região próxima à fonte 0 de NGC 7172. À esquerda temos a imagem ISAAC em K, no centro a imagem do *Hubble* em F814W e à direita a imagem ISAAC em L.

ISAAC em K, no centro a imagem do *Hubble* no filtro F814W (correspondente ao filtro I), observada com o instrumento WFPC2 (*Wide Field Planetary Camera 2*), e à direita a imagem ISAAC em L. Podemos observar que a fonte só é detectada em L. Na imagem em F814W, é interessante notar que no local da fonte existe uma região escura, identificada como GMC. Esta não é a primeira fonte para qual notamos esta característica. Portanto, depois de analisarmos seus fluxos, podemos concluir que esta fonte também é um ótimo candidato a aglomerado embebido.

#### 4.4.9 NGC 7479

É uma galáxia do tipo Seyfert 1,9 com emissão acentuada nas bandas J e K, proveniente do núcleo e do disco galáctico. Detectamos também a presença de uma fonte compacta no topo da imagem que possui contrapartida na banda L. Na imagem L, além da emissão desta fonte e do AGN, podemos observar duas fontes, uma na parte inferior da imagem e outra no topo embaixo daquela detectada em J e K. O mapa em 20 cm, retirado de Ho & Ulvestad (2001), apresenta a emissão central do AGN e uma emissão extensa na região norte, mas nenhuma contrapartida das três fontes detectadas em L.

Como feito para as outras galáxias, medimos o fluxo das fontes nas três bandas e comparamo-los, a fim de detectarmos um excesso de fluxo em L. Os fluxos das fontes 0, 1 e 2 nos filtros J, K e L são, respectivamente, iguais a  $0,01_{-0,01}^{+0,05}$  mJy,  $0,05_{-0,00}^{+0,00}$  mJy e  $0,37_{-0,13}^{+0,19}$  mJy;  $0,02_{-0,02}^{+0,10}$  mJy,  $0,01_{-0,01}^{+0,04}$  mJy e  $0,49_{-0,17}^{+0,26}$  mJy;  $0,73_{-0,08}^{+0,10}$  mJy,  $0,32_{-0,08}^{+0,10}$  mJy e  $0,17_{-0,07}^{+0,12}$  mJy. Temos, então, que a razão de fluxo L/K para as fontes 0 e 1 são altíssimas, iguais a 8,8 e 4,4, respectivamente. Já para a fonte 2, essa razão é igual 0,53, valor esperado para um aglomerado jovem sem poeira.

A fim de olharmos em detalhes as fontes 0 e 1, aproximamos seu campo. A Figura 4.23 mostra as imagens nos filtros K, F814W e L (da esquerda para a direita) para as fontes 0 e 1 (de cima para baixo). Ambas as fontes não são detectadas em K, mas são em destaque em L. A fonte 0 não possui imagem em F814W, pois sua localização caiu fora do detector. No caso da fonte 1, esta possui imagem em F814W, mas não é detectada, pois sua localização na imagem do *Hubble* está em cima de uma faixa de poeira. Logo, as fontes 0 e 1 são bons candidatos a aglomerados embebidos e a fonte 2 um bom candidato a aglomerado jovem.

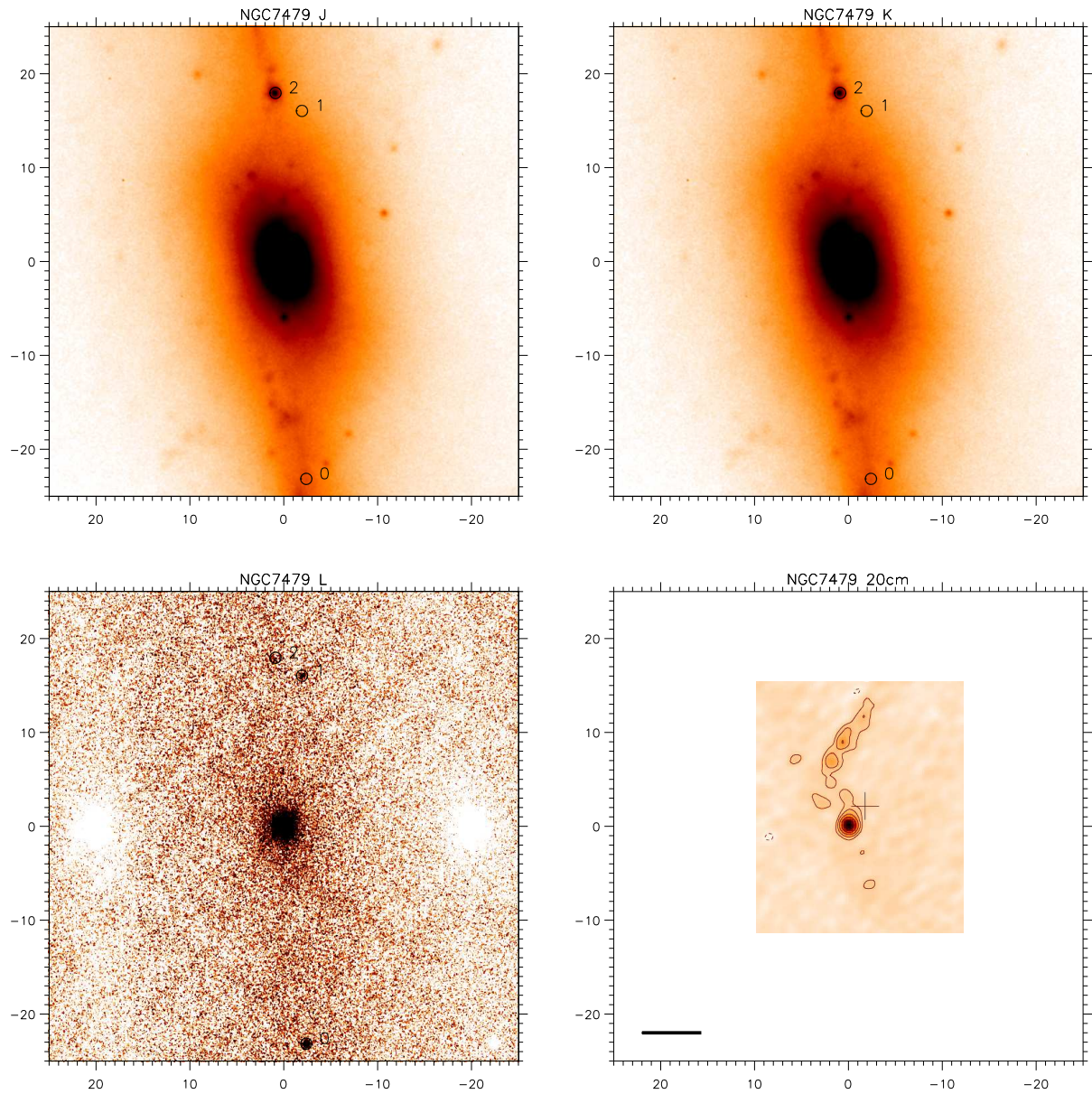


Figura 4.22: Galáxia NGC 7479. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Acima estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 20 cm (à direita), retirada de Ho & Ulvestad (2001). O traço horizontal representa 1 kpc.

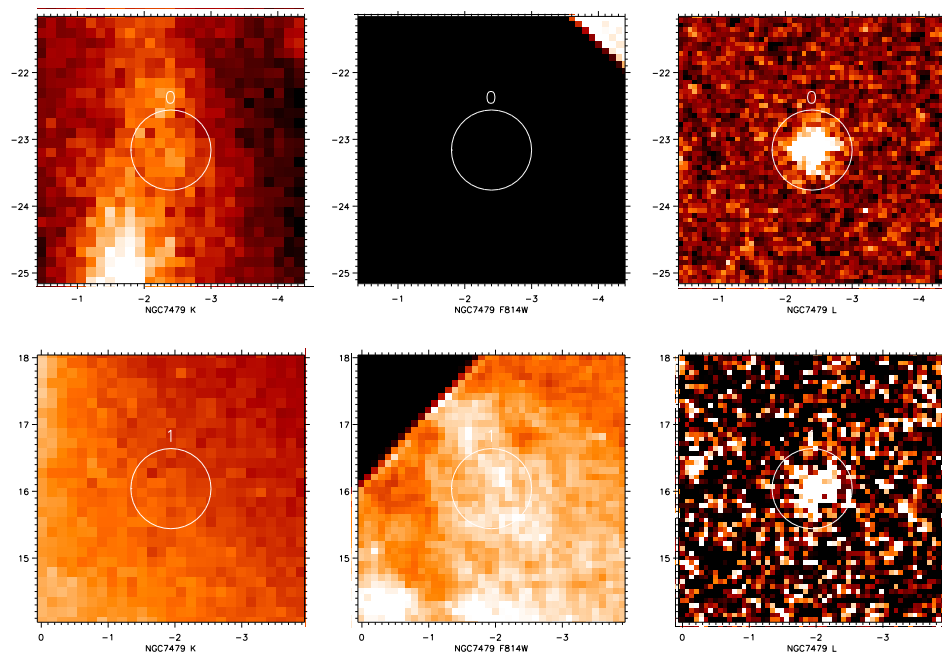


Figura 4.23: *Zoom* nas regiões próximas às fontes 0 e 1 de NGC 7479. No painel superior, temos à esquerda temos a imagem ISAAC em K, no centro a imagem do *Hubble* em F814W e à direita a imagem ISAAC em L da 2. E no painel superior, temos à esquerda temos a imagem ISAAC em K, no centro a imagem do *Hubble* em F814W e à direita a imagem ISAAC em L da 1.

#### 4.4.10 NGC 1068

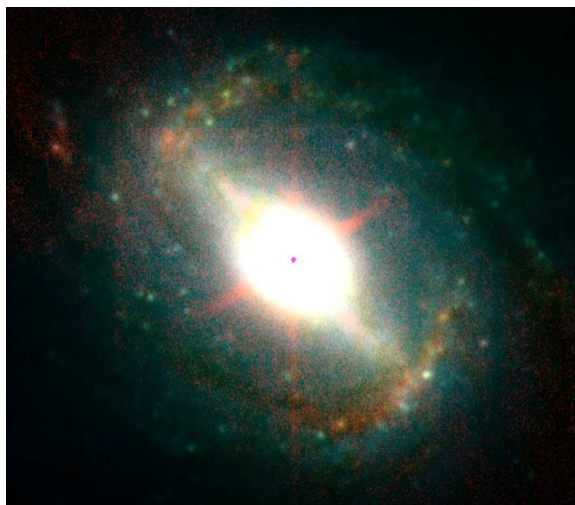


Figura 4.24: Mapa de três cores da região central da galáxia NGC 1068. A cor azul é o filtro J, a cor verde o filtro K e a cor vermelha o filtro L.

NGC 1068 é uma galáxia Seyfert 2 e foi o primeiro AGN a ser descoberto (Fath 1909). Esta galáxia contém uma estrutura espiral interna com formação estelar ativa a aproximadamente 1 kpc do núcleo. Esta estrutura é, usualmente, referida como anel de formação estelar (*starburst ring*) (Myers & Scoville 1987, Schinnerer et al. 2000, Spinoglio et al. 2005).

A Figura 4.25 apresenta as imagens da galáxia NGC 1068 nas bandas J, K, L e o mapa em 20 cm retirado de Ho & Ulvestad (2001). Na imagem J e K, podemos observar que a galáxia possui muitos aglomerados na região circunuclear, já na imagem L, é possível detectar uma emissão brilhante e extensa, com alguns nódulos compactos delineados por círculos pretos na Figura 4.25, que são possíveis candidatos a aglomerados jovens. A identificação de cada uma destas fontes está exposta na Figura 4.26. O mapa de três cores da Figura 4.24 mostra claramente a emissão da poeira nas regiões, onde estão localizados tais nódulos compactos. As regiões avermelhadas do anel de formação estelar apresentam a emissão da poeira, enquanto as regiões mais azuladas e esverdeadas são dominadas pela emissão fotosférica das estrelas.

Procuramos também por contrapartidas em outros comprimentos de onda para estas fontes e encontramos a existência de uma emissão extensa em 8 e 24  $\mu\text{m}$  (Howell et al. 2007), coincidindo com a formação estelar no interior dos braços espirais a aproximadamente 15''



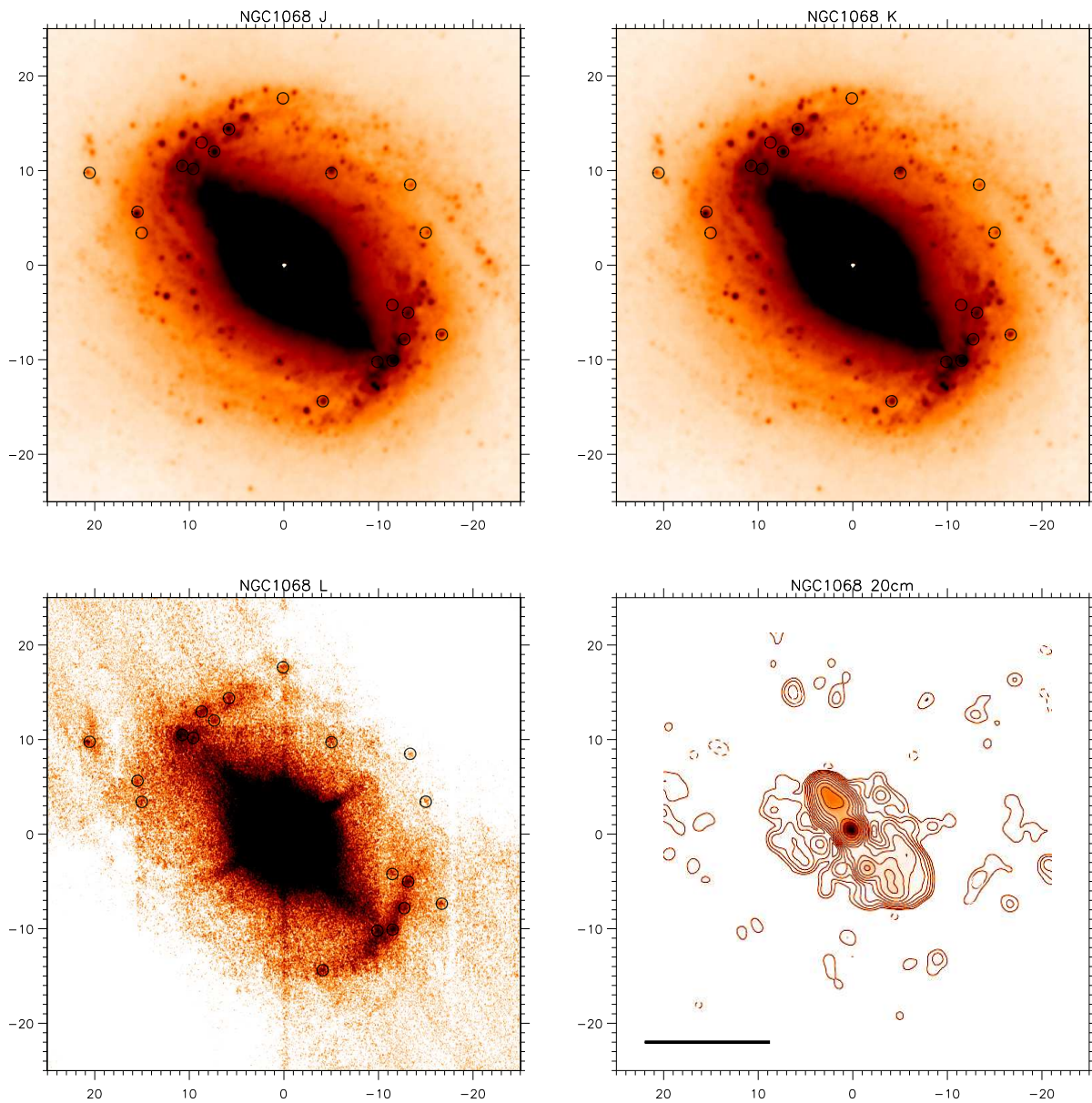


Figura 4.25: Galáxia NGC 1068. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 20 cm (à direita), retirada de Ho & Ulvestad (2001). O traço horizontal na imagem em 20 cm representa 1 kpc.



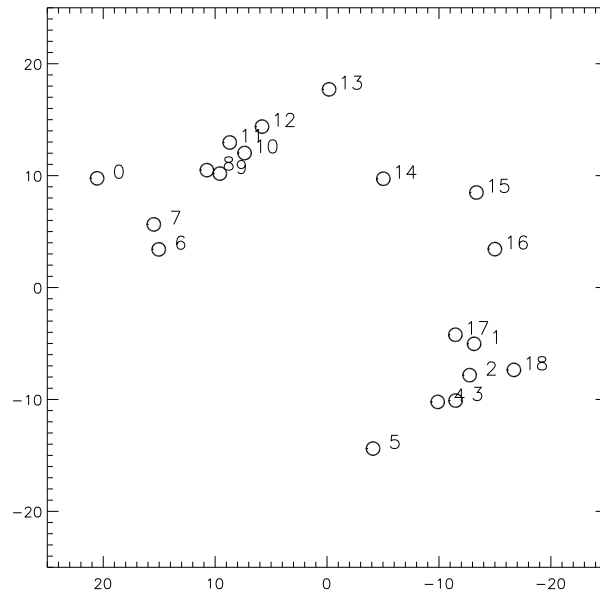


Figura 4.26: Identificação das fontes circuladas na Figura 3.10

(1 kpc) do núcleo. A localização da emissão em  $8 \mu\text{m}$  mais brilhante de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs) coincide bem com nódulos observados em imagens de  $\text{H}\alpha$ , indicando que, apesar de não estarem mais embebidos na poeira, esses aglomerados são jovens.

Identificamos 19 fontes compactas em L. Medimos o limite de detecção ( $\sigma_L = 0,25 \text{ mJy}$ ) da imagem e os fluxos dessas fontes nos três filtros, os quais estão dispostos na Tabela 4.2 juntamente com suas posições. Depois, comparamos seus valores, a fim de encontrarmos um possível excesso de cor em L que indicasse um possível candidato a aglomerado embebido. Para analisarmos como se comportam os fluxos das fontes, fizemos diagramas da razão de fluxos K/J com o fluxo K e da razão de fluxos L/K com o fluxo L (Figura 4.27).

Podemos observar no painel superior da Figura 4.27 que as fontes possuem fluxos em K entre 0,3 e 2 mJy e que a razão entre os fluxos K/J é sempre maior do que 1, exceto para as fontes 6 e 13. A razão pela qual o fluxo em K é sempre maior do que J está na extinção da poeira, que absorve mais em comprimentos de onda menores.

Da Figura 4.27, pegamos os valores de K, entre 0,2-2 mJy, e os projetamos a uma distância de 20 Mpc (fluxo em K entre 0,1 e 1 mJy), a fim de compararmos com o modelo *Starburst 99*. Tais fluxos correspondem a aglomerados muito massivos, com idades de 2, 5,

10, 20 e 50 Manos possuindo massas iguais a  $0,2-2 \times 10^7 M_{\odot}$ ,  $0,1-1 \times 10^7 M_{\odot}$ ,  $0,2-2 \times 10^6 M_{\odot}$ ,  $0,5-5 \times 10^6 M_{\odot}$  e  $0,1-1 \times 10^7 M_{\odot}$ , respectivamente.

Observando o comportamento destas fontes no diagrama da Figura 4.8, identificamos que as fontes 6, 8, 11 e 13 possuem razão L/K maior do que 0,5, razão esperada para a emissão de aglomerados jovens sem poeira. Não detectamos nenhuma destas fontes nas imagens J. Apesar de as demais fontes não possuírem  $L/K > 0,5$ , não significa que elas não sejam também interessantes. Destas quatro fontes com  $L/K > 0,5$ , três não possuem contrapartidas com contaste alto em K (fontes 6, 11 e 13) e uma delas (fonte 8) apresenta contrapartida em ambos comprimentos de onda.

Assim como fizemos em NGC 7172 e NGC 7479, aproximamos o campo das fontes 6, 8, 11 e 13 (Figura 4.28) e comparamos nossas imagens com aquelas obtidas no arquivo do *Hubble*. Para as fontes 6 e 11, não detectamos emissão em K nem na imagem F814W (equivalente ao filtro I) do telescópio *Hubble* observada com o instrumento WFPC2 (*Wide Field Planetary Camera 2*). Na imagem em I, observamos que no local da posição da fonte existe uma nuvem molecular gigante, responsável pela absorção da emissão em K e F814W. Só detectamos as fontes 6 e 11 em L, o que as tornas boas candidatas a aglomerados embebidos.

Na Figura 4.28, detectamos a fonte 8 nos três filtros, K, F814W e L. Esta fonte não é um candidato a aglomerado completamente embebido, pois a fonte não está totalmente embebida no gás e na poeira. Contudo, sua emissão mostra a poeira em L. Talvez esta fonte seja um aglomerado do tipo de R 136 - um aglomerado jovem que já emergiu da nuvem molecular progenitora, mas ainda mantém parte do gás molecular. Para a fonte 13, observamos sua emissão em K e L, mas não em F814W. Neste filtro, observamos uma região escura na posição da fonte. A fonte 13 também é um candidato a aglomerado embebido.

Uma característica comum aos quatro aglomerados é que todos estão, pelo menos em projeção, associadas a regiões escuras da imagem do *Hubble*. As fontes 6 e 11 estão no meio de tais regiões, enquanto as fontes 8 e 13 encontram-se na borda. Estas regiões escuras podem ser identificadas como regiões de alta extinção, associadas com nuvens moleculares gigantes. Concluimos, então, que para a galáxia NGC 1068 foram encontradas 19 fontes com emissão em L, sendo quatro delas, as fontes 6, 8, 11 e 13, apresentam razões  $L/K > 0,5$ . Destes objetos, as fontes 6 e 11 não apresentam contrapartida em K e I, portanto, são aglomerados mais embebidos do que as fontes 8 e 13. Como o grau de emersão na nuvem

molecular está diretamente ligado com o estágio evolutivo dos aglomerados, as fontes 8 e 13 devem ser aglomerados mais jovens do que as fontes 6 e 11.

Tabela 4.2: Fluxos das Fontes Detectadas em NGC 1068.

<b>Fonte</b>	<b>x (")</b>	<b>y (")</b>	<b>F<sub>J</sub> (mJy)</b>	<b>F<sub>K</sub> (mJy)</b>	<b>F<sub>L</sub> (mJy)</b>
0	20,55	9,76	0,96 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,20</sub>	0,92 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,19</sub>	0,35 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>
1	-13,14	-5,03	0,39 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,08</sub>	1,02 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,20</sub>	0,41 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
2	-12,74	-7,83	0,36 <sup>+0,07</sup> <sub>-0,06</sub>	1,43 <sup>+0,28</sup> <sub>-0,23</sub>	0,21 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,08</sub>
3	-11,49	-10,10	2,00 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,21</sub>	2,74 <sup>+0,32</sup> <sub>-0,29</sub>	0,37 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>
4	-9,89	-10,22	0,03 <sup>+0,01</sup> <sub>-0,01</sub>	0,52 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,17</sub>	0,23 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,08</sub>
5	-4,11	-14,39	0,40 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,07</sub>	1,32 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,24</sub>	0,40 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
6	15,04	3,41	0,1 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,07</sub>	0,1 <sup>+0,02</sup> <sub>-0,04</sub>	0,23 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,08</sub>
7	15,48	5,64	1,42 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,21</sub>	1,51 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,22</sub>	0,29 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>
8	10,74	10,49	0,23 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,08</sub>	0,44 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,16</sub>	0,41 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
9	9,58	10,18	0,27 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,10</sub>	0,47 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,17</sub>	0,14 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,07</sub>
10	7,37	12,02	0,81 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,11</sub>	1,61 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,21</sub>	0,18 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,07</sub>
11	8,70	12,96	0,06 <sup>+0,21</sup> <sub>-0,05</sub>	0,03 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,02</sub>	0,29 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>
12	5,81	14,38	0,81 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,09</sub>	2,15 <sup>+0,27</sup> <sub>-0,24</sub>	0,25 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,08</sub>
13	0,10	17,64	0,50 <sup>+0,65</sup> <sub>-0,28</sub>	0,19 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,11</sub>	0,24 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,08</sub>
14	-5,03	9,72	1,01 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,20</sub>	1,08 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,21</sub>	0,30 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>
15	-13,35	8,49	0,37 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,13</sub>	0,49 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,17</sub>	0,24 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,08</sub>
16	-15,00	3,43	0,64 <sup>+0,33</sup> <sub>-0,22</sub>	0,49 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,17</sub>	0,18 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,07</sub>
17	-11,47	-4,22	0,05 <sup>+0,03</sup> <sub>-0,02</sub>	0,45 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,16</sub>	0,15 <sup>+0,13</sup> <sub>-0,07</sub>
18	-16,70	-7,36	1,05 <sup>+0,27</sup> <sub>-0,21</sub>	0,97 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,20</sub>	0,33 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,08</sub>

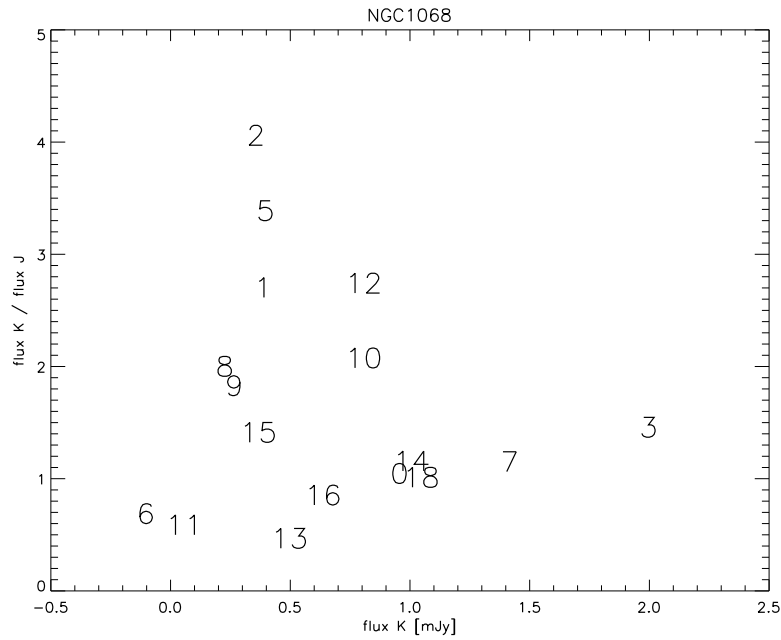


Figura 4.27: Diagrama da razão de fluxo K/J com o fluxo K.

#### 4.4.11 NGC 1097

NGC 1097 é uma galáxia LINER que possui um anel circumnuclear de formação estelar. Sua morfologia varia bruscamente com o comprimento de onda, devido à combinação dos processos de excitação da poeira quente, emissão fotosférica das supergigantes vermelhas e da idade das populações estelares do anel (Kotilainen et al. 2000).

Podemos observar, na Figura 4.30, as imagens da galáxia NGC 1097 nas bandas J, K, L e o mapa em 3,5 cm retirado de Morganti et al. (1999). As posições das fontes junto com suas respectivas identificações encontram-se na Figura 4.31. Nas imagens J e K, podemos observar que a galáxia possui um anel circumnuclear bem definido com a presença de muitos aglomerados estelares. Esta mesma estrutura também é detectada na imagem L, onde os nódulos compactos de emissão, possíveis candidatos a aglomerados embebidos, estão destacados por círculos pretos. Podemos observar tais nódulos bem vermelhos no mapa em três cores da Figura 4.29, principalmente as duas fontes na região norte do anel, que se mostram bons candidatos a aglomerados embebidos. Além disso, notamos que existem locais do anel de formação estelar mais obscurecidos pela poeira e outros menos, indicando que a extinção é variável espacialmente.

Procuramos por contrapartidas em outros comprimentos de onda para estas fontes e

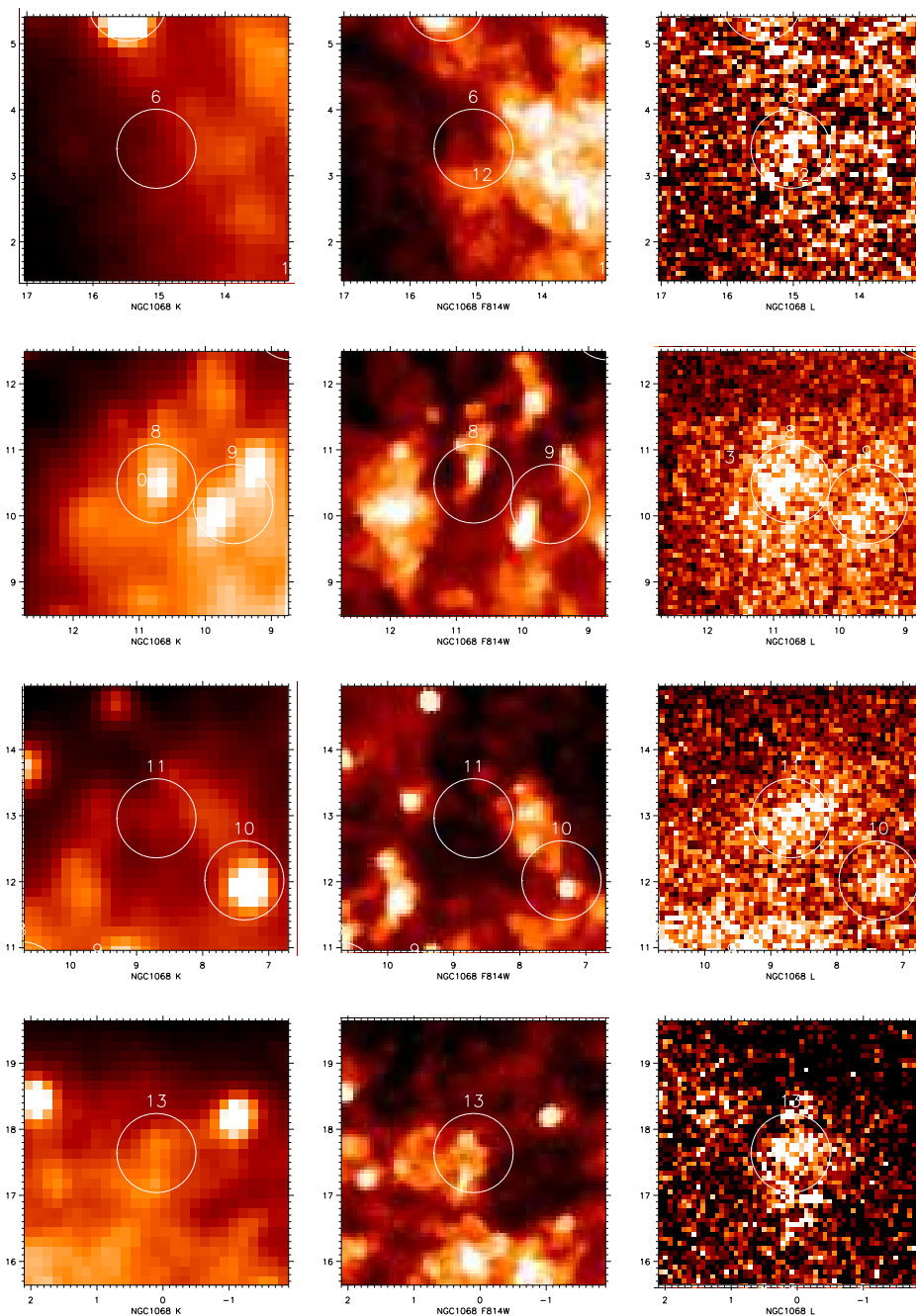


Figura 4.28: *Zoom* nas regiões próximas às fontes 6, 8, 11 e 13 de NGC 1068. Da esquerda para a direita temos, respectivamente, a imagem ISAAC em K, a imagem do *Hubble* em F814W e à direita a imagem ISAAC em L. De cima para baixo temos as fontes 6, 8, 11 e 13.

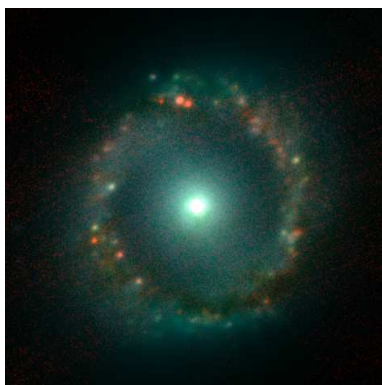


Figura 4.29: Mapa de três cores da região central da galáxia NGC 1097. A cor azul corresponde ao filtro J, a cor verde ao filtro K e a cor vermelha ao filtro L.

encontramos a existência de três fontes, A, B e C, em 11,7 e 18,3  $\mu\text{m}$  (Mason et al. 2007). As fontes A e B correspondem, respectivamente, aos aglomerados 0, 1+2. Detecta-se também nestas frequências as emissões do AGN e do já bem conhecido anel circunuclear de formação estelar. Este, por sua vez, emite fortemente no infravermelho médio, com cada um dos três nódulos (A, B e C) contribuindo com um nível de fluxo similar à contribuição do fluxo do próprio núcleo da galáxia. A existência das contrapartidas em 11,7 e 18,3  $\mu\text{m}$  dão um respaldo ainda maior para a hipótese dessas fontes serem de fato aglomerados embebidos, já que a emissão nestes dois comprimentos de onda são originários do reprocessamento da radiação ultravioleta e visível no infravermelho médio pela poeira.

A seguir comparamos a emissão da galáxia nas bandas J, K e L com a emissão em radio de 3,5 cm de Morganti et al. (1999). Constatamos que existe uma boa correspondência espacial entre as regiões brilhantes em J, K, L e no radio. Esse fato não é surpreendente já que acredita-se que a emissão radio não térmica provenha das remanescentes de supernovas e a emissão radio térmica, da emissão livre-livre do gás ionizado pelas estrelas OBs (ex: Condon 1992). As diferenças nos detalhes entre as imagens radio, L e Ks podem ser explicadas pelas diferenças de idade entre as regiões emitentes, indicando a presença de diversas gerações de surtos de formação estelar (ex: Reunanen et al. 1999).

Encontramos também 14 regiões de emissão na banda estreita de  $\text{Br}\gamma$  em Kotilainen et al. (2000) correspondentes às nossas fontes no infravermelho próximo e médio. Neste trabalho, eles compararam a emissão em 2,165  $\mu\text{m}$  com imagens na banda V do Telescópio Espacial Hubble (HST) feitas por Barth et al. (1995), onde as manchas quentes do anel

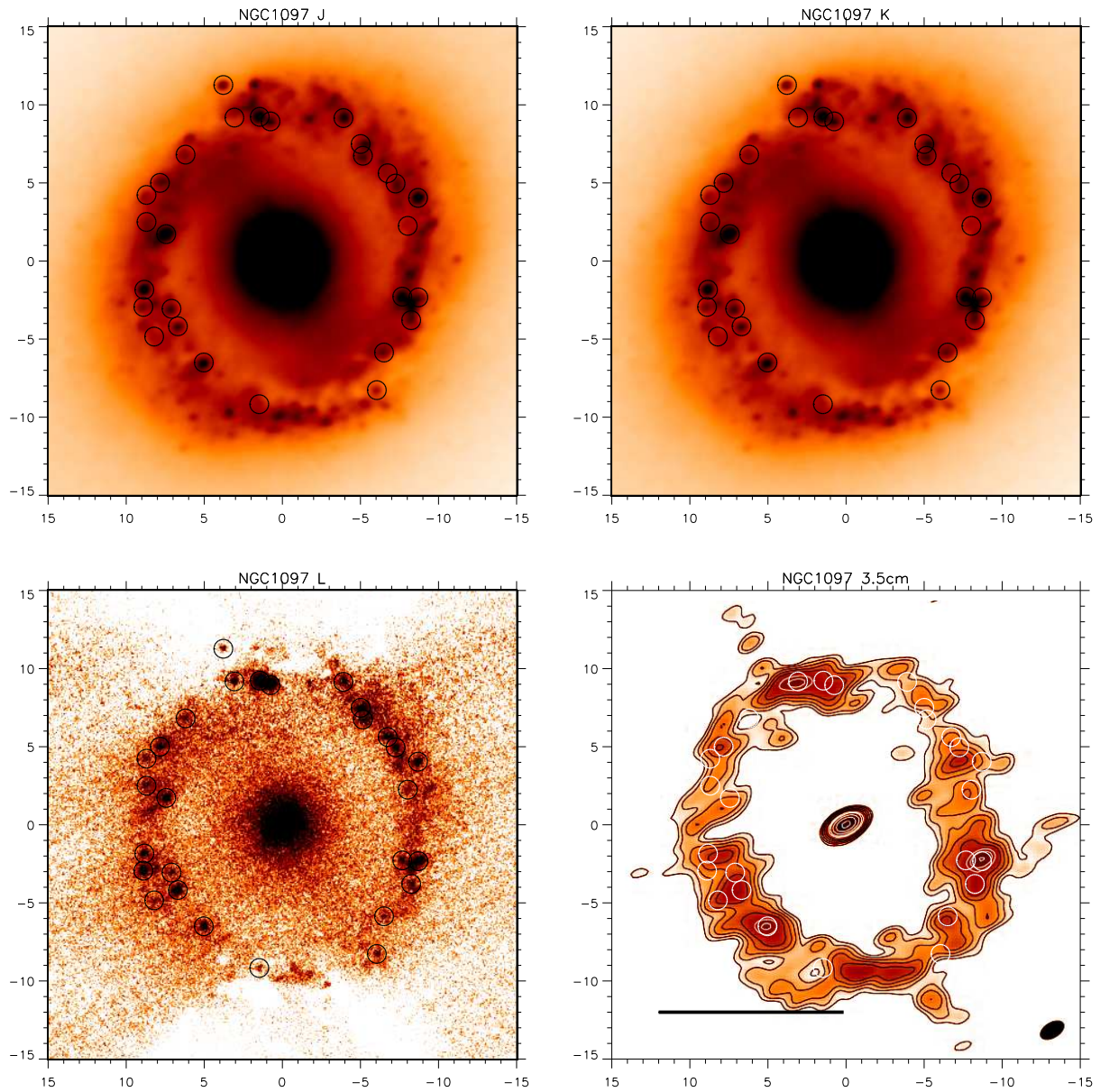


Figura 4.30: Galáxia NGC 1097. Acima temos imagens do ISAAC na banda J (à esquerda) e K (à direita). Abaixo estão as imagens do ISAAC em L (à esquerda) e em 3.5 cm (à direita), retirada de Morganti et al. (1999). O traço horizontal representa 1 kpc

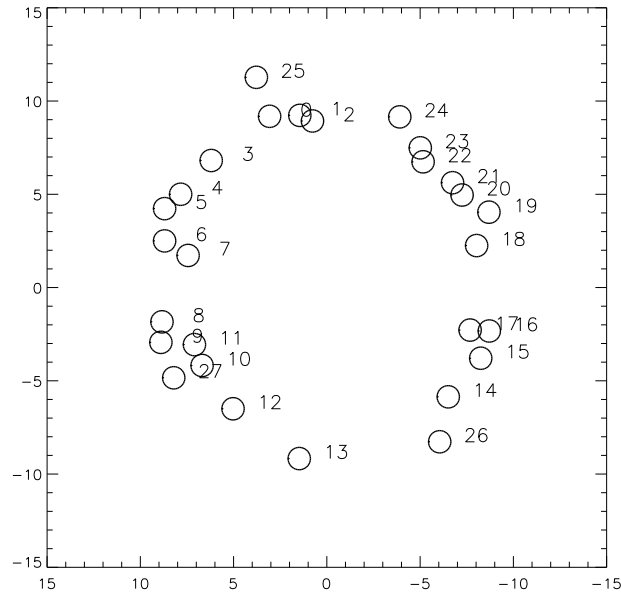


Figura 4.31: Identificação das fontes circuladas na Figura 3.14

foram resolvidas em 88 aglomerados estelares. Não foi encontrada nenhuma correlação perfeita entre as imagens na banda V e em  $\text{Br}\gamma$ , embora a maioria das regiões brilhantes em  $\text{Br}\gamma$  tenha uma fonte análoga na banda V. Existem algumas diferenças, especialmente, na região norte onde algumas fontes brilhantes em  $\text{Br}\gamma$  estão situadas nos mínimos de emissão da banda V. Também não se observa uma correspondência espacial perfeita entre as imagens na banda K e  $\text{Br}\gamma$ . Em muitas regiões, contudo, existe uma sobreposição entre as bandas V, K e  $\text{Br}\gamma$ .

As diferenças entre as imagens em  $\text{Br}\gamma$ , nas bandas V e K podem ser explicadas através da diferença de idades das regiões emitentes. Os picos na banda V são, provavelmente, mais jovens do que aqueles na banda K, já que se leva de 3-4  $M_{\odot}$  para as primeiras supergigantes vermelhas, as quais dominam a emissão na banda K, emergirem. Os picos na banda K podem também ser regiões de baixa excitação ou locais de SNe jovens e cheias de poeira, contudo, estes dois últimos panoramas são menos prováveis. Se considerarmos a hipótese de que exista população estelar de idade intermediária, os picos na banda K podem ser provenientes das estrelas na fase TP-AGB, reponsáveis pela maior parte da emissão para  $\lambda > 1 \mu\text{m}$ .



### Fotometria das Fontes

Foram detectadas 28 fontes compactas em L, sendo que algumas delas apresentam contrapartida no mapa em 3,5 cm (ver Figura 4.30). Medimos, então, os fluxos dos possíveis candidatos a aglomerados embebidos, os quais estão dispostos na Tabela 4.3 juntamente com suas posições, nos três filtros e comparamos seus valores, com o intuito de encontrarmos um excesso de cor em L que sinalizasse um possível candidato a aglomerado embebido (mesmo procedimento realizado<sup>21</sup><sub>6</sub> para a galáxia NGC 1068). A Figura 4.32 representa os diagramas de diagnóstico da razão de fluxo K/J e fluxo em K (painel superior).

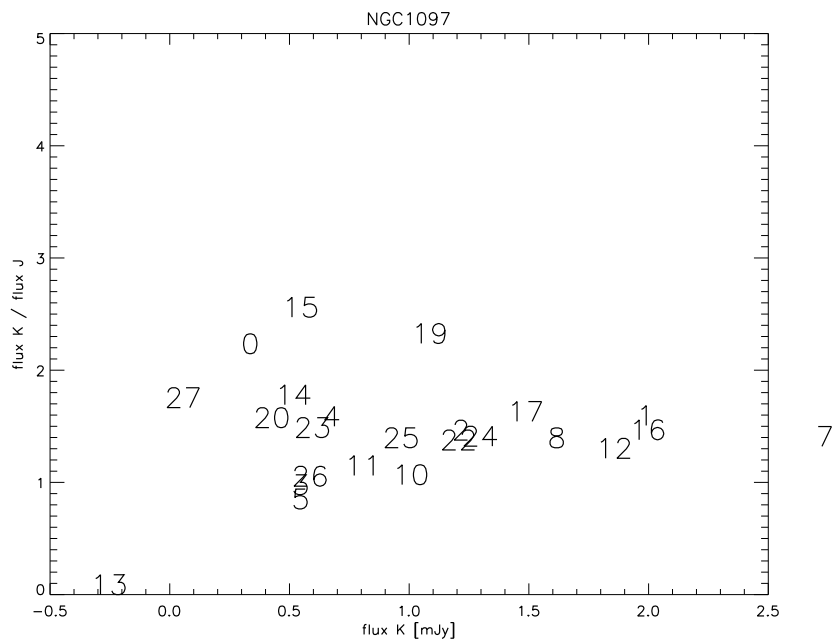


Figura 4.32: Diagrama de diagnóstico da razão de fluxo K/J com o fluxo K.

Analisando primeiro a Figura 4.32, podemos notar que as fontes possuem valores da razão de fluxo K/J entre 0,7 e 2,6 e fluxo em K entre 0,1 e 2,1 mJy. Fazendo a mesma comparação com o modelo *Starburst 99* realizada para a galáxia NGC 1068, projetamos os fluxos em K (entre 0,1 e 2,1 mJy) a 20 Mpc e encontramos que este fluxos correspondem a aglomerados de 2, 5, 10, 20 e 50 Manos com massas iguais a  $0,1-3 \times 10^7 M_{\odot}$ ,  $0,07-1,5 \times 10^7 M_{\odot}$ ,  $0,1-3 \times 10^6 M_{\odot}$ ,  $0,4-8 \times 10^6 M_{\odot}$  e  $0,1-2 \times 10^7 M_{\odot}$ , respectivamente.

Analisando a Figura 4.8, identificamos as 13 fontes (0, 1, 2, 3, 5, 6, 9, 10, 13, 18, 20, 21 e 27) com razão L/K  $> 0,5$  - um dos nossos critérios para selecionarmos os candidatos. A fim de vermos com mais detalhes o que acontece com esses objetos, fizemos uma aproximação

Tabela 4.3: Fluxos das Fontes Detectadas em NGC 1097.

Fonte	x (")	y (")	F <sub>J</sub> (mJy)	F <sub>K</sub> (mJy)	F <sub>L</sub> (mJy)
0	3,07	9,18	0,34 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>	0,73 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,18</sub>	0,49 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
1	1,45	9,23	1,99 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,18</sub>	3,00 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,26</sub>	2,54 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,09</sub>
2	0,76	8,94	1,22 <sup>+0,18</sup> <sub>-0,16</sub>	1,68 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,22</sub>	2,09 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,12</sub>
3	6,20	6,81	0,55 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,19</sub>	0,49 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,17</sub>	0,33 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,08</sub>
4	7,84	5,00	0,68 <sup>+0,17</sup> <sub>-0,13</sub>	1,02 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,20</sub>	0,29 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>
5	8,70	4,23	0,55 <sup>+0,34</sup> <sub>-0,21</sub>	0,42 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,16</sub>	0,17 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,07</sub>
6	8,70	2,50	0,07 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	0,42 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,16</sub>	0,26 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,08</sub>
7	7,44	1,72	2,74 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,21</sub>	3,62 <sup>+0,30</sup> <sub>-0,28</sub>	0,47 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
8	8,84	-1,84	1,62 <sup>+0,20</sup> <sub>-0,18</sub>	2,12 <sup>+0,27</sup> <sub>-0,24</sub>	0,31 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>
9	8,90	-2,94	0,02 <sup>+0,05</sup> <sub>-0,04</sub>	0,47 <sup>+0,26</sup> <sub>-0,17</sub>	0,77 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,08</sub>
10	6,69	-4,18	1,01 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,20</sub>	0,99 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,20</sub>	0,81 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,08</sub>
11	7,10	-3,06	0,81 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,18</sub>	0,86 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,19</sub>	0,12 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,07</sub>
12	5,03	-6,50	1,86 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,21</sub>	2,26 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,26</sub>	0,54 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
13	1,48	-9,17	0,1 <sup>+0,71</sup> <sub>-0,19</sub>	0,1 <sup>+0,00</sup> <sub>-0,00</sub>	0,17 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,07</sub>
14	-6,51	-5,86	0,52 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,11</sub>	0,88 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,19</sub>	0,18 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,07</sub>
15	-8,25	-3,79	0,55 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,10</sub>	1,36 <sup>+0,29</sup> <sub>-0,24</sub>	0,33 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,08</sub>
16	-8,71	-2,33	2,00 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,21</sub>	2,76 <sup>+0,32</sup> <sub>-0,29</sub>	0,80 <sup>+0,09</sup> <sub>-0,08</sub>
17	-7,68	-2,28	1,49 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,17</sub>	2,30 <sup>+0,30</sup> <sub>-0,26</sub>	0,40 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
18	-8,03	2,25	0,1 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,08</sub>	0,17 <sup>+0,24</sup> <sub>-0,10</sub>	0,18 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,07</sub>
19	-8,69	4,04	1,09 <sup>+0,15</sup> <sub>-0,13</sub>	2,44 <sup>+0,33</sup> <sub>-0,29</sub>	0,47 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
20	-7,25	4,96	0,43 <sup>+0,16</sup> <sub>-0,11</sub>	0,64 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,17</sub>	0,39 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
21	-6,74	5,62	0,08 <sup>+0,04</sup> <sub>-0,03</sub>	0,51 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,17</sub>	0,42 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
22	-5,16	6,74	1,21 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,17</sub>	1,56 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,22</sub>	0,72 <sup>+0,10</sup> <sub>-0,09</sub>
23	-5,01	7,49	0,60 <sup>+0,18</sup> <sub>-0,14</sub>	0,84 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,19</sub>	0,44 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
24	-3,91	9,15	1,30 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,16</sub>	1,72 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,22</sub>	0,48 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,09</sub>
25	3,78	11,27	0,97 <sup>+0,23</sup> <sub>-0,18</sub>	1,27 <sup>+0,30</sup> <sub>-0,24</sub>	0,34 <sup>+0,11</sup> <sub>-0,08</sub>
26	-6,05	-8,27	0,59 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,18</sub>	0,57 <sup>+0,25</sup> <sub>-0,17</sub>	0,24 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,08</sub>
27	8,21	-4,84	0,06 <sup>+0,12</sup> <sub>-0,04</sub>	0,10 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,07</sub>	0,10 <sup>+0,19</sup> <sub>-0,07</sub>

nas regiões e comparamos suas imagens K e L do ISAAC com imagens em F814W do *Hubble*, como mostram as Figuras 4.33 e 4.34.

Examinando com mais detalhe as fontes 0, 13 e 18 constatamos que elas são detectadas em L, mas não nas imagens K e F814W. Uma característica interessante da imagem do Hubble é a presença de uma região escura bem na posição, onde as fontes deveriam ser observadas. Estas estruturas estão dentro de uma nuvem de gás e poeira que está absorvendo sua radiação no visível e infravermelho próximo. Portanto estas fontes são boas candidatas a aglomerados embebidos.

No caso das fontes 1, 2, 3, 5, 6, 9, 10 e 20, podemos observá-las em J, K e em F814W. Podemos observar que a posição das fontes 6 e 10 encontra-se também em cima de uma GMC que está absorvendo a radiação emitida na banda I (correspondente ao filtro F814W do *Hubble*).

A fonte 21 não é observada na imagem K, mas é detectada na imagem I. O último caso a ser examinado é o da fonte 27. Sua emissão pode ser observada nas imagens K e L, mas não em F814W, que também apresenta uma região escura na posição da fonte.

Concluimos, então, que destas 13 fontes com  $L/K > 0,5$ , as fontes 0, 13 e 18 são os aglomerados mais embebidos. Podemos observar a seguinte característica na emissão em I comum a todos os aglomerados embebidos ou não, com contrapartida em K ou não: todos eles são localizados dentro ou na borda das GMC que aparecem na imagem I do *Hubble* como faixas escuras, nunca nas regiões brilhantes das regiões HII. Isto mostra que as fontes são aglomerados jovens que estão saindo ou acabaram de sair de dentro da nuvem molecular progenitora.

## Espectros

Com duas fendas posicionadas em diferentes regiões do anel circunuclear, foi possível extrair os espectros das fontes 16, 12, 10, 9, 8 e 1+2, que podem ser observados nas Figuras 4.35 a 4.39

Nosso objetivo é testar a interpretação para esses objetos como sendo aglomerados estelares embebidos. Para tal, planejamos detectar linhas nebulares de regiões HII em torno de estrelas massivas dos aglomerados estelares. A medição das linhas nebulares pode se revelar uma tarefa bem difícil, quando essas características espectrais são intrinsecamente fracas ou estão superpostas a um contínuo muito intenso.

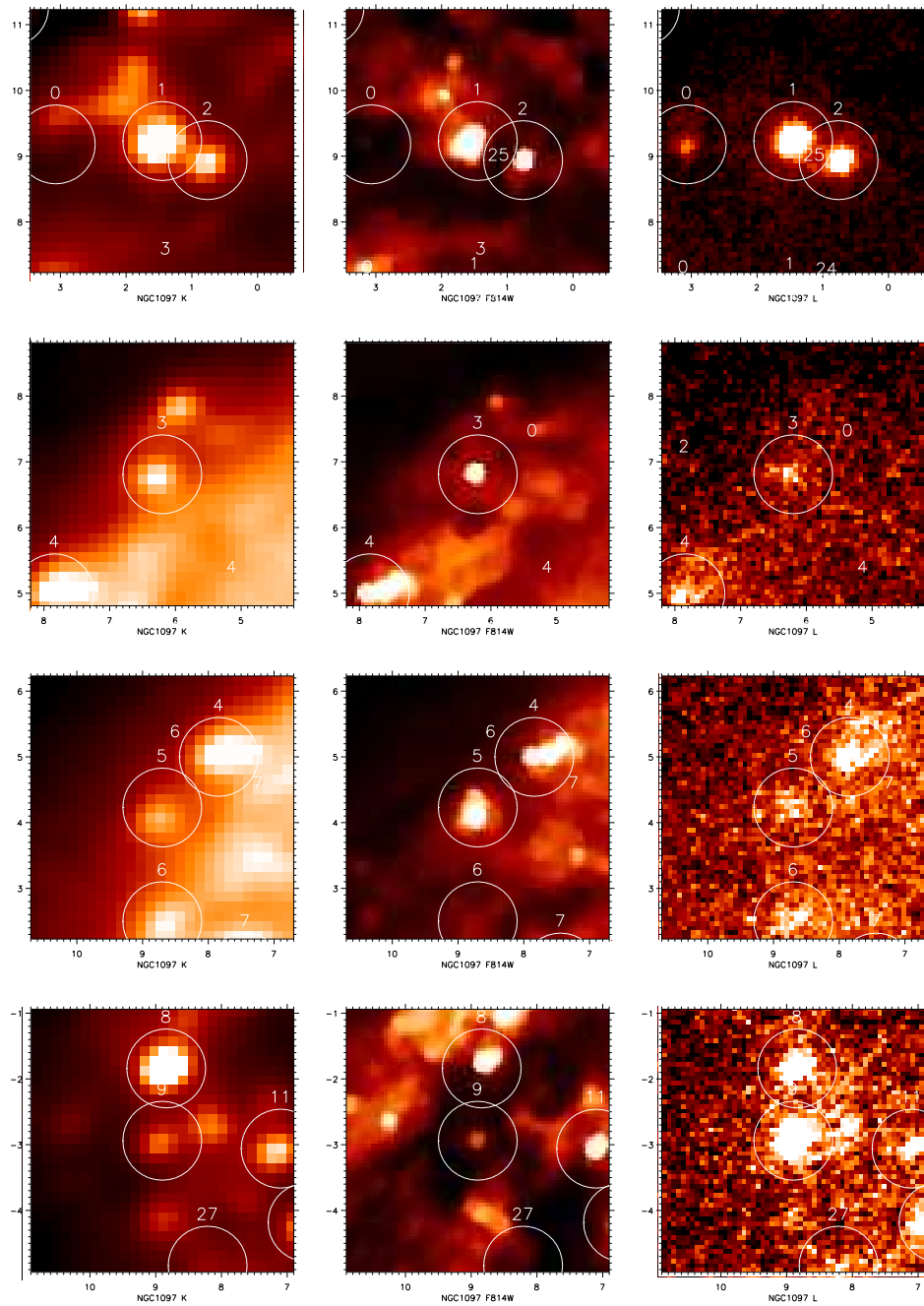


Figura 4.33: *Zoom* na região próxima às fontes 0, 1, 2, 3, 5, 6, 8, 9 e 10 de NGC 1097. Da esquerda para a direita temos, respectivamente, a imagem ISAAC em K, a imagem do *Hubble* em F814W e à direita a imagem ISAAC em L. De cima para baixo temos as fontes 0, 1 e 2; 3; 5 e 6; 8, 9 e 10.

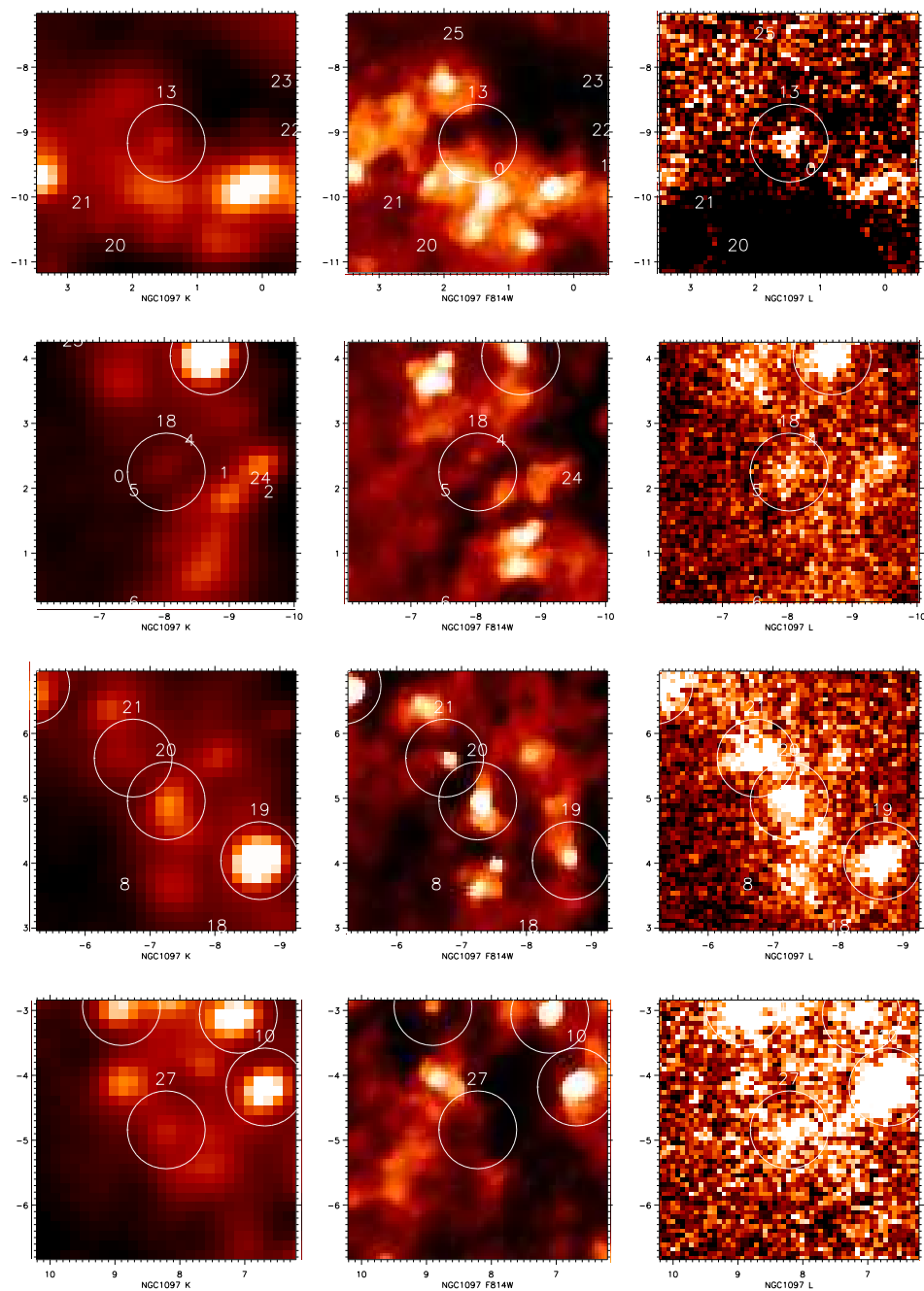


Figura 4.34: *Zoom* nas regiões próximas às fontes 13, 18, 20, 21 e 27 de NGC 1097. Da esquerda para a direita temos, respectivamente, a imagem ISAAC em K, a imagem do *Hubble* em F814W e à direita a imagem ISAAC em L. De cima para baixo temos as fontes 18, 20, 21 e 27

Podemos observar algumas características comuns a todos os espectros como, por exemplo, o contínuo brilhante no espectro NIR, a presença de linhas de recombinação do hidrogênio ( $\text{Br}\alpha$ ,  $\text{Br}\gamma$ ) e da banda de PAH (hidrocarboneto aromático policíclico) em  $3,3 \mu\text{m}$  no espectro MIR. Como a região entre  $1,85$  e  $1,95 \mu\text{m}$  é dominada pela extinção do gás, não conseguimos observar a linha de  $\text{Pa}\alpha$ , que certamente está presente, já que detectamos a linha de  $\text{Br}\gamma$ .

Um ponto importante que requer maiores explicações são as linhas de recombinação do hidrogênio. Apesar das inúmeras tentativas e de refeitas todas as rotinas que compoem o procesamento dos dados, não conseguimos explicar o alargamento fora do normal das linhas de  $\text{Br}\gamma$  e  $\text{Br}\alpha$ . Conquanto, a ordem de grandeza do fluxo de ambas linhas estão de acordo com o esperado ( $10^{-15} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  e  $10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ , respectivamente), como podemos ver na Tabela 3.3. Além disso, comparações com a literatura dos valores estimados da extinção através da razão das fluxos de  $\text{Br}\gamma$  e  $\text{Br}\alpha$ , feitas mais adiante, mostram uma boa concordância. Portanto, podemos utilizar esses espectros como uma primeira estimativa dos parâmetros físicos, mas perante a necessidade de resultados mais acurados estes dados já não se adequam.

Depois de examinados os espectros e medido o fluxo das linhas nebulares ( $\text{Br}\gamma$  e  $\text{Br}\alpha$ ), vamos agora estimar alguns dos parâmetros físicos dos aglomerados, a fim de termos mais informações sobre sua natureza, auxiliando, dessa forma, a constatação, ou não, da hipótese desses objetos serem exemplares dos primeiros estágios evolutivos da vida dos aglomerados estelares. O primeiro desses parâmetros a ser calculado será a quantidade de extinção causada pela poeira.

A extinção nas observações ópticas de regiões de intensa formação estelar é maior e espacialmente mais variável do que as observações no infravermelho próximo ( $A_K \sim 0,1 A_V$ ). A extinção derivada depende da geometria assumida para a poeira absorvedora em relação à região emitente. Por questões de simplicidade e para a fácil comparação com as determinações anteriores, assumimos o caso de um primeiro plano simples.

Todavia, os valores derivados da extinção devem ser tratados apenas como aproximações. Assumindo as propriedades padrões da poeira interestelar, caso B de recombinação ( $F_{\text{Br}\gamma}/F_{\text{Br}\alpha} = 0,353$ , para  $T_e = 10^4 \text{ K}$  e  $N_e = 10^4 \text{ cm}^{-3}$ , Osterbrock & Ferland 2006) e a curva de extinção estelar de Cardelli, Clayton & Mathis (1989), a extinção sofrida pelas fontes ionizantes pode ser estimada através dos fluxos observados das linhas de recombinação de  $\text{Br}\gamma$

Tabela 4.4: Características Espectrais dos Aglomerados em NGC 1097.

Ag.	Emissão Observada			Emissão Desavermelhada			N°(O)
	Br $\gamma$	Br $\alpha$	$A_V$	Br $\gamma$	Br $\alpha$	Q[H $^+$ ]	
	[ $10^{-15}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ ]		[mag]	[ $10^{-15}$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ ]		[ $10^{52}$ s $^{-1}$ ]	
1+2	2,2	8,2	4,0	3,4	9,9	2,9	~690
8	3,3	11,3	2,4	4,3	12,7	3,6	~860
9	1,2	4,4	3,5	1,7	5,2	1,4	~290
10	1,9	6,4	2,1	2,4	7,1	2,0	~480
12	4,6	15,0	1,6	5,5	16,2	4,6	~1100
16	3,3	11,3	2,5	4,3	12,7	3,6	~860

e Br $\alpha$  (para maiores detalhes sobre este cálculo ver Apêndice A). Os valores obtidos para a extinção dos aglomerados,  $A_V = 2-4$ , estão listados na sexta coluna da Tabela 4.4, assim como os valores dos fluxos das linhas de Br $\gamma$  e Br $\alpha$ , observados e desavermelhados.

Hummel, van der Hulst & Keel (1987) encontraram para as regiões leste e oeste do anel circumnuclear  $A_V$  igual a 0,85 e 2,83, respectivamente. Estes cálculos foram baseados na razão de H $\alpha$  e H $\beta$ . Outras determinações para a extinção da região central de NGC 1097 incluem  $A_V$  entre 0,6 e 3,0 para diferentes regiões circumnucleares (Walsh et al. 1986),  $A_V$  médio do anel igual a 1,1 (Barth et al. 1995) e  $A_V$  variando entre 0,1 e 2,2 em Kotilainen et al. (2000). Isso demonstra que, apesar da grande incerteza em se utilizar as linhas nebulares dos espectros em NGC 1097 dado as suas larguras, nossos resultados estão em bom acordo com trabalhos realizados anteriormente.

Analisando as quantidades da Tabela 4.4, três aglomerados se destacam dos demais, são eles 9 e 1+2. Estes objetos possuem os maiores valores de extinção, evidenciando o grande conteúdo de poeira, característico da fase embebida dos aglomerados. O alto valor de  $A_V$  endossa a suposição de que estas fontes sejam realmente aglomerados jovens embebidos.

O próximo parâmetro a ser derivado é a taxa de emissão de fótons ionizantes do átomo de hidrogênio. Para um aglomerado estelar embebido, podemos considerar a situação de uma nebulosa opticamente espessa no contínuo de Lyman, ou seja, todos os fótons estelares ionizantes são absorvidos. Logo, o número de fótons ionizantes ( $\lambda \leq 912 \text{ \AA}$ ) é diretamente proporcional ao fluxo de qualquer linha de recombinação.

De Osterbrock & Ferland (2006) temos que:

$$Q[H^+] = \frac{\alpha_B}{\alpha_{H\alpha}^{eff}} \times \frac{L_{H\alpha}}{h\nu_{H\alpha}}, \quad (4.1)$$

onde  $\alpha_B/\alpha_{H\alpha}^{eff} \sim 2,96$ .

Considerando, novamente, o caso B de recombinação,  $T_e = 10^4$  e  $N_e = 10^4 \text{ cm}^{-3}$  para as condições físicas da nebulosa, temos que  $L_{H\alpha}/L_{Br\gamma} = 103,6$ . Logo, podemos estimar a taxa de emissão de fótons ionizantes para os aglomerados de NGC 1097 (coluna 7 da Tabela 4.4).

Como apenas as estrelas massivas do tipo O e do tipo B contribuem para o fluxo do contínuo Lyman, podemos estimar seu número dentro de cada cada fonte. A Tabela 4.4 lista os valores estimados para  $[Q^+]$ , assumindo que estrelas Os emitem, em média, na ordem de  $10^{49}$  fótons por segundo. Este cálculo, apesar de demasiadamente simples, nos dá uma certa noção de massa de cada aglomerado.

Kotilainen et al. (2000) encontraram  $[Q^+]$  variando entre  $3-8 \times 10^{52} \text{ s}^{-1}$ , que correspondem a aglomerados de 6 Manos com massas entre  $1-8 \times 10^6 M_\odot$ . A comparação dos valores de  $[Q^+]$  obtidos para os nossos aglomerados com os resultados de Kotilainen et al. (2000) mostra que estes aglomerados são bem massivos, o que respalda ainda mais a sugestão destes objetos serem exemplares de aglomerados embebidos super massivos.



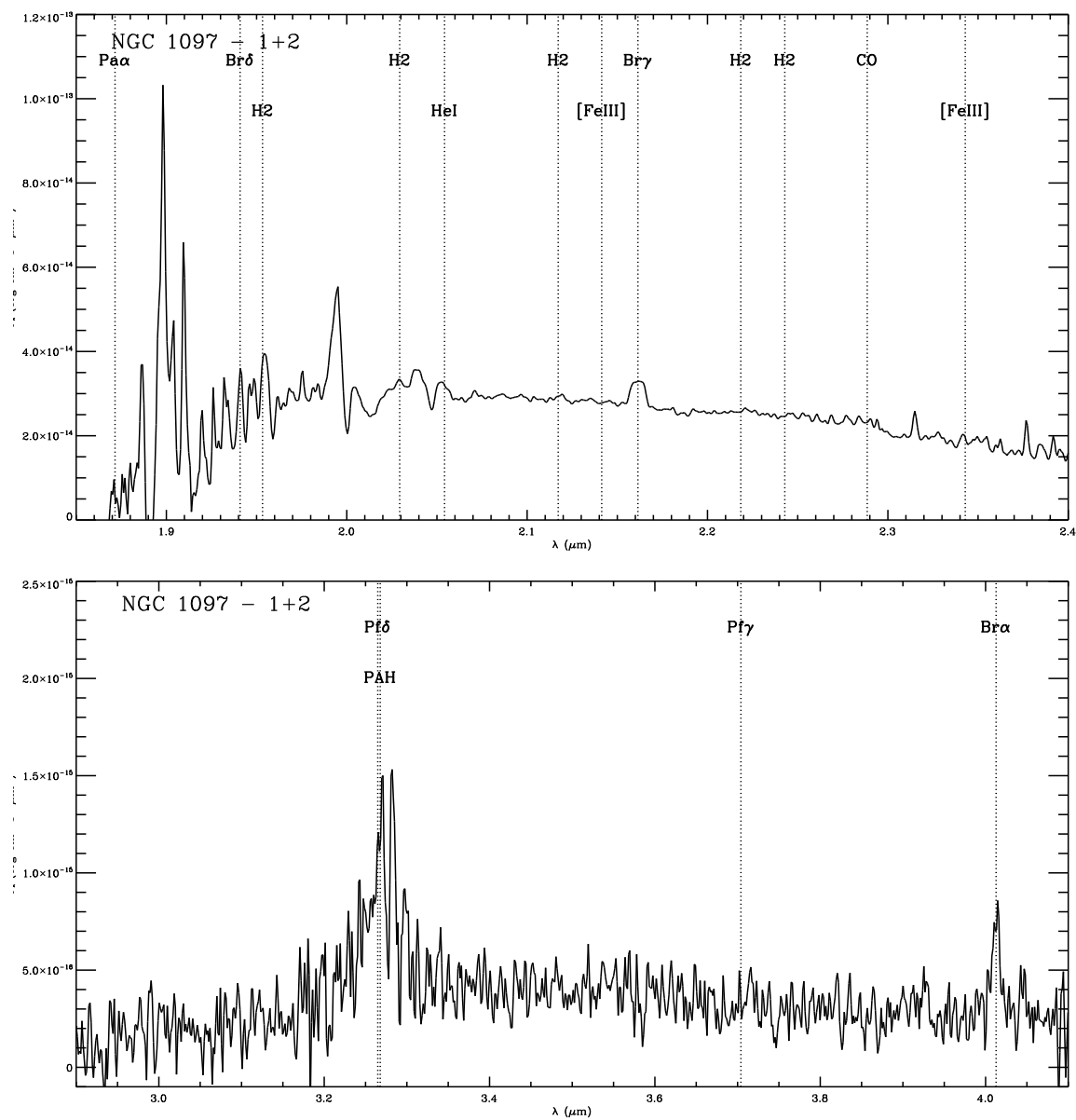


Figura 4.35: Espectros em K e L da fonte 1+2

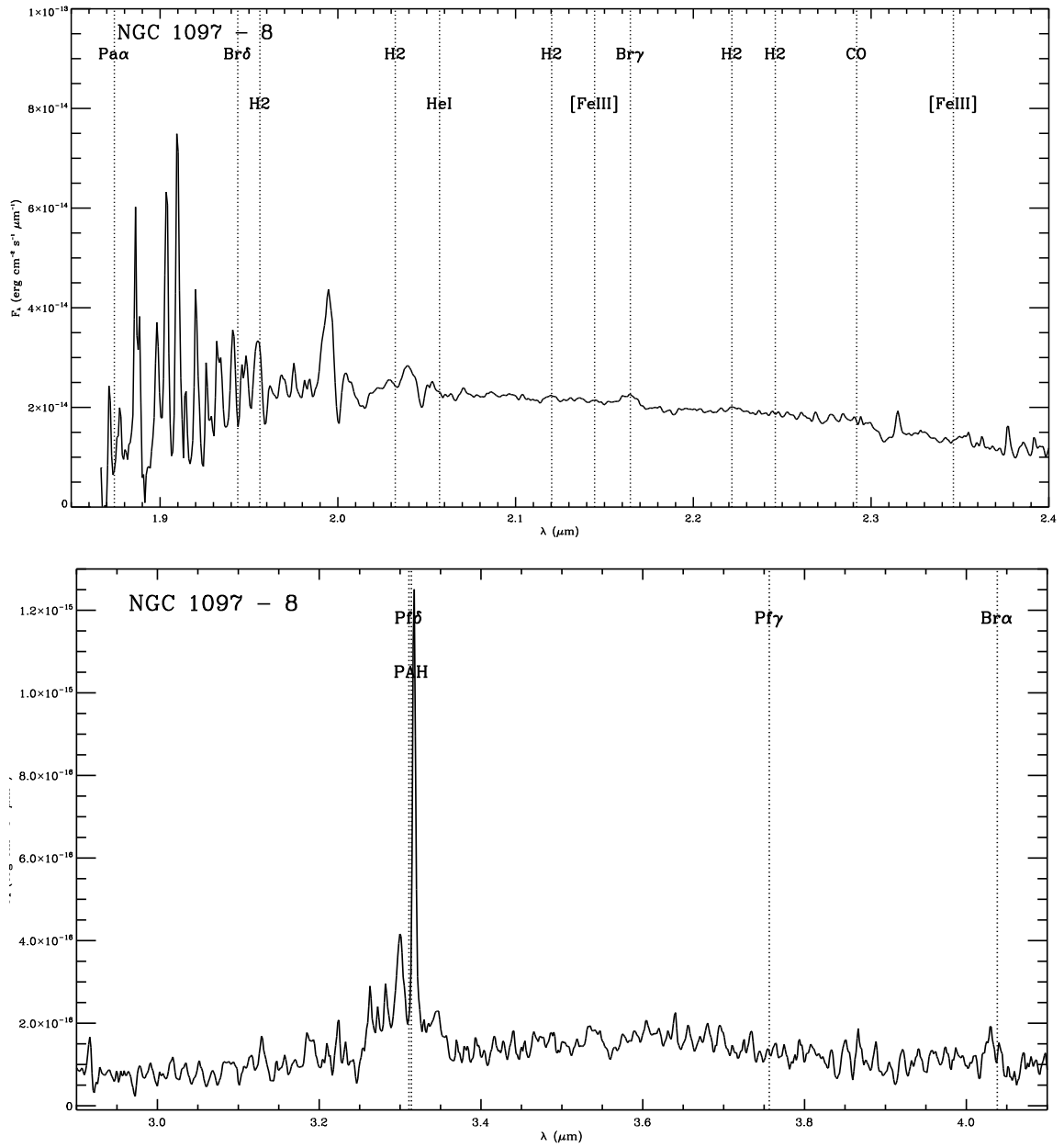


Figura 4.36: Espectros em K e L da fonte 8

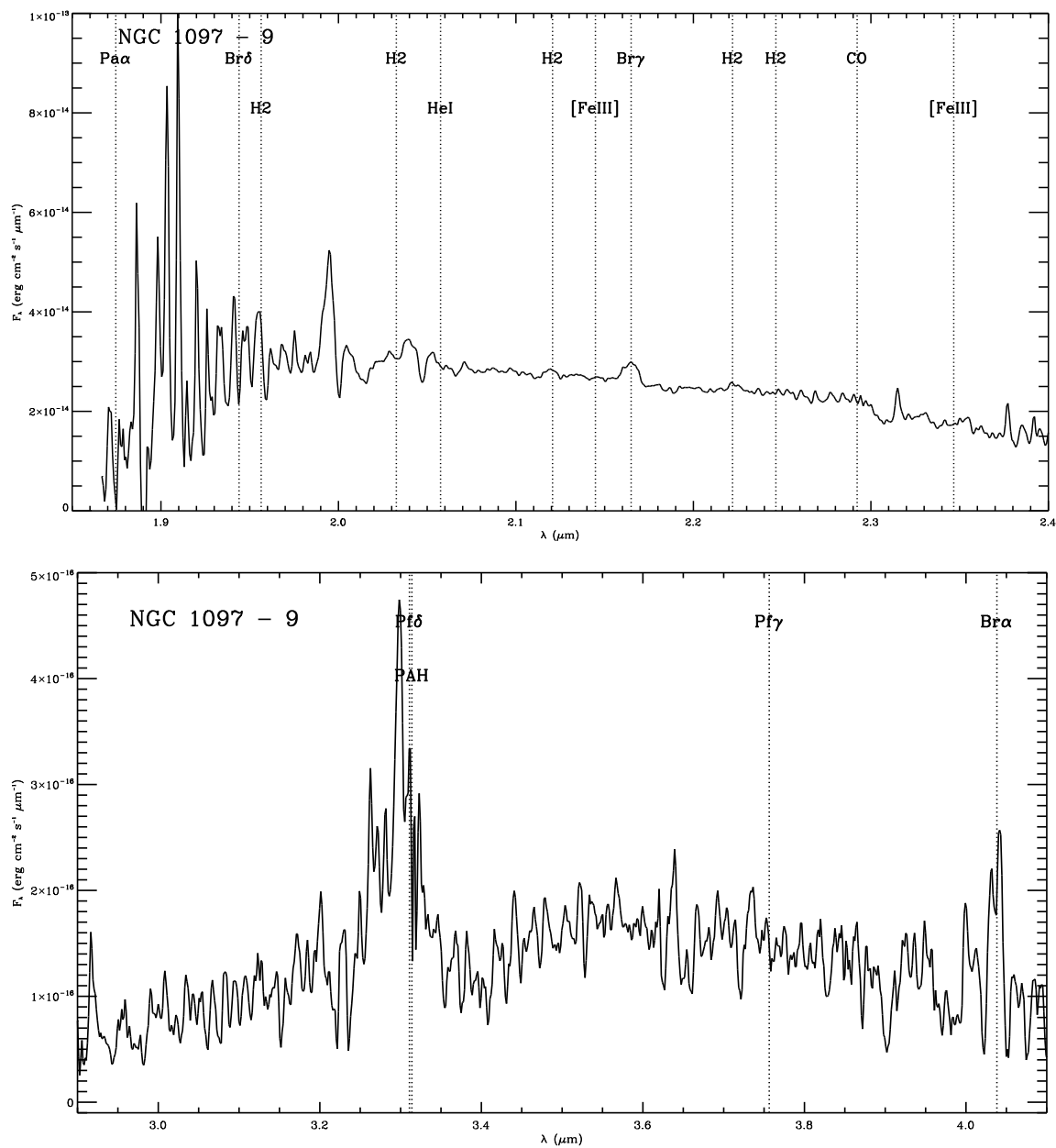


Figura 4.37: Espectros em K e L da fonte 9

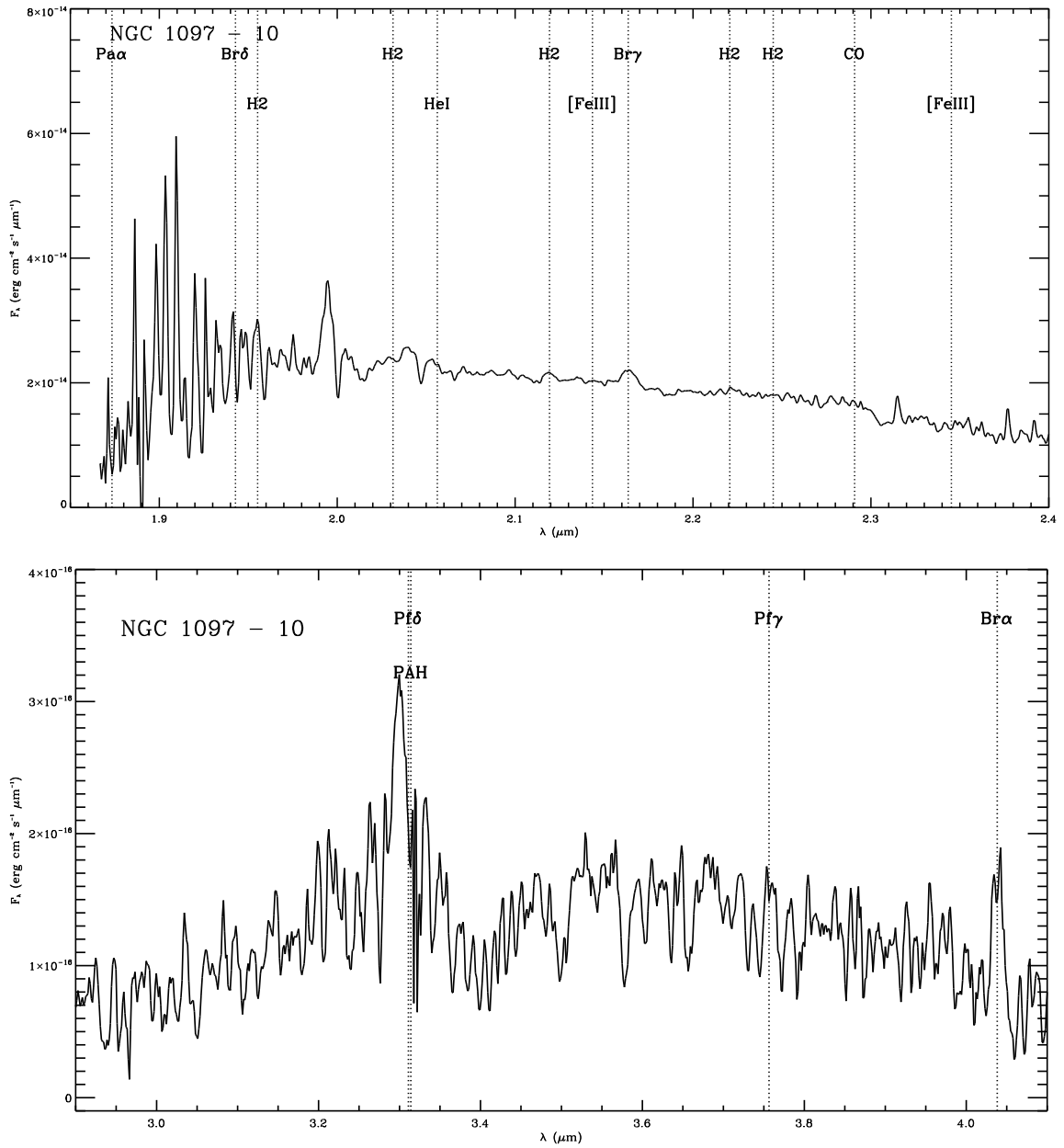


Figura 4.38: Espectros em K e L da fonte 10

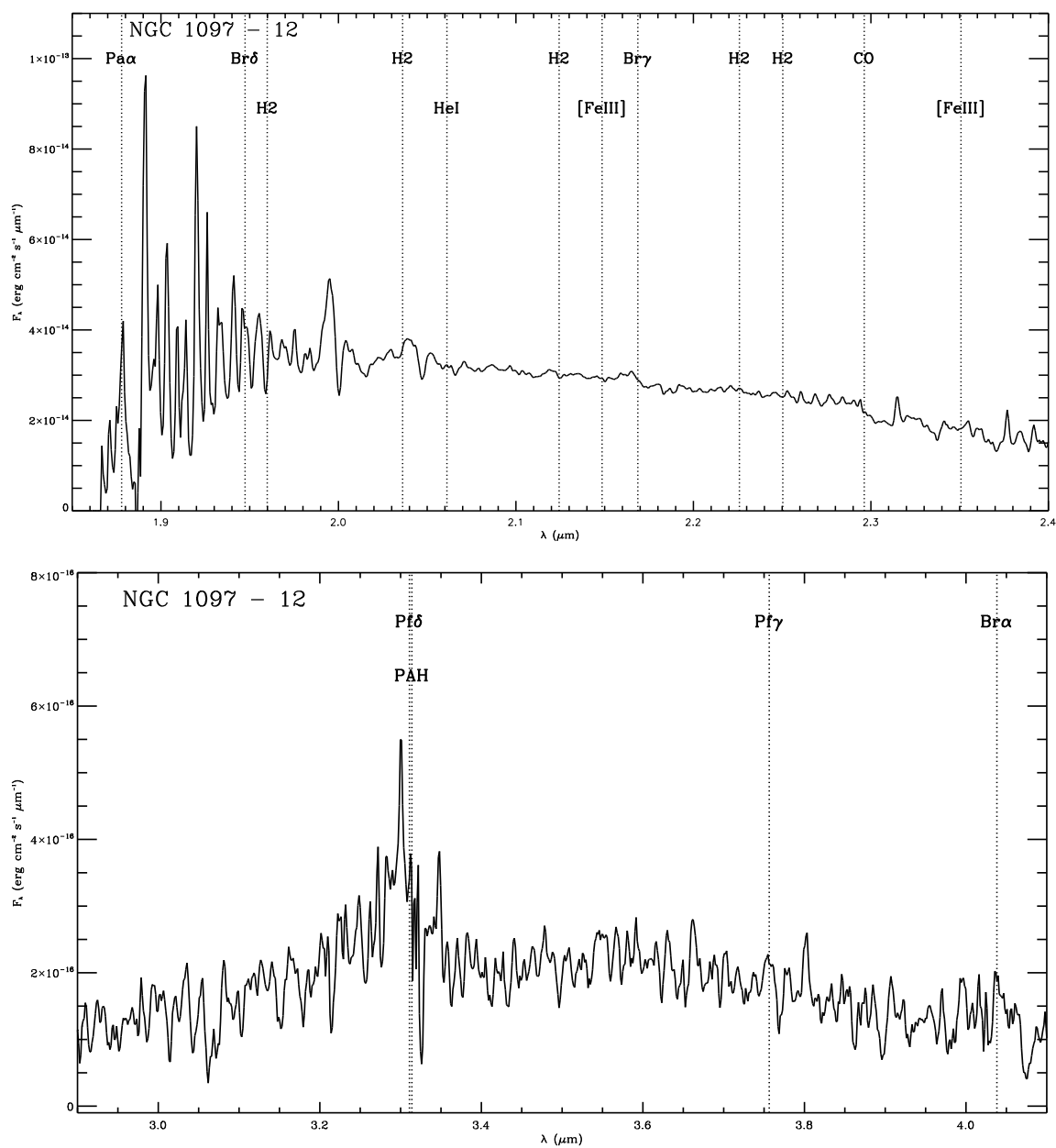


Figura 4.39: Espectros em K e L da fonte 12

# Capítulo 5

## Conclusões

Este trabalho apresentou a busca por aglomerados embebidos em galáxias AGNs através de imagens do ISAAC/VLT no infravermelho, nas bandas J, K e L. Fizemos uma breve análise da emissão de aglomerados jovens com e sem poeira, do limite de detecção e dos erros de medição nos fluxos.

Nas galáxias NGC 1358, NGC 1566, NGC 1667, NGC 6890, PKS 2048-57 e NGC 7314, não encontramos nenhum candidato a aglomerado embebido. Apesar de em NGC 1667, não termos detectado nenhuma fonte, ela é um alvo muito interessante para observações de alta resolução angular com VISIR e T-ReCs.

Em NGC 7582, não conseguimos identificar nenhuma fonte compacta com emissão em L, nem aquelas detectadas em Wold & Galliano (2006). Mas, os espectros posicionados com base neste artigo permitiram estimar parâmetros físicos como extinção e  $[Q^+]$  que corroboram com a hipótese desses aglomerados serem aglomerados massivos e embebidos.

Na galáxia NGC 7172, identificamos uma fonte compacta de emissão em L que se apresenta como um bom candidato a aglomerado embebido. Em NGC 7479, detectamos três fontes com emissão em L, sendo duas bons candidatos a aglomerado embebido.

Na galáxia NGC 1068, identificamos 19 fontes compactas com emissão na banda L. Destas 19 fontes, quatro são bons candidatos a aglomerados embebidos.

Na galáxia NGC 1097, identificamos 28 fontes com emissão em L, sendo 13 delas bons candidatos a aglomerados embebidos. Com os espectros estimamos parâmetros físicos que respaldam a hipótese desses aglomerados serem aglomerados embebidos massivos.

---

## REFERÊNCIAS

- Abell G.O., 1955. *PASP*, **67**, 258
- Adams L., Heckman T.M. & Miley G.K., 1989. *Astrophys. J.* , **347**, 727
- Adams L., Heckman T.M. & Miley G.K., 1990. *Astrophys. J.* , **364**, 471
- Armus L. Heckman T.M. & Miley G.K., 1990. *Astrophys. J.* , **74**, 471
- Arp H., & Sandage A., 1985. *Astron. J.* , **90**, 1163
- Axon D.J., Bailey J. & Hough J.H., 1982. *Nature*, **299**, 234
- Barth A.J., Ho L.C., Filippenko A.V. & Sargent W.L., 1995. *Astron. J.* , **110**, 1009
- Bastian N., Gieles M., Efremov Yu.N., & Lamers H.J.G.L.M., 2005. *Astr. Astrophys.* , **443**, 79
- Bate M.R., & Bonnell I.A., 2005. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **356**, 1201
- Battinelli P., & Capuzzo-Dolceta R. Bonnell I.A., 1991. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **249**, 76
- Baumgardt H., & Makino J., 2003. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **340**, 227
- Bijaoui A. & Rué F., 1995. *Signal Processing*, **46**, 229
- Billett O.H., Hunter D.A., & Elmegreen B.G., 2002. *Astron. J.* , **123**, 1454
- Binney J. & Tremaine S., 1987. *Galactic Dynamics*. Princeton, NJ: Princeton Univ. Press
- Blitz L., 1980. *Veja Solomon & Edmunds, 1980, pp. 1-18*
- Blitz L., 1991. *In: Lada C., Kylafis N. (eds.) ASI Series 342, The Physics of Star Formation and Early Stellar Evolution. Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, p. 3*
- Bonnell I.A., Bate M.R., Clarke C.J. & Pringle J.E., 2001a. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **323**, 785B
- Bonnell I.A., Bate M.R., & Zinnecker H., 1998. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **298**, 93
- Bonnell I.A. & Davies M.B., 1998. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **295**, 691
- Boulanger F. & Rubio M., 2006. *Rev. Mex. Astr. Astrofis.* , **26**, 5
- Briceo C., Luhman K.L., Hartmann L., Stauffer J.R., & Kirkpatrick J.D., 2002. *Astrophys. J.* , **580**, 317b
- Buchanan C.L., Gallimore J.F., O'Dea C.P., Baum S.A., Axon D.J., Robinson A. Elitzur M. & Elvis M., 2006. *Astron. J.* , **132**, 401
- Buta R., Treuthardt P.M., Byrd G.G., & Crocker D.A., 2000. *Astron. J.* , **120**, 1289
- Cardelli J.A., Clayton G.C. & Mathis J.S., 1989. *Astrophys. J.* , **345**, 245

- Carpenter J.M., Heyer M.H. & Snell R.L., 2000. *Astrophys. J. Suppl.* , **130**, 381
- Cassinelli J.P., Mathis J.S. & Savage B.D., 1981. *STI*, **212**, 1497C
- Condon J.J., 1992. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* , **30**, 575
- Devillard N., 1997. *ECLIPSE Users Guide*, **87**, 19D
- Dors O.L. Jr., Storchi-Bergmann T., Riffel R.A. & Schimdt A.A., 2008. *Astr. Astrophys.* , **482**, 59
- Elmegreen B.G. & Clemens C., 1985. *Astrophys. J.* , **294**, 523
- Elmegreen B.G. & Efremov Y.N., 1997. *Astrophys. J.* , **480**, 235
- Elmegreen B.G., 2006. *ASP Conference Series*, **TBD**,
- Elmegreen B.G., Galliano E. & Alloin D., 2009. *Astrophys. J.* , **700**, 1
- Elmegreen B.D., Kaufman M., Elmegreen B.G., Brinks E., Struck C., Klarić M. & Thomasson M., 2001. *Astron. J.* , **121**, 182
- Elson R.A.W., Sigurdsson S., Davies M.B., Hurley J., & Gilmore G.F., 1998. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **300**, 857
- Fall S.M., Chandar R., & Whitmore B.C., 2005. *Astrophys. J.* , **631**, L133
- Fath E.A., 1909. *Popular Astron.*, **17**, 504
- Figer D.F., Kim S.S., Morris M., Serabyn E., Rich R.M., & McLean I.S., 1999. *Astrophys. J.* , **525**, 750
- Fisher P., Pryor C., Murray S., Mateo M., & Richtler T., 1998. *Astron. J.* , **115**, 592
- Forbes D.A. & Norris R.P., 1998. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **300**, 757
- Freudling W. Siebenmorgen R. & Haas M., 2003. *Astrophys. J.* , **599**, 13
- Galliano E. & Alloin D., 2004. *Astrophys. Sp. Sc.* , **322**, 391GG
- Galliano E., Pantin E., Alloin D., Lagage P.O. & Marco O., 2005. *Astr. Astrophys.* , **438**, 803
- Galliano E., Pantin E., Alloin D. & Lagage P.O., 2005. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **363**, L1
- Galliano E. & Alloin D., 2008. *Astr. Astrophys.* , **487**, 519
- Galliano E., Alloin D., Pantin E., Granato G.L., Delva P., Silva L., Lagage P.O. & Panuzzo P., 2008. *Astr. Astrophys.* , **492**, 3
- Gieles M., 2006. *Star Clusters, Utrecht, Tese de Doutorado*
- Gieles M., Portegies Z.S.F., Baumgardt H., Athanassoula E., Lamers H.J.G.L.M., Sipior M. & Leenaarts J., 2006a. *Mon. Not. R. astr. Soc.* 371793
- Glass I.S., 1973. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **164**, 155
- Glass I.S., 1981. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **1097**, 1067
- Grasdalen G. Strom S.E. & Strom K.M., 1973. *Astrophys. J. Lett.* , **184**, L53



- Gratadour D., Rouan D., Mugnier L.M., Fusco T., Clénet Y., Gendron E. & Lacombe, 2006. *Astr. Astrophys.* , **446**, 813
- de Grijs R., Johnson R.A., Gilmore G.F., & Frayn C.M., 2002b. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **331**, 228
- Harper D.A. & Low F.J., 1971. *Astrophys. J.* , **165L**, 9H
- Harris W.E., 1996. *Astron. J.* , **112**, 1487
- Ho L.C. & Ulvestad J.S., 2001. *Astrophys. J. Suppl.* , **133**, 77
- Holtzman J.A. et al, 1992. *Astron. J.* , **103**, 691
- Houck J.R., Soifer B.T., Neugebauer G., Beichman C.A., Aumann H.H., Clegg P.E., Gillett F.C., Habing H.J., Hauser M.G. & Low F.J. , 1984. *Astrophys. J.* , **278L**, 63H
- Howell J.H. et al., 2007. *Astron. J.* , **134**, 2086
- Huggins W., 1878. *Astron. Regist*, **16**, 309
- Hunter D.A., Shaya E.J., Holtzman J.A., Light R.M., O'Neil E.J. & Lynds R., 1995. *Astrophys. J.* , **448**, 179
- Hummel E., van der Hulst J.M. & Keel W.C., 1987. *Astr. Astrophys.* , **172**, 32
- Imanishi M., 2000. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **319**, 331
- Inagaki S. & Saslaw W.C., 1985. *Astrophys. J.* , **292**, 339
- Johnson H.L. & Mitchell R.I., 1962. *Astrophys. J.* , **138**, 302j
- Johnson H.L., 1962. *Astrophys. J.* , **135**, 69
- Kotilainen J.K., Reunane J., Laine S. & Ryder S.D., 2000. *Astr. Astrophys.* , **353**, 834
- Kraemer S.B. & Crenshaw D.M., 2000. *Astrophys. J.* , **544**, 763
- Lada E.A., 1992. *Astrophys. J. Lett.* , **393**, L25
- Lada C.J. & Lada E.A., 2003. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* , **41**, 57
- Larsen S.S., & Richtler R., 1999. *Astr. Astrophys.* , **345**, 59
- Larsen S.S., & Richtler R., 2000. *Astr. Astrophys.* , **354**, 836
- Larson R., 1999. *astro-ph*, ,
- Laurent O., Mirabel I.F., Charmandaris V., Gallais P., Madden S.C., Sauvage M., Vigroux L. & Cesarsky C., 2000. *Astr. Astrophys.* , **359**, 887L
- Leitherer C., Schaerer D., Goldader J.D., González Delgado R.M., Robert C., Kune D.F., de Mello D.F., Devost D.; Heckman T.M., 1999. *Astrophys. J. Suppl.* , **123**, 3
- Low F.J. & Kleinmann D.E., 1968. *Astron. J.* , **73**, 868L
- Low F.J. & Aumann H.H., 1970. *Astrophys. J.* , **162L**, 79L

- Luhman K.L., Briceo C., Stauffer J.R., Hartmann L., Barrado y Navascus D., & Caldwell N., 2003. *Astrophys. J.* , **590**, 348L
- Lynge G., 1987. *Catalogue of Open Cluster Data. Strasbourg. 5th ed.*
- Maraston C., 1998. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **300**, 872M
- Maraston C., 2005. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **362**, 799M
- Marco O. & Brooks K.J., 2003. *Astr. Astrophys.* , **398**, 101
- Mason R.E., Levenson N.A., Packham C., Elitzur M., Radomski J., Petric A.O. & Wright G.S., 2007. *Astrophys. J.* , **659**, 241
- Massey P., Valdes F. & Barnes J., 1992. *A User's Guide to Reducing Slit Spectra with IRAF* ,
- Matzner C.D. & McKee C.F., 2000. *Astrophys. J.* , **545**, 364
- Meurer G. R., Freeman K.C., Dopita M.A., & Cacciari C., 1992. *Astron. J.* , **103**, 60
- Meurer G. R., Heckman T.M., Leitherer C., Kinney A., Robert C., & Garnett D.R., 1995. *Astron. J.* , **110**, 2665
- Monella R., 1985. *Coelum*, **53**, 287
- Miller B.W., Whitmore B.C., Schweizer F. & Fall S.M., 1997. *Astron. J.* , **114**, 2381
- Morganti R., Tsvetanov Z.I., Gallimore J. & Allen M.G., 1999. *Astr. Astrophys. Suppl.* , **137**, 457
- Moroz V.I. & Dibai .A., 1968. *Soviet astr.*, **12**, 184M
- Morris S., Ward M, Whittle M., Wilson A.S. & Taylor K., 1985. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **216**, 193
- Myers S.T. & Scoville N.Z., 1987. *Astrophys. J.* , **312**, L39
- Nayakshin S. & Sunyaev R., 2005. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **364L**, 23N
- O'Connell R.W., Gallagher J.S., & Hunter D.A., 1994. *Astrophys. J.* , **433**, 65
- O'Connell R.W., Gallagher J.S., Hunter D.A., & Colley W.N., 1995. *Astrophys. J.* , **446**, L1
- Oort J., 1957. *Veja O'Connell 1957*, pp. 507-16
- Oort J.H. & Rougoor G.W., 1960. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **121**, 171O
- Origlia L., Goldader J.D., Leitherer C., Schaerer D. & Oliva E., 1999. *Astrophys. J.* , **514**, 96
- Osterbrock E. & Ferland G.J., 2006. *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei, University Science Books, California*
- Persson S.E., Murphy D.C., Krzeminski W., Roth M. & Rieke M.J., 1998. *Astron. J.* , **116**, 2475
- Pietro M.A., Reunanen J. & Kotilainen J.K., 2002. *Astrophys. J.* , **571**, 7
- Piner B.G, Stone J.M. & Teuben P., 1995. *Astrophys. J.* , **449**, 508
- Puxley P.J., Hawarden T.G. & Mountain C.M., 1990. *Astrophys. J.* , **364**, 77
- Radovich M. & Rafanelli P., 1996. *Astr. Astrophys.* , **306**, 97

- Regan M.W. & Mulchaey J.S., 1999. *Astron. J.* , **117**, 2676
- Reunanen J., Kotilainen J.K., Laine S. & Ryder S.D., 1999. *Astrophys. J.* , **in press (astro-ph/9909140)**,
- Reunanen J. Kotilainen J.K. & Pietro M.A., 2003. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **343**, 192
- Roche P.F., Aitken D.K., Smith C.H. & Ward M.J., 1991. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **248**, 606
- Rieke & Low, 1972. *Astrophys. J. Lett.* , **176**, 95
- Roberts M.S., 1957. *Publ. astr. Soc. Pacif.* , **69**, 59
- Rué F. & Bijaoui A., 1997. *Experimental Astronomy*, **7**, 129
- Salpeter E.E., 1955. *Astrophys. J.* , **121**, 161
- Sanders D.B., 1998. *Astrophys. J.* , **325**, 74
- Sanders D.B. & Mirabel I.F., 1996. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* , **34**, 749S
- Sandqvist A., Joersaeter S. & Lindblad P.O., 1995. *Astr. Astrophys.* , **295**, 585
- Schechter P., 1976. *Astrophys. J.* , **203**, 297
- Schinnerer E., Eckart A., Tacconi L.J., Genzel R. & Downes D., 2000. *Astrophys. J.* , **533**, 850
- Shields J.C. & Filippenko A.V., 1990. *Astron. J.* , **100**, 1034S
- Shu F.H., Adams F.C., & Lizano S., 1987. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* , **25**, 23S
- Soifer, B.T., Boehmer L., Neugebauer G. & Sanders D.B., 1989. *Astron. J.* , **98**, 766S
- Sosa-Brito R.M., Tacconi-Garman L.E., Lehnert M.D. & Gallimore J.F., 2001. *Astrophys. J. Suppl.* , **136**,  
61
- Spinoglio L., Malkan M.A., Smith H.A., onzález-Alfonso E. & Fisher J., 2005. *Astrophys. J.* , **623**, 123
- Spitzer L., 1958. *Astrophys. J.* , **127**, 17
- Spitzer L. & Hart M.H., 1971. *Astrophys. J.* , **164**, 399
- Spitzer L. & Shull J.M., 1975. *Astrophys. J.* , **201**, 773
- Stolte A., Grebel E.K., Brandner W., & Figer D.F., 2002. *Astr. Astrophys.* , **394**, 459
- Thean A., Pedlar A., Kukula M.J., Baum S. A. & O'Dea C.P., 2000. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **314**, 573
- Theodossiou E. & Danezis E., 1991. *Ap&SS*, **183**, 91T
- Toomre A., 1977. *The Evolution of Galaxies and Stellar Populations*, ed. B.M. Tinsley & R.B. Larson  
(Yale, New Haven)401
- van den Bergh S. & McClure R.D., 1980. *Astr. Astrophys.* , **88**, 360
- Vanzi L. & Rieke G.H., 1997. *Astrophys. J.* , **479**, 694
- Vanzi L., 2003. *Astr. Astrophys.* , **408**, 523V
- Veilleux S., Shopbell P.L., Rupke D.S., Bland-Hawthorn J. & Cecil G., 2003. *Astron. J.* , **126**, 2185

- Vesperine E., 1997. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **289**, 898
- Vesperine E., 1998. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **299**, 1019
- Walsh J.R., Nandy K., Thompson G.I. & Meaburn J., 1986. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **220**, 453
- Whitmore B.C., Schweizer F., Leitherer C., Borne K. & Robert C., 1993. *Astron. J.* , **106**, 1354
- Whitmore B.C. & Schweizer F., 1995. *Astron. J.* , **109**, 960
- Whitmore B.C., Zhang Q., Leitherer C., Fall S.M., Schweizer F., & Miller B.W., 1999. *Astron. J.* , **118**, 1551
- Whitmore B.C., 2000. *astro-ph/0012546v1* ,
- Witworth A., 1979. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **186**, 59
- Wold M.& Galliano E., 2006. *Mon. Not. R. astr. Soc.* , **369**, L47
- Young E.T., Knacke R.F. & Joyce R.R., 1972. *Nature*, **238**, 263Y



# Apêndice A

## Cálculo da Extinção

O efeito mais evidente da poeira interestelar é a extinção da luz proveniente de estrelas e nebulosas distantes. Basicamente, a poeira absorve e espalha os fótons, principalmente nos comprimentos de onda  $< 1 \mu\text{m}$ , e devolve ao campo de radiação a energia subtraída na forma de fótons infravermelhos. Isso resulta na redução da quantidade de energia emitida pela fonte em um determinado comprimento de onda, segundo a seguinte equação:

$$I_\lambda = I_{\lambda_0} e^{-\tau_\lambda}. \quad (\text{A.1})$$

onde  $I_{\lambda_0}$  é a intensidade real emitida, livre de qualquer absorção,  $I_\lambda$  a intensidade observada na Terra e  $\tau_\lambda$  a profundidade óptica, definida pela integral do coeficiente de extinção na linha de visada:

$$\tau_\lambda = \int_0^l \kappa_\lambda dl. \quad (\text{A.2})$$

A dependência entre a extinção e o comprimento de onda é dada pela curva de extinção  $f(\lambda)$ , que varia também de acordo com as características do meio. A quantidade de extinção total é definida como:

$$\tau_\lambda = C f(\lambda), \quad (\text{A.3})$$

onde  $C$  é um fator constante que depende apenas do objeto emitente. Dessa forma, a razão entre as intensidades de duas fontes pode ser escrita da seguinte forma:

$$\frac{I_{\lambda_1}}{I_{\lambda_2}} = \frac{I_{\lambda_{10}}}{I_{\lambda_{20}}} e^{-(\tau_1 - \tau_2)} = \frac{I_{\lambda_{10}}}{I_{\lambda_{20}}} e^{-C(f(\lambda_1) - f(\lambda_2))}. \quad (\text{A.4})$$

A equação acima nos mostra que a correção depende apenas da curva de extinção interestelar e da quantidade de extinção. Como nós conhecemos a curva de extinção Galáctica, resta apenas calcular a

quantidade de extinção  $C$ . Este valor está relacionado com o excesso de cor  $E(B-V)$ . Sabemos que o excesso de cor observado é causado pela extinção:

$$E(B - V) = 2.5(\log e^{-\tau_B} - \log e^{-\tau_V}) = -2.5\tau_B \log e + 2.5\tau_V \log e \quad (\text{A.5})$$

$$E(B - V) = (2.5 \log e)(\tau_V - \tau_B). \quad (\text{A.6})$$

Utilizando a curva de extinção de Osterbrock & Ferland (2006):

$$\frac{\tau_V}{\tau_B} = \frac{Cf(V)}{Cf(B)} \quad (\text{A.7})$$

$$\tau_B = \frac{Cf(B)}{Cf(Br_\alpha)} \tau_{Br_\alpha}, \quad (\text{A.8})$$

logo,

$$E(B - V) = (2.5 \log e) \frac{f(B)}{f(Br_\alpha)} \tau_{Br_\alpha} \left( \frac{f(V)}{f(B)} - 1 \right). \quad (\text{A.9})$$

Sabemos que

$$C_{Br_\alpha} = \log e^{\tau_{Br_\alpha}} = \tau_{Br_\alpha} \log e. \quad (\text{A.10})$$

Substituindo, temos:

$$E(B - V) = 2.5 \frac{f(B)}{f(Br_\alpha)} \left( \frac{f(V)}{f(B)} - 1 \right) C_{Br_\alpha} \quad (\text{A.11})$$

$$E(B - V) = 2.5 \times \frac{1.3245}{0.0425} \times \left( \frac{0.9989}{1.3245} - 1 \right) C_{Br_\alpha} \quad (\text{A.12})$$

$$E(B - V) = 21.47 C_{Br_\alpha} \quad (\text{A.13})$$

onde  $C_{Br_\alpha}$  é a quantidade de extinção para a linha de  $Br_\alpha$ <sup>1</sup>.

---

<sup>1</sup>A linha padrão de referência é  $H_\beta$ , que está localizada na região óptica do espectro. Como estamos no infravermelho, substituímo-la pela linha  $Br_\alpha$ .

O fator  $C_{Br_\alpha}$  é encontrado calculando-se a razão entre duas linhas, que sejam praticamente independentes das condições físicas do meio e as quais sejam fáceis de medir. As intensidades das linhas medidas em laboratório também devem ser conhecidas.

O método mais utilizado para estimar a extinção do gás é medindo a razão entre duas linhas da série de Brackett do hidrogênio, por exemplo,  $Br_\gamma/Br_\alpha$ , pois a razão entre quaisquer linhas do hidrogênio depende apenas da probabilidade de ocorrência das transições, previstas pela mecânica quântica. Essas razões podem ser encontradas em Osterbrock & Ferland (2006).

Temos, então, que:

$$\log\left(\frac{Br_\gamma}{Br_\alpha}\right)_{obs} - \log\left(\frac{Br_\gamma}{Br_\alpha}\right)_{teo} = \frac{C_{Br_\alpha}}{f(Br_\alpha)} [f(Br_\gamma) - f(Br_\alpha)]. \quad (\text{A.14})$$

Conhecendo  $C_{Br_\alpha}$  para cada galáxia, podemos calcular o excesso de cor e corrigir o fluxo observado utilizando a seguinte equação:

$$F_{calib} = F_{obs} 10^{0.4A_\lambda}, \quad (\text{A.15})$$

onde  $F_{calib}$  e  $F_{obs}$  são, respectivamente, os fluxos calibrado e observado e  $A_\lambda$ , a quantidade de extinção total em magnitude de cada galáxia em cada comprimento de onda. Nos filtros V, J, K e L, esses coeficientes são definidos pelas quatro expressões abaixo:

$$A_V = 3.144E(B - V) = 67.502C_{Br_\alpha} \quad (\text{A.16})$$

$$A_J = 0.86E(B - V) = 18.464C_{Br_\alpha} \quad (\text{A.17})$$

$$A_K = 0.36E(B - V) = 7.7292C_{Br_\alpha} \quad (\text{A.18})$$

$$A_L = 0.19E(B - V) = 4.0793C_{Br_\alpha} \quad (\text{A.19})$$



# Livros Grátis

( <http://www.livrosgratis.com.br> )

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

[Baixar livros do Conselho Nacional de Educação - CNE](#)

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

[Baixar livros de Literatura](#)  
[Baixar livros de Literatura de Cordel](#)  
[Baixar livros de Literatura Infantil](#)  
[Baixar livros de Matemática](#)  
[Baixar livros de Medicina](#)  
[Baixar livros de Medicina Veterinária](#)  
[Baixar livros de Meio Ambiente](#)  
[Baixar livros de Meteorologia](#)  
[Baixar Monografias e TCC](#)  
[Baixar livros Multidisciplinar](#)  
[Baixar livros de Música](#)  
[Baixar livros de Psicologia](#)  
[Baixar livros de Química](#)  
[Baixar livros de Saúde Coletiva](#)  
[Baixar livros de Serviço Social](#)  
[Baixar livros de Sociologia](#)  
[Baixar livros de Teologia](#)  
[Baixar livros de Trabalho](#)  
[Baixar livros de Turismo](#)