

Universidade de São Paulo
Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas
Departamento de Astronomia

Diana Renata Gonçalves Gama

**Ambiente Molecular e Formação Estelar
Associados à Bolha Infravermelha N10**

São Paulo

2016

Diana Renata Gonçalves Gama

Ambiente Molecular e Formação Estelar

Associados à Bolha Infravermelha N10

Tese apresentada ao Departamento de Astronomia do Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas da Universidade de São Paulo como requisito parcial para a obtenção do título de Doutora em Ciências.

Área de Concentração: Astronomia

Orientador: Prof. Dr. Jacques Lépine

Versão Corrigida. A original encontra-se disponível na Unidade.

São Paulo

2016

Aos meus pais Mercedes e Dimas.

Agradecimentos

Agradeço à minha família e aos meus amigos. Aos colegas, professores e funcionários do Departamento de Astronomia do IAG/USP.

Ao meu orientador Prof. Jacques Lépine, ao meu relator Prof. Amaury Almeida e aos professores que fizeram parte da minha formação durante minha pós graduação.

Aos pesquisadores que, de alguma forma, contribuíram para esse trabalho: Profa. Yuefang Wu, Dr. Tie Liu, Dr. Fanyi Meng, Dr. Jinghua Yuan, Profa. Zulema Abraham, Prof. Roberto Costa, Prof. Bertrand Lefloch, Profa. Cristina Cappa, Dr. Lokesh Dewangan, Dr. Edgar Mendoza, Dr. Nicolás Duronea.

À National Natural Science Foundation of China, por apoiar financeiramente nosso trabalho durante minha estadia em Pequim, sob o projeto NSFC 11373009-11433008. Aos funcionários do telescópio IRAM 30-m pela hospitalidade e assistência durante as observações em Granada, Espanha.

À CAPES, pelo apoio financeiro sob forma de cota institucional. Ao CNPq, pelo apoio financeiro sob o projeto nº 870199/1997-8.

*“Fecho meus olhos, e os volto para o meu coração,
Como um homem que pede vinho antes de lutar,
Visão mais feliz, de outro tempo, eu quis saborear
Para ficar mais apto a encarar minha missão.
Pensar antes, lutar depois, eis do soldado o bordão:
Um vislumbre do passado pode a tudo acertar.”*

Robert Browning

Resumo

Realizamos um estudo multi-comprimento de onda do ambiente ao redor da bolha infravermelha N10, usando os telescópios PMO 13.7-m, IRAM 30-m, APEX e o arranjo VLA. Bolhas infravermelhas são regiões ideais para investigar o impacto da radiação UV sobre o material molecular. Nosso objeto de estudo é a bolha N10, que apresenta uma região HII em seu interior. Estudos no IV sobre o conteúdo estelar jovem em N10 sugerem um cenário de formação estelar contínua, possivelmente desencadeada, na borda da região HII. Realizamos observações da transição $J = 1 - 0$ das espécies ^{12}CO e ^{13}CO na direção de N10, utilizando o telescópio PMO 13.7-m. Realizamos também observações com o telescópio IRAM 30-m para investigar moléculas traçadoras de formação estelar. Analisamos as emissões em $24\ \mu\text{m}$, $8.0\ \mu\text{m}$, $20\ \text{cm}$ e $870\ \mu\text{m}$ a partir de dados da literatura. Duas condensações foram identificadas em ^{13}CO , para as quais estimamos propriedades como dimensão, temperatura, densidade e massa. Calculamos o fluxo de fótons ionizantes e a densidade eletrônica no interior da bolha, e obtivemos o tempo de fragmentação para N10. Estimamos as propriedades físicas para o *clump* de poeira fria mais denso da bolha. Identificamos YSOs e calculamos os parâmetros dos objetos Classe I. Emissão das transições HCO^+ ($1 - 0$), HCN ($1 - 0$), SiO ($2 - 1$), N_2H^+ ($1 - 0$) e CS ($3 - 2$) foram mapeadas. Realizamos também integração profunda na direção do *clump* mais denso de N10 para investigar sua complexidade química. A idade dinâmica de N10 é menor do que o tempo de fragmentação estimado, portanto a formação estelar desencadeada deve ocorrer pelo mecanismo “Radiation-Driven Implosion”. A distribuição espacial das espécies moleculares revelaram características de formação estelar em N10. O levantamento de linhas espectrais na direção do *clump* mais denso mostrou uma grande complexidade química na região, e confirma a presença de *outflows* e atividade de formação estelar em N10.

Abstract

We performed a multi-wavelength study of the environment surrounding the infrared bubble N10 by using the telescopes PMO 13.7-m, IRAM 30-m, APEX and the VLA array. Infrared bubbles are ideal regions to investigate the impact of UV radiation on the molecular material. Our target is the N10 bubble, which hosts an HII region. IR studies on the young stellar content in N10 suggest a scenario of ongoing star formation, possibly triggered, at the edge of the HII region. We carried out observations of the transition $J = 1 - 0$ of the species ^{12}CO and ^{13}CO towards N10 using the PMO 13.7-m telescope. We also conduct observations with the IRAM 30-m telescope to investigate molecules that trace star formation. We analyzed the emissions at $24\ \mu\text{m}$, $8.0\ \mu\text{m}$, $20\ \text{cm}$ and $870\ \mu\text{m}$ from the literature. Two condensations were identified at ^{13}CO emission, for which we derived properties such as size, temperature, density, and mass. We calculated the flux of ionizing photons and the electronic density inside the bubble, and we derived the fragmentation time to N10. We estimated the physical properties for the densest cold dust clump in the bubble. We identified the YSOs and derived the parameters for the Class I objects. Emission of the transitions HCO^+ ($1 - 0$), HCN ($1 - 0$), SiO ($2 - 1$), N_2H^+ ($1 - 0$) and CS ($3 - 2$) were mapped. We also performed a deep integration towards the densest clump in N10 to investigate its chemical complexity. The dynamic age of N10 is lower than the estimated fragmentation time, therefore triggered star formation should occur by “Radiation-Driven Implosion” mechanism. The spatial distribution of the molecular species revealed characteristics of star formation in N10. The survey of spectral lines towards the densest clump shows a high chemical complexity, and confirms the presence of outflows and star formation activity in N10.

Lista de Figuras

- 1.1 Esquema dos estágios da evolução de objetos estelares jovens, de acordo com suas denominações no milimétrico/infravermelho. (Feigelson & Montmerle, 1999). 29
- 1.2 Exemplo de SED de um objeto YSO Classe I. A curva em preto representa a emissão total do YSO e a linha tracejada é a curva de corpo negro. A contribuição do envoltório é evidenciada pelo excesso de emissão no infravermelho distante. (Figura adaptada de Wilking, 1989). 30
- 1.3 Exemplo de SED de um objeto estelar jovem Classe II. (Figura adaptada de Wilking, 1989). 31
- 1.4 Exemplo de SED de um Disco de Transição. A distribuição se assemelha a um corpo negro estelar, atingindo seu máximo em comprimentos de onda ópticos ou infravermelhos. Excesso no infravermelho médio ainda é muitas vezes observado, possivelmente devido ao disco fino restante. (Figura adaptada de Wilking, 1989). 31
- 1.5 Esquema de uma PDR iluminada por um forte campo de radiação pela esquerda. A PDR se estende desde a região de transição H^+/H , passando pelas transições H/H_2 e $C^+/C/CO$ até a fronteira O/O_2 . (Imagem adaptada de Hollenbach & Tielens (1999).) 32
- 1.6 Esquema de uma região HII simétrica em expansão, inserida em um meio homogêneo. Nesse modelo, a região HII é esférica e sua porção ionizada é rodeada pelo material denso e neutro, que foi coletado durante a fase de expansão. (Figura adaptada de Deharveng et al., 2010). 34

1.7	Perspectiva esquemática de uma região HII esférica em expansão e ambiente neutro ao redor. Diversos processos de formação estelar desencadeada podem ser caracterizados: 1 – instabilidades gravitacionais em pequena escala; 2 – instabilidades gravitacionais em larga escala, levando à formação de fragmentos de alta massa; 3 – radiação ionizante agindo no meio turbulento; 4 – compressão de <i>clumps</i> densos pré-existentes, conduzida por radiação (Figura de Deharveng et al., 2010).	36
2.1	Imagem de N10 em 8.0 μm , localizada a uma distância de 4.7 kpc. A cruz preta indica o centro da região HII dentro da bolha infravermelha. A elipse vermelha indica a borda de N10. A escala corresponde a um campo de 5 pc (~ 3.7 arcmin). A elipse branca pontilhada indica a posição de N11, cujo centro está localizado em $l = 13.218^\circ$, $b = 0.082^\circ$, aqui identificado com um "x" em preto.	40
2.2	Composição em três cores da bolha N10 com imagens Spitzer-GLIMPSE 3.6 μm (em azul), 4.5 μm (em verde) e 8.0 μm (em vermelho). A posição das estrelas identificadas por Watson et al. (2008) estão marcadas em estrelas amarelas; condensações de poeira identificadas por Deharveng et al. (2010) são identificadas por quadrados magenta (#1 ao lado direito, #2 ao lado esquerdo); diamantes em ciano representam a posição dos <i>masers</i> de metanol por Szymczak et al. (2000) acima e Pandian et al. (2008) abaixo.	41
2.3	Imagens multi-comprimento de onda da região N10. Os painéis mostram a emissão em 4.5 μm , 5.8 μm , 8.0 μm , 24 μm , 870 μm e 20 cm na direção da região de interesse, dos levantamentos Spitzer-GLIMPSE, Spitzer-MIPSGAL, APEX/ATLASGAL e GPS-VLA, respectivamente. Todas as imagens mostram a mesma região do céu, no primeiro painel, a cruz branca marca o centro da região HII; em todas as imagens a elipse vermelha é para referência, conforme mostrado na Figura 2.1.	45
3.1	Transmissão atmosférica entre 60 e 400 GHz para dois valores de vapor d'água precipitável (pwv, do inglês <i>precipitable water vapor</i>): 2 mm em azul e 4 mm em vermelho. As bandas EMIR são mostradas abaixo, com as frequências de algumas transições moleculares importantes.	49

4.1	Linhas espectrais. A coluna à esquerda mostra o espectro médio da região observada, para ^{12}CO ($1 - 0$) no painel acima e para ^{13}CO ($1 - 0$) no painel abaixo. A coluna à direita apresenta o espectro dessas duas linhas na posição do pico de emissão, na posição $\alpha_{2000} = 18^h 14^m 10^s.03$ e $\delta_{2000} = -17^\circ 27' 35''.3$ ($l = 13.21^\circ$, $b = 0.037^\circ$).	51
4.2	Mapas de canal da emissão ^{12}CO ($J = 1 - 0$) em contornos sobrepostos à imagem Spitzer $8.0 \mu\text{m}$. Os contornos começam em 5σ , com passos de 3σ ($1 \sigma = 0.90 \text{ K km s}^{-1}$). A velocidade principal em km s^{-1} é indicada no canto superior direito em cada painel menor. A barra de intensidade ao lado direito mostra a intensidade do fluxo da emissão em $8.0 \mu\text{m}$ em escala logarítmica e o círculo pequeno no último mapa representa o tamanho do feixe (<i>beam size</i>).	53
4.3	O mesmo que a Figura 4.2, para a emissão ^{13}CO ($J = 1 - 0$). Os contornos começam em 5σ , aumentando com um passo de 3σ ($1 \sigma = 0.55 \text{ K km s}^{-1}$).	54
4.4	Os painéis acima mostram os contornos da emissão ^{12}CO centrada em 20 km s^{-1} (à esquerda), 37 km s^{-1} (no centro) e 52 km s^{-1} (à direita), de 4.5 a 12.6 K com passos de 2.7 K . Os painéis abaixo apresentam contornos da distribuição da emissão ^{13}CO em 20 km s^{-1} (à esquerda), 37 km s^{-1} (no centro) e 52 km s^{-1} (à direita), de 2.75 a 11 K com passos de 1.65 K . Todos os painéis exibem a imagem Spitzer $8.0 \mu\text{m}$ como plano de fundo.	56
4.5	Região dos <i>clumps</i> identificados no mapa de intensidade de ^{13}CO centrado em 52 km s^{-1} , em escala de cinza. O <i>Clump #1</i> e o <i>Clump #2</i> parecem estar fisicamente associados à bolha N10. Contornos em preto mostram também a emissão em ^{13}CO de 2.75 a 11 K , em passos de 1.65 K . A cruz preta indica o centro da região HII na bolha N10.	57
4.6	<i>Panel superior</i> : emissão $870 \mu\text{m}$ mostrando a distribuição de poeira fria em escala de cinza, de 0.2 a 4.2 Jy beam^{-1} , com contornos de 2 a 5σ , em passos de 1σ ($1 \sigma = 0.5 \text{ Jy beam}^{-1}$). <i>Painel inferior</i> : imagem Spitzer $8.0 \mu\text{m}$ ao fundo, com os mesmos contornos em $870 \mu\text{m}$ da figura à esquerda. Nas duas imagens, o ponto em preto representa o <i>beam size</i>	62
4.7	Mapa em escala de cinza da emissão $870 \mu\text{m}$, com os mesmos contornos da Figura 4.6. O retângulo em vermelho destaca a região do <i>clump</i> de poeira fria mais denso, para o qual os parâmetros físicos foram obtidos.	63

4.8	<i>Painel superior</i> : intensidade da emissão em 20 cm em escala de cinza, de 0 a 22 mJy beam ⁻¹ , com contornos começando em 2 σ em passos de 2 σ (1 σ = 2.8 mJy beam ⁻¹). <i>Painel inferior</i> : imagem RGB Spitzer em plano de fundo (3.6 μ m em azul, 4.5 μ m em verde e 8.0 μ m em vermelho) com mesmos contornos que o painel superior. Estrelas amarelas marcam a posição das candidatas a estrelas ionizantes listadas na Tabela 2.1.	65
4.9	Distribuição da emissão em 24 μ m em escala de cinza de 0 a 1500 MJy sr ⁻¹ com os mesmos contornos em 20 cm da Figura 4.8.	66
4.10	Diagrama cor-cor w1-w2 versus w2-w3, de candidatos a YSOs ao redor de N10. Cruzes vermelhas: objetos Classe I; círculos verdes: fontes Classe II; quadrados azuis: Discos de Transição. As linhas tracejadas indicam os limites das regiões de acordo com KL. Os Discos de Transição não são classificados definitivamente neste diagrama. Os objetos restantes são indicados por pontos pretos.	69
4.11	Diagrama cor-cor w1-w2 versus w3-w4, parecido com a Figura 4.10. O locus usado para definir os Discos de Transição (quadrados azuis) também contém muitos objetos Classe II (círculos verdes), pois esses objetos foram classificados como Classe II no passo anterior que utiliza outro diagrama cor-cor (Fig. 4.10).	70
4.12	Distribuição dos YSOs Classe I (cruzes vermelhas), Classe II (círculos verdes) e Discos de Transição (diamantes azuis). Os contornos em preto mostram a distribuição da componente em 52 km s ⁻¹ do ¹³ CO e os contornos em amarelo representam a emissão em 870 μ m.	71
4.13	SEDs ajustadas para YSOs Classe I na região de N10. Os círculos preenchidos mostram os fluxos de entrada. A linha preta mostra o melhor ajuste. A linha pontilhada mostra a fotosfera estelar correspondente à fonte central de acordo com o modelo de melhor ajuste, como seria na ausência de poeira circunstelar (mas incluindo a extinção interestelar).	72

4.14	Análise preliminar da detecção de HCO^+ (1 – 0) em coordenadas equatoriais. O painel inferior esquerdo mostra o mapa de intensidade integrada de 30 a 70 km s^{-1} ; o espectro médio da região correspondente à intensidade integrada de 30 a 70 km s^{-1} encontra-se no painel inferior direito. O painel superior direito mostra o espectro no pico de emissão identificado no mapa de intensidade integrada; o painel superior esquerdo mostra o mapa de intensidade que corresponde apenas àquele canal, de acordo com a velocidade do pico de emissão.	75
4.15	O mesmo que a Figura 4.14, para a transição HCN (1 – 0).	75
4.16	O mesmo que a Figura 4.14, para a transição SiO (2 – 1).	76
4.17	O mesmo que a Figura 4.14, para a transição N_2H^+ (1 – 0).	76
4.18	O mesmo que a Figura 4.14, para a transição CS (3 – 2).	77
4.19	Distribuição espacial de HCO^+ (1 – 0) na direção da bolha N10 com contornos de 30% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 1.14 \text{ K}$) em passos de 10% de T_{peak}	78
4.20	Distribuição espacial de HCN (1 – 0) na direção da bolha N10 com contornos de 30% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 0.53 \text{ K}$) em passos de 10% de T_{peak}	79
4.21	Distribuição espacial de SiO (2 – 1) na direção da bolha N10 com contornos de 10% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 0.25 \text{ K}$) em passos de 10% de T_{peak}	79
4.22	Distribuição espacial de N_2H^+ (1 – 0) na direção da bolha N10 com contornos de 20% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 1.14 \text{ K}$) em passos de 10% de T_{peak}	80
4.23	Distribuição espacial de CS (3 – 2) na direção da bolha N10 com contornos de 20% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 0.96 \text{ K}$) em passos de 10% de T_{peak}	80
4.24	Mapa da distribuição de $8.0 \mu\text{m}$, em escala de cinza. Os contornos em magenta, indicando a distribuição de HCO^+ (1 – 0), são os mesmos da Figura 4.19. Os contornos em amarelo mostram a emissão de SiO (2 – 1), em passos iguais aos da Figura 4.23. As estrelas são as candidatas a fontes ionizantes citadas na Tabela 2.1.	81
4.25	Painel superior: perfil de linha de HCO^+ (1 – 0). Painel inferior: perfil de linha de SiO (2 – 1). Ambos na direção do pico de emissão, com intensidade em T_a (K).	82
4.26	Espectro de integração profunda na direção da condensação molecular mais densa de N10.	83

5.1 Melhor ajuste para um modelo de três braços espirais da Galáxia para a distribuição de regiões HII, representadas pelos quadrados vermelhos. A estrela em preto acima indica a posição do Sol e a outra estrela preta indica o centro da Galáxia. A elipse vermelha aberta indica a barra Galáctica e a elipse preenchida em cinza mostra o melhor ajuste para o Braço 3 kpc Próximo e Braço 3 kpc Distante. As linhas tracejadas indicam as direções tangenciais observadas. O diamante em azul mostra a posição aproximada da bolha N10 no plano da Galáxia. Figura adaptada de Hou & Han (2014). 88

Lista de Tabelas

1.1	Fases do MI e suas propriedades físicas. Adaptado de Kwok (2007).	26
1.2	Propriedades de nuvens moleculares, <i>clumps</i> e <i>cores</i> estelares. (Tabela adaptada de Bergin & Tafalla, 2007)	27
2.1	Estrelas candidatas a fontes ionizantes no sistema da bolha N10.	42
3.1	Tamanho do feixe à meia potência (HPBW) para cada linha observada no telescópio IRAM 30-m.	50
4.1	Velocidades obtidas na direção da bolha N10, através de diferentes métodos. . . .	55
4.2	Parâmetros das linhas dos espectros médios da região observada, ilustrados na coluna esquerda na Figura 4.1.	58
4.3	Parâmetros calculados para os <i>clumps</i> observados em ^{13}CO	60
4.4	Parâmetros físicos obtidos a partir do modelo de Robitaille et al. (2007), para objetos Classe I candidatos a associados.	73
4.5	Espécies moleculares detectadas na direção da bolha N10.	74
4.6	Conteúdo molecular detectado no levantamento de linhas espectrais.	84
4.6	continua	85
4.7	Classificação das moléculas detectadas de acordo com suas propriedades.	86
A.1	Candidatos a objetos estelares jovens (YSOs) na direção da região N10.	109
A.1	continua	110
A.1	continua	111
A.1	continua	112
A.1	continua	113

A.1 continua 114

Lista de acrônimos

- APEX: Atacama Pathfinder EXperiment
- ATLASGAL: APEX Telescope Large Area Survey of the Galaxy
- CLASS: Continuum and Line Analysis Single-dish Software
- COM: Complex Organic Molecule
- EMIR: Eight MIXer Receiver
- FFTS: Fast Fourier Transform Spectrometer
- FWHM: Full Width at Half Maximum
- FUV: Far-Ultraviolet
- HPBW: Half Power Beam Width
- GILDAS: Grenoble Image and Line Data Analysis Software
- GLIMPSE: Galactic Legacy Infrared Midplane Extraordinaire
- GreG: Grenoble Graphic
- IR: Infrared
- IRAM: Institut de Radioastronomie Millimétrique
- IRDC: Infrared Dark Clouds
- IV: Infravermelho

- KDA: Kinematic Distance Ambiguity
- LSR: Local Standard of Rest
- LTE: Local Thermal Equilibrium
- MAGPIS: The Multi-Array Galactic Plane Imaging Survey
- MI: Meio Interestelar
- MIPS: Multiband Imaging Photometer for the Spitzer
- OTF: On-The-Fly
- PAH: Polycyclic Aromatic Hydrocarbon
- PDR: Photon-Dominated Regions
- PMO: Purple Mountain Observatory
- PMS: Pre-Main Sequence
- PWV: Precipitable Water Vapor
- RDI: Radiatively-Driven Implosion
- SED: Spectral Energy Distribution
- UV: Ultraviolet
- WISE: Wide-Field Infrared Survey Explorer satellite
- YSO: Young Stellar Object

Sumário

1. <i>Introdução</i>	25
1.1 O meio interestelar	25
1.2 Formação estelar	28
1.3 PDR: Regiões Dominadas por Fótons	31
1.4 Moléculas e grãos interestelares	33
1.5 Bolhas infravermelhas	33
1.6 Formação estelar em bolhas infravermelhas	35
1.7 Objetivos da tese	37
2. <i>A Bolha N10</i>	39
2.1 O nosso objeto de estudo	39
2.2 Dados da literatura	43
3. <i>Observações</i>	47
3.1 Observações com o PMO 13.7-m	47
3.2 Observações com o IRAM 30-m	48
4. <i>Resultados</i>	51
4.1 Observações com o PMO 13.7-m	51
4.2 Distribuição de poeira fria	61
4.3 Gás ionizado	63
4.4 Presença de poeira morna na região	66
4.5 Identificação de YSOs no campo de N10	67
4.6 Ajustes de SED	71

4.7	Resultados para observações no IRAM 30-m	74
4.7.1	Mapas On-The-Fly	74
4.7.2	<i>Outflow</i>	81
4.7.3	Integração profunda	83
5.	<i>Discussão</i>	87
5.1	Distribuição de CO ao redor de N10	87
5.1.1	Outras componentes da emissão em CO	88
5.1.2	Situação da formação estelar	89
5.1.3	A bolha N11	90
5.1.4	Uma pequena bolha à direita de N10	90
5.2	Traçadores moleculares de formação estelar	91
5.2.1	Ionização	91
5.2.2	PDR	91
5.2.3	Choques/ <i>Outflows</i>	92
5.2.4	<i>Cores</i> pré-estelares	93
5.2.5	Gás denso	93
5.2.6	Levantamento de linhas espectrais	94
6.	<i>Conclusões e Perspectivas</i>	95
6.1	Perspectivas	97
	<i>Referências</i>	99
	<i>Apêndice</i>	107
A.	<i>Lista de YSOs identificados em N10</i>	109

Introdução

*“Ora (dizeis) ouvir estrelas!
Certo, perdeste o senso!”*

Olavo Bilac

Ao longo de sua vida, uma estrela afeta profundamente o meio que a circunda: ela pode aquecer o gás ao redor com sua radiação, varrer matéria para longe com seu vento, sintetizar elementos pesados que são a base da vida como a conhecemos e induzir a formação de outras estrelas. A formação estelar desencadeada por meio da interação de estrelas com o seu meio ambiente é um tópico de grande importância na Astrofísica – e o foco desta tese.

1.1 O meio interestelar

Para estudar a formação estelar é necessário conhecer o meio interestelar (MI), uma vez que as estrelas se formam a partir do colapso gravitacional de estruturas do MI. O MI é constituinte essencial da nossa Galáxia, pois nele estão átomos, moléculas, íons, grãos de poeira, raios cósmicos, campos magnéticos. O MI não é homogêneo, apresentando uma estrutura que se divide de forma hierárquica: de nuvens moleculares, que abrigam berçários estelares, até condensações densas (*cores*, em inglês). Uma instabilidade gravitacional, seja ela espontânea ou estimulada externamente, pode gerar o colapso de um *core* e iniciar o processo de formação estelar.

O MI pode ser separado em fases, que são divididas de acordo com a interação entre os diferentes processos físicos – resfriamento/aquecimento – no ambiente. Dessa forma, cada fase possui temperatura e densidade distintas, como a Tabela 1.1 descreve.

Tabela 1.1 - Fases do MI e suas propriedades físicas. Adaptado de Kwok (2007).

Componente do MI	Temperatura (K)	Densidade (cm^{-3})	Estado do Hidrogênio	Traçador típico
Gás Coronal	10^6	0.003	H^+	Raios-X
Gás Ionizado Difuso	10^4	> 10	H^+	Infravermelho
HI internuvens	10^3-10^4	0.1	H^0	Emissão em 21 cm
Nuvens difusas	100	10 - 100	$\text{H}^0 + \text{H}_2$	$3.4 \mu\text{m}$ em absorção
Nuvens moleculares	10	$10^3 - 10^5$	H_2	Moléculas detectadas em rádio (CO, CS, NH_3 ...)

As estrelas se formam dentro de nuvens moleculares, que abrigam núcleos densos de gás e poeira. A visão clássica da formação estelar no meio interestelar consiste na fragmentação gravitacional (Shu, 1977). Nesse cenário, grandes nuvens moleculares se fragmentam em subregiões chamadas *clumps* que, por sua vez, se dividem em condensações menores conhecidas como *cores*. A seguir, descrevemos as características da estrutura hierárquica das nuvens moleculares.

Nuvens

A matéria que constitui o meio interestelar se agrupa em nuvens, que podem ter características distintas. Por isso, são classificadas como *nuvens moleculares*, *nuvens escuras* ou *nuvens escuras infravermelhas*.

- Nas *nuvens moleculares* é onde a maior parte do gás molecular da Galáxia se concentra. Abrangem desde pequenas nuvens moleculares (tamanhos de ~ 2 pc e massas de $\sim 10^3 M_{\odot}$) até nuvens moleculares gigantes (~ 15 pc e $\sim 10^4 M_{\odot}$). Nessas nuvens, a temperatura é da ordem de 10 K.
- Já as *nuvens escuras* correspondem às ditas pequenas nuvens moleculares citadas acima, e são densas o suficiente para absorver a radiação em comprimentos de onda ópticos e ocasionar a extinção visual. Normalmente, estão associadas a regiões de formação de estrelas de baixa massa e massa intermediária.
- As *nuvens escuras infravermelhas* (IRDC, do inglês *Infrared Dark Clouds*) foram descobertas recentemente (Perault et al., 1996), e se apresentam como estruturas filamentosas e escuras contra um fundo brilhante em infravermelho médio provindo do plano da Galáxia. Essas nuvens supostamente são as progenitoras de estrelas massivas em aglomerados.

As informações acerca das nuvens moleculares são obtidas, em sua maioria, a partir de estudos da distribuição da molécula de CO na região.

Clumps

Com a fragmentação hierárquica, nuvens moleculares em menores escalas podem conter sub-regiões filamentárias, com sobre-densidade, conhecidas como *clumps*. Dados de CO e de ^{13}CO fornecem propriedades como massa, dimensão e densidade dessas condensações.

Cores

Condensações de gás e poeira da ordem de 0.03 - 0.2 pc de dimensão nem sempre abrigam estrelas em seu interior. Nesse caso, são chamados *cores* sem estrelas (do inglês *starless cores*). *Cores* pré-estelares são aqueles que ainda não hospedam estrela em formação. Porém, quando um *core* pré-estelar torna-se gravitacionalmente instável, uma estrela ou um sistema binário de estrelas é formado. Estes são os chamados *cores* protoestelares, também conhecidos como objetos Classe 0. Mais adiante, discutiremos a classificação de objetos estelares jovens.

Cores pré-aglomerados, analogamente, formam associações massivas de estrelas dos tipos O e B. Neste trabalho, entretanto, focaremos em condensações que formam estrelas de baixa massa e massa intermediária, que chamaremos genericamente de *cores* estelares.

A Tabela 1.2 descreve as características acima mencionadas.

Tabela 1.2 - Propriedades de nuvens moleculares, *clumps* e *cores* estelares. (Tabela adaptada de Bergin & Tafalla, 2007) .

	Nuvens Moleculares	<i>Clumps</i>	<i>Cores</i> Estelares
Tamanho (pc)	2–15	0.3–3	0.03–0.2
Densidade média (cm^{-3})	50–500	10^3 – 10^4	10^4 – 10^5
Massa (M_{\odot})	10^3 – 10^4	50–500	0.5–5
Temperatura (K)	~ 10	10–20	8–12

As nuvens moleculares são portanto frias e densas. Nessas condições, as transições rotacionais são as mais facilmente excitadas, como nas moléculas H_2 e CO, por exemplo. Embora H_2 seja a mais abundante, não possui momento de dipolo elétrico permanente, portanto não apresenta linhas rotacionais. Já CO é a segunda molécula mais abundante e tem momento de dipolo

permanente. Além disso, seu primeiro nível de rotação acima do estado fundamental é de 5 K, que é facilmente excitado.

1.2 Formação estelar

A formação de estrelas de baixa massa é bem conhecida, tanto em termos observacionais quanto teóricos (e.g. McKee & Ostriker, 2007, e suas referências). Por outro lado, a formação das estrelas de alta massa ainda não é tão bem compreendida (Zinnecker & Yorke, 2007). Estrelas de alta massa são importantes na estrutura e na evolução das galáxias, pois são importantes fontes de calor, turbulência, raios-X e radiação ultravioleta, além de enriquecerem o MI com elementos mais pesados do que H e He mais rapidamente do que as estrelas de baixa massa.

A dificuldade em se estudar os processo de formação de estrelas massivas reside no fato de que elas são formadas em nuvens de alta densidade bem distantes de nós (> 1 kpc). Outro obstáculo é o desafio imposto aos modelos teóricos, pois estrelas massivas raramente se formam isoladamente. Além disso, estrelas de alta massa se formam em menores escalas de tempo ($\sim 10^5$ anos), o que implica em poucas candidatas para um estudo estatístico na fase mais embebida de sua formação. Por isso, na presente tese, focaremos na formação de estrelas de baixa massa.

Formação de estrelas de baixa massa

As estrelas são formadas em pontos de instabilidade em nuvens interestelares, quando a pressão interna e a turbulência não podem estabilizar as condensações contra o colapso gravitacional. A descrição do processo de formação estelar se inicia em uma nuvem considerada esférica, que entra em colapso gravitacional em uma escala de tempo caracterizada como “tempo de queda livre” (do inglês *free-fall time*) definido por Shu et al. (1987) como:

$$t_{ff} \simeq 2.1 \times 10^5 \left(\frac{\rho}{10^{-19} \text{ g cm}^{-3}} \right)^{-1/2} \text{ anos} \quad (1.1)$$

Um *core* entra em colapso para formar uma estrela quando sua massa ultrapassa o valor da massa de Jeans (1928), definida como sendo a massa mínima para que a atração gravitacional seja forte o suficiente para contrabalançar a pressão do gás.

$$M_J(r) \simeq 1.1 \left[\frac{T(r)}{10 \text{ K}} \right]^{3/2} \left[\frac{\rho(r)}{10^{-19} \text{ g cm}^{-3}} \right]^{-1/2} M_{\odot} \quad (1.2)$$

onde $T(r)$ é a temperatura em função do raio e $\rho(r)$ o perfil de densidade. Quando a massa do *core* é maior do que a massa de Jeans, ele irá colapsar.

Considerando que os *cores* tem densidade típica de $\leq 10^{-19} \text{ g cm}^{-3}$, o gás cairá na direção do centro da estrela em formação em $t_{ff} \leq 2 \times 10^5$ anos.

As estrelas de baixa massa em processo de formação são definidas como objetos estelares jovens (YSO, do inglês *Young Stellar Object*). Eles são constituídos pelas seguintes componentes: núcleo em colapso, protoestrela, disco de acreção, envoltório e *outflow*/jato. Veja a Seção 1.4 de Gama, D.R.G. (2012) para maiores detalhes.

Tais objetos são, em sua grande maioria, encontrados embebidos em gás e poeira de nuvens moleculares. Por isso, usamos dados no infravermelho para reduzir os efeitos de extinção na linha de visada. A Figura 1.1 reúne as informações das principais fases da evolução dos objetos estelares jovens.

PROPRIEDADES	Protoestrela com material em queda	Protoestrela evoluída	Estrela T Tauri Clássica	Estrela T Tauri de linhas fracas	Estrela na Sequência Principal
ESBOÇO					
IDADE (ANOS)	10^4	10^5	$10^6 - 10^7$	$10^6 - 10^7$	$> 10^7$
CLASSE NO MM / IV	Classe 0	Classe I	Classe II	Classe III	(Classe III)
DISCO	Sim	Espesso	Espesso	Fino ou Inexistente	Possível Sistema Planetário
RAIOS-X	?	Sim	Forte	Forte	Fraco
EMIÇÃO TÉRMICA EM RÁDIO	Sim	Sim	Sim	Não	Não
EMIÇÃO NÃO-TÉRMICA EM RÁDIO	Não	Sim	Não?	Sim	Sim

Figura 1.1: Esquema dos estágios da evolução de objetos estelares jovens, de acordo com suas denominações no milimétrico/infravermelho. (Feigelson & Montmerle, 1999).

Portanto, torna-se necessário definir cada classe de YSO. A seguir descrevemos a definição

desses objetos e na Seção 4.5 relatamos como identificamos os YSOs na direção da bolha N10.

Definição de YSO

Nessa tese estudamos a distribuição de três tipos de YSOs: *Classe I*, *Classe II* e *Disco de Transição*. De acordo com Strom et al. (1989), Feigelson & Montmerle (1999), Koenig et al. (2012) e Koenig & Leisawitz (2014), definimos tais objetos da seguinte forma:

- **Classe I** são os objetos candidatos a protoestrelas, que ainda têm tanto envoltório quanto disco. São YSOs mais avermelhados com envoltório em queda na direção central. Para esses objetos, a distribuição espectral de energia (ou SED, do inglês *Spectral Energy Distribution*) é crescente entre 3.3 e 22 μm . O tempo de vida de um objeto Classe I é de aproximadamente 10^5 anos. A característica de forte absorção em 9.7 μm é atribuída aos silicatos presentes nos mantos de gelo, que crescem nos grãos de poeira localizados no envoltório (e.g. Chiar et al., 2000, e suas referências).

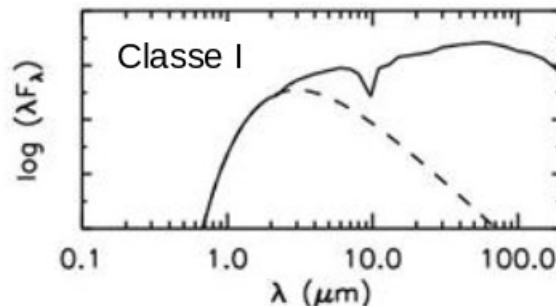


Figura 1.2: Exemplo de SED de um objeto YSO Classe I. A curva em preto representa a emissão total do YSO e a linha tracejada é a curva de corpo negro. A contribuição do envoltório é evidenciada pelo excesso de emissão no infravermelho distante. (Figura adaptada de Wilking, 1989).

- **Classe II** são estrelas pré-sequência principal (ou PMS, do inglês *Pre-Main Sequence*) com disco opticamente espesso, mas sem envoltório significativo, candidatas a estrelas do tipo T Tauri e Herbig AeBe. A SED dos YSOs Classe II tem inclinação decrescente ou plana entre o infravermelho próximo e médio. O tempo de vida de um objeto Classe II é de aproximadamente 3×10^6 anos, embora haja um grande intervalo de idades estimadas para esse tipo de objeto, variando de 1 - 10×10^6 anos.

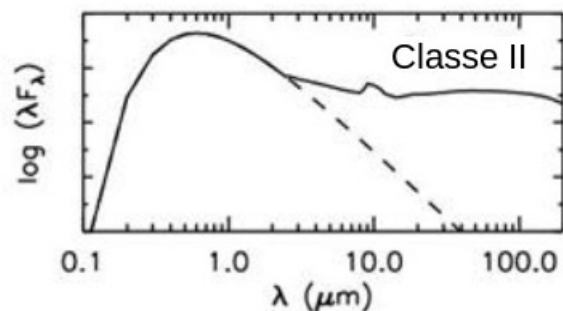


Figura 1.3: Exemplo de SED de um objeto estelar jovem Classe II. (Figura adaptada de Wilking, 1989).

- **Disco de transição** é uma subclasse de estrelas jovens com uma lacuna na parte interna de seus discos, emitindo níveis reduzidos de infravermelho próximo e/ou excesso no infravermelho médio (especialmente em $22 \mu\text{m}$; Koenig & Leisawitz, 2014). Embora a região interior do disco seja relativamente desprovida de matéria, as regiões mais externas contêm quantidades consideráveis de poeira (Strom et al., 1989).

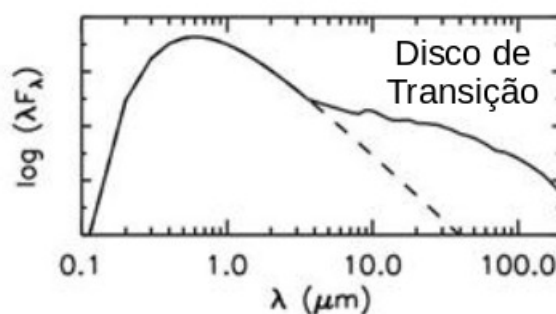


Figura 1.4: Exemplo de SED de um Disco de Transição. A distribuição se assemelha a um corpo negro estelar, atingindo seu máximo em comprimentos de onda ópticos ou infravermelhos. Excesso no infravermelho médio ainda é muitas vezes observado, possivelmente devido ao disco fino restante. (Figura adaptada de Wilking, 1989).

1.3 PDR: Regiões Dominadas por Fótons

A maior parte das alterações térmicas nas nuvens moleculares ocorrem perto de estrelas. As chamadas PDRs (Regiões Dominadas por Fótons, do inglês *Photon-Dominated Regions* ou *Photodissociation Regions*) são regiões ao redor de estrelas dos tipos O e B em que os fótons UV (ultravioleta), com energia $6 \text{ eV} < h\nu < 13.6 \text{ eV}$, dominam o balanço de energia do gás.

PDRs são associadas a regiões de alta densidade e alto fluxo FUV (ultravioleta distante, do inglês *far-ultraviolet*).

Os fótons FUV penetram a nuvem dissociando, ionizando e aquecendo o gás. Fótons com energia menor que 13.6 eV dissociam o hidrogênio molecular e ionizam o carbono, formando uma região HI. Mais profundamente na nuvem, quando a extinção visual atinge um valor de $A_V \approx 4$ magnitudes, o fluxo cai o suficiente para que o carbono ionizado se recombinem e a formação de monóxido de carbono (CO) ocorra. A transição do oxigênio de atômico para molecular ocorre nas fronteiras da PDR. A Figura 1.5 evidencia essa estratificação química.

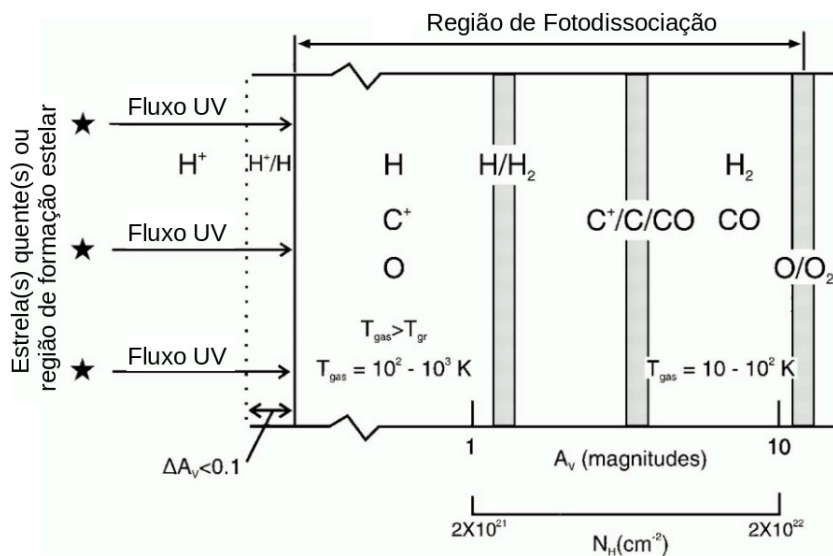


Figura 1.5: Esquema de uma PDR iluminada por um forte campo de radiação pela esquerda. A PDR se estende desde a região de transição H⁺/H, passando pelas transições H/H₂ e C⁺/C/CO até a fronteira O/O₂. (Imagem adaptada de Hollenbach & Tielens (1999).)

Diversos processos são responsáveis pelo balanço de energia em uma PDR, incluindo o efeito fotoelétrico em grãos e em Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos (PAHs, do inglês *Polycyclic Aromatic Hydrocarbon*). O fóton UV pode arrancar elétron do grão, que irá aquecer o gás por meio de colisões.

A química das regiões dominadas por fótons é similar à química de nuvens moleculares difusas. Entretanto, nas PDRs os fótons FUV dominam os processos de aquecimento, ionização e química da região ao redor de estrelas quentes e massivas, tornando-os laboratórios astronômicos ideais para o estudo da interação entre fótons FUV e a matéria neutra.

1.4 Moléculas e grãos interestelares

A detecção de moléculas no meio interestelar tem importantes implicações. As medidas da intensidade de suas linhas são ferramentas de diagnóstico eficazes na análise das condições físicas de nuvens moleculares. Em regiões de formação estelar, as moléculas são formadas e destruídas, de acordo com o processo físico em ação. Discutiremos tais processos com maiores detalhes mais adiante.

Regiões neutras do MI podem sofrer o aquecimento devido ao efeito fotoelétrico. Este efeito age sobre grandes moléculas de PAH e sobre grãos de poeira, que absorvem fótons energéticos UV.

Além disso, os grãos atuam como uma superfície sobre a qual algumas moléculas podem se formar (Tielens & Hagen, 1982). As espécies acretadas se encontram e cedem energia de reação em excesso. Nesse processo, as espécies: se acumulam na superfície dos grãos, se difundem pelo manto de gelo que cobre o grão de poeira, reagem formando uma molécula e evaporam quando a energia liberada pela formação é suficiente para ejetar a molécula da superfície.

1.5 Bolhas infravermelhas

Os estudos de formação estelar vem ganhando destaque considerável nas últimas décadas. A possibilidade de que a interação das estrelas massivas com as nuvens moleculares que as envolvem desencadeie a formação estelar é uma questão amplamente discutida. Instrumentos que operam no infravermelho têm ampliado os horizontes nesse campo (e.g. Zavagno et al., 2010). O levantamento GLIMPSE¹, realizado com a utilização do Spitzer² para obter imagens em comprimentos de onda de 3.6 a 8.0 μm , revelou uma nova classe de objetos: as bolhas infravermelhas, primeiramente catalogadas por Churchwell et al. (2006). Churchwell et al. (2007) completaram o levantamento de bolhas infravermelhas.

Bolhas infravermelhas são regiões ideais para investigarmos o impacto da radiação ionizante e do forte campo UV sobre as condições de formação estelar nas fronteiras de regiões HII. Esses objetos apresentam uma borda brilhante em 8.0 μm , causada pela emissão de PAHs excitados pela radiação UV, que envolve uma região de gás ionizado (Churchwell et al., 2006, 2007), como mostra a Figura 1.6.

¹ Galactic Legacy Infrared Midplane Extraordinaire: <http://www.astro.wisc.edu/glimpse/>

² Spitzer Space Telescope: <http://www.spitzer.caltech.edu/>

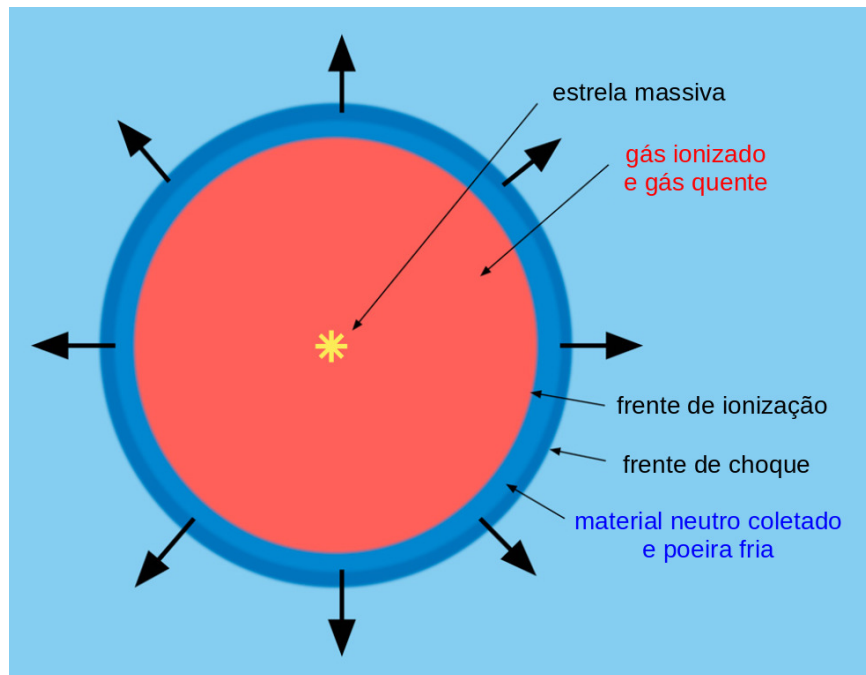


Figura 1.6: Esquema de uma região HII simétrica em expansão, inserida em um meio homogêneo. Nesse modelo, a região HII é esférica e sua porção ionizada é rodeada pelo material denso e neutro, que foi coletado durante a fase de expansão. (Figura adaptada de Deharveng et al., 2010).

Deharveng et al. (2010) identificaram e estudaram uma grande amostra de bolhas, concluindo que a casca de cada uma, detectada a $8.0 \mu\text{m}$, é uma evidência de uma região HII produzida por estrelas ionizantes de alta massa. Cascas densas ao redor de muitas bolhas infravermelhas parecem favorecer a formação de novas gerações de estrelas (Cappa et al., 2016). Estudos estatísticos levaram Thompson et al. (2012) a sugerir que a expansão das bolhas desencadeia a formação de objetos estelares jovens e esse processo é considável em escalas Galácticas. Autores como Kendrew et al. (2012) também observaram esse comportamento e encontraram grande concentração de YSOs nas bordas de bolhas em expansão, que podem oferecer importantes pistas sobre o processo de formação estelar e a dinâmica de bolhas infravermelhas.

Podemos interpretar essas bolhas basicamente como gás ionizado envolvido por poeira fria. Ao redor há uma PDR que pode ser estudada também no infravermelho médio (Lefloch et al., 2005). As estrelas de alta massa nesse lugar interagem com a nuvem molecular original e, através da sua radiação UV, geram uma interface entre o gás ionizado (próximo às estrelas quentes) e o gás neutro (longe das estrelas quentes). Portanto, a densidade de gás é maior na casca destas bolhas, onde os fótons UV penetram com menos energia.

1.6 Formação estelar em bolhas infravermelhas

Tem sido sugerido há tempos que a frente de choque dentro da bolha pode desencadear a formação estelar dentro do arco brilhante dessa bolha (e.g. Reipurth, 1983; Lefloch et al., 1997).

De acordo com Anderson et al. (2015) a morfologia anelar é comum para regiões HII da Galáxia, mas a geometria esférica ou elipsoidal de tais objetos permanece incerta. O estudo da estrutura desses objetos, sejam cascas esféricas ou anéis, nos permite compreender corretamente a cinemática do gás e a sequência de idades das novas estrelas formadas relacionadas com eles. A interação entre estrelas jovens com o gás molecular ao redor da nuvem progenitora e a possibilidade de formação estelar desencadeada tem estimulado um grande número de trabalhos, tanto observacionais quanto teóricos.

Diversos mecanismos de formação estelar desencadeada têm sido propostos (veja e.g. Deharveng et al., 2008; Samal et al., 2014, para uma revisão), entre os quais o cenário “*Collect and Collapse*” (representados nas ilustrações 1 e 2 na Figura 1.7), inicialmente proposto por Elmegreen & Lada (1977), tem especial relevância. Nesse cenário, a radiação de estrelas de alta massa de uma região HII cria uma frente de ionização na interface com a nuvem molecular, que conduz a propagação de uma frente de choque para dentro do material molecular. Esse material acumula massa em larga escala e, eventualmente, torna-se gravitacionalmente instável com a expansão da região HII. O cenário “*Collect and Collapse*” tem sido revisitado desde então (e.g. Whitworth & Francis, 2002). A região HII Sh104 mostrou ser um caso muito convincente e ilustrativo desse cenário por Deharveng et al. (2003).

Outros cenários de formação estelar desencadeada também são propostos, como por exemplo o modelo “*Radiation-Driven Implosion*” (RDI - ilustração 4 da Figura 1.7). Esses cenários são baseados na sobrepressão exercida pela frente de ionização, na escala de condensações moleculares na borda ou dentro da região HII (veja também Lefloch & Lazareff, 1994).

Diversos trabalhos alegam que há evidência de formação estelar desencadeada pela expansão de regiões HII (Dewangan et al., 2012; Zavagno et al., 2010; Beuther et al., 2011). Contudo, trabalhos recentes como os de Tackenberg et al. (2012), Samal et al. (2014) and Liu et al. (2015) enfatizam que a análise de formação estelar engatilhada é complexa. Eles não encontraram evidências claras de colapso de condensações de nuvens desencadeado pela expansão da bolha, e concluíram que a situação ainda não é bem definida. Yuan et al. (2014) descobriram na bolha N6 diferenças da ordem de 30 km s^{-1} entre as velocidades das diferentes partes do anel proje-

tado, o que pode indicar uma velocidade de expansão muito maior do que aquela considerada por outros autores, de poucos km s^{-1} (e.g. Beaumont & Williams, 2010). Portanto, é importante reunir resultados para um número de bolhas bem estudadas para estabelecer se estas têm histórias de formação semelhantes, e se podem fornecer respostas similares para as questões de sua morfologia e formação estelar desencadeada.

Observacionalmente, mais estrelas luminosas e massivas são encontradas na borda de regiões HII (Dobashi et al., 2002). O cenário “*Collect and Collapse*” prevê a formação de estrelas mais massivas (tipos O e B). Esta é uma questão importante, já que as estrelas são responsáveis pelo campo UV Galáctico e, conseqüentemente, pelo balanço de energia e a evolução do gás molecular (PDR) na Galáxia. Deharveng et al. (2010) estudaram a formação estelar na borda de algumas regiões HII envolvidas por bolhas infravermelhas. Eles discutiram a possível relação entre 102 dessas bolhas com as regiões HII que envolvem (i.e. quase todas as bolhas), procurando por pistas sobre a formação estelar desencadeada.

Estudos multi comprimentos de onda detalhados têm sido publicados para um número dessas

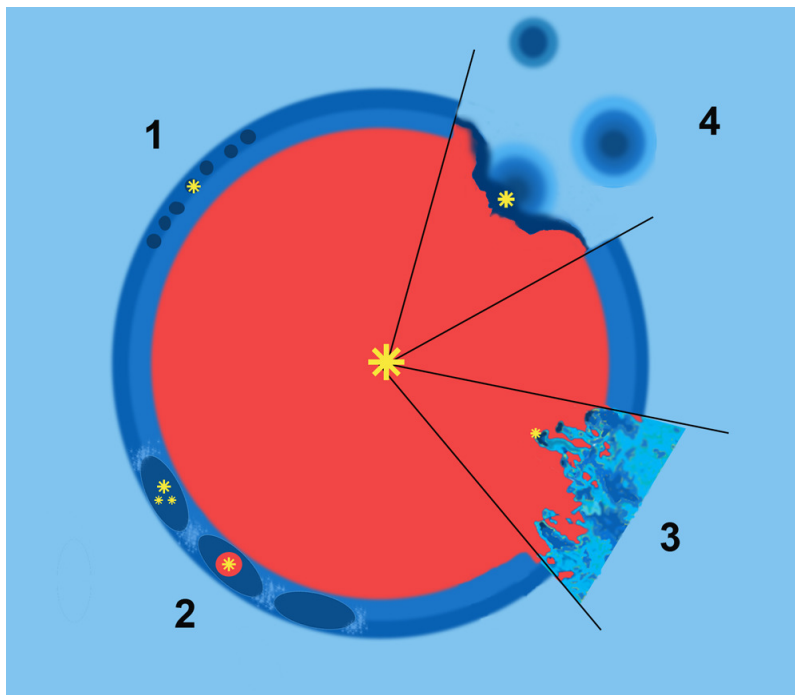


Figura 1.7: Perspectiva esquemática de uma região HII esférica em expansão e ambiente neutro ao redor. Diversos processos de formação estelar desencadeada podem ser caracterizados: 1 – instabilidades gravitacionais em pequena escala; 2 – instabilidades gravitacionais em larga escala, levando à formação de fragmentos de alta massa; 3 – radiação ionizante agindo no meio turbulento; 4 – compressão de *clumps* densos pré-existentes, conduzida por radiação (Figura de Deharveng et al., 2010).

bolhas, como por exemplo RCW 120 (Zavagno et al., 2010), CN 148 (Dewangan et al., 2015) e N6 (Yuan et al., 2014). Embora os trabalhos supracitados apontem para a presença de YSOs Classe I associados a *clumps* densos de gás molecular em contato com a região dominada por fótons (*PDR*), a questão da existência de formação estelar desencadeada associada com a expansão da região HII ainda não está encerrada. No presente trabalho, o nosso principal objetivo é conduzir esse tipo de investigação na bolha infravermelha N10.

1.7 Objetivos da tese

O objetivo desta tese é conduzir um estudo detalhado de N10, uma bolha notável que possui condensações moleculares e objetos estelares associados com o ambiente ao redor. Para isso, propomos investigar as propriedades do gás molecular nas bordas da região HII em relação à atividade de formação estelar na região da bolha N10.

No Capítulo 2 apresentamos o nosso objeto de estudo. No Capítulo 3 descrevemos as observações realizadas com os telescópios PMO 13.7-m e IRAM 30-m. Os resultados dessas observações e da análise do objeto também em outros comprimentos de onda estão descritos no Capítulo 4. No Capítulo 5 discutimos os resultados obtidos. As conclusões são listadas no Capítulo 6, que também apresenta as perspectivas de nosso trabalho.

Observação: Parte deste trabalho encontra-se em processo de submissão para publicação em revista científica. Entretanto, todos os resultados (incluindo figuras e gráficos) são exclusivos dessa pesquisa e não foram publicados anteriormente.

A Bolha N10

2.1 *O nosso objeto de estudo*

A bolha infravermelha N10 é especialmente interessante por apresentar um cenário de formação estelar sequencial – possivelmente desencadeada – na borda da região HII. Nós utilizamos observações em rádio frequência para investigar as propriedades física e a cinemática do gás, por meio do mapeamento da emissão de traçadores moleculares específicos. Assim podemos caracterizar as propriedades das condensações pré/protoestelares, bem como as propriedades da PDR na interface entre a região HII e as condensações moleculares. Colocando todos esses resultados juntos, podemos ter uma visão detalhada da interação entre a radiação da fonte ionizante e o gás molecular, sua possível função na formação estelar desencadeada e sua influência na evolução química do gás molecular.

A bolha N10, também identificada como MWP1G013189+000428 por Simpson et al. (2012), está situada na direção $l = 13.188^\circ$, $b = 0.039^\circ$ em coordenadas Galácticas, ou seja, $\alpha_{2000} = 18:14:01.36$, $\delta_{2000} = -17:28:23$ em coordenadas equatoriais (Churchwell et al., 2006). Essa bolha aparece nas imagens em $8.0 \mu\text{m}$ do Spitzer-GLIMPSE como uma estrutura em formato anelar (Figura 2.1). A emissão a $8.0 \mu\text{m}$ na borda das bolhas é atribuída ao PDR contendo PAHs; a densidade do gás na PDR pode ser muito maior (até um fator 10) do que a do meio que a rodeia (Deharveng et al., 2010; Churchwell et al., 2006). Na Figura 2.1 é mostrada uma elipse para demarcar as fronteiras da bolha, para referências futuras em imagens em diferentes comprimentos de onda.

A distância de N10 foi estimada em 4.9 kpc por Churchwell et al. (2006), 4.1 kpc por Beaumont & Williams (2010), 4.6 kpc por Pandian et al. (2008) e 4.9 kpc por Watson et al. (2008). Essas são distâncias cinemáticas estimadas utilizando diferentes curvas de rotação, o que explica

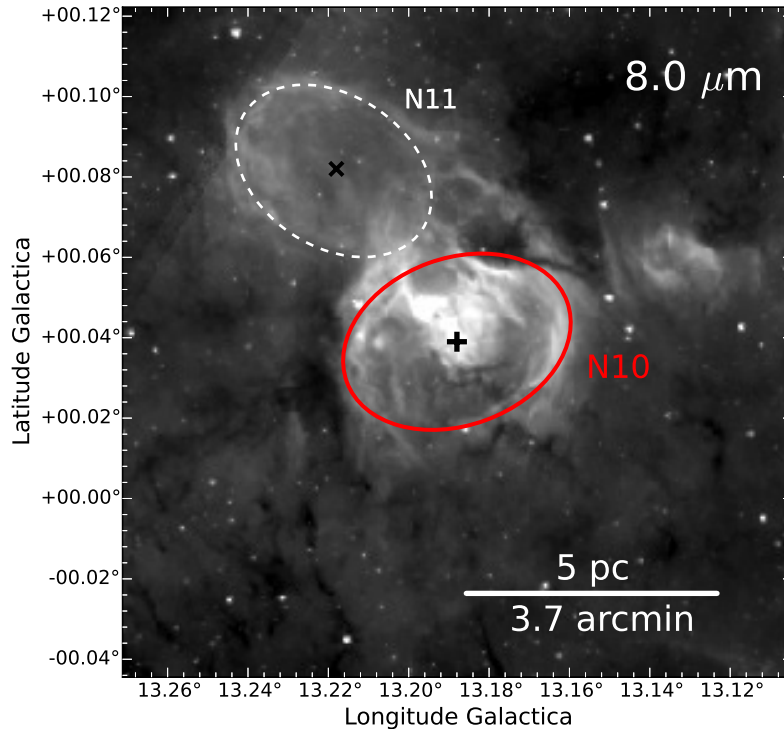


Figura 2.1: Imagem de N10 em $8.0 \mu\text{m}$, localizada a uma distância de 4.7 kpc. A cruz preta indica o centro da região HII dentro da bolha infravermelha. A elipse vermelha indica a borda de N10. A escala corresponde a um campo de 5 pc (~ 3.7 arcmin). A elipse branca pontilhada indica a posição de N11, cujo centro está localizado em $l = 13.218^\circ$, $b = 0.082^\circ$, aqui identificado com um "x" em preto.

a discrepância. Churchwell et al. (2006) chegaram a considerar que N10 seria uma bolha bipolar (ou dupla), uma vez que uma outra bolha (N11) parece estar conectada a N10. Entretanto, Deharveng et al. (2015) mostraram recentemente que N10/N11 não constituem uma bolha bipolar. Nessa tese lidamos apenas com o caso de N10, mas essa questão será abordada brevemente mais adiante.

A presença do *maser* de metanol (CH_3OH) indica que há impacto de vento no gás denso. Esse processo necessita da radiação de uma estrela jovem e quente para ser energizado (Stahler & Palla, 2005) e também está associada com estágios iniciais da formação de estrelas de alta massa (Minier & Booth, 2002). Lee et al. (2001) sugeriram que a emissão *maser* do metanol a 6.67-GHz em geral está associada com *cores* moleculares quentes (*hot cores*). Um *maser* de metanol na região de N10 foi relatado primeiramente por Szymczak et al. (2000), detectado na direção da fonte IRAS 18111-1729. A Figura 2.2 mostra essa fonte de *maser* de metanol na extremidade de uma das duas condensações brilhantes a $870 \mu\text{m}$ adjacentes à bolha. O segundo *maser* CH_3OH foi identificado por Pandian et al. (2008), e aparece associado com uma fonte

SVSS¹.

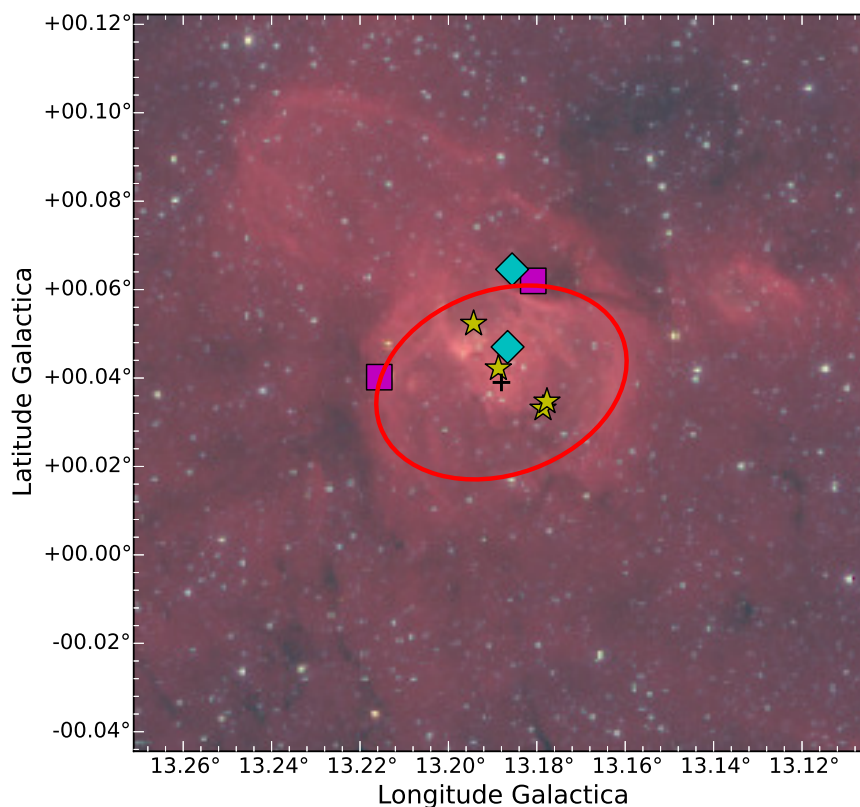


Figura 2.2: Composição em três cores da bolha N10 com imagens Spitzer-GLIMPSE 3.6 μm (em azul), 4.5 μm (em verde) e 8.0 μm (em vermelho). A posição das estrelas identificadas por Watson et al. (2008) estão marcadas em estrelas amarelas; condensações de poeira identificadas por Deharveng et al. (2010) são identificadas por quadrados magenta (#1 ao lado direito, #2 ao lado esquerdo); diamantes em ciano representam a posição dos *masers* de metanol por Szymczak et al. (2000) acima e Pandian et al. (2008) abaixo.

A existência de uma região HII preenchendo a bolha é comprovada pela emissão VLA a 20 cm, em vermelho na Figura 2.2. Em um estudo da região central, Watson et al. (2008) identificaram quatro estrelas como possíveis fontes ionizantes (veja a Tabela 2.1), baseada em suas SEDs, que são bem ajustadas por uma fotosfera estelar.

Um primeiro estudo de baixa resolução angular da emissão de CO associada com N10 foi obtido com o telescópio PMO² 13.7-m (Gama et al., 2016). Observamos a transição $J = 1 - 0$ dos isótopos ^{12}CO (115 GHz), ^{13}CO (110 GHz) e C^{18}O (109 GHz). Os resultados são apresentados no Capítulo 4 desta tese.

A resolução angular limitada nas observações realizadas no PMO 13.7-m (~ 50 arcsec, ou seja, 1 pc na distância de N10), impede estudos mais detalhados da distribuição do gás molecular

¹ NRAO VLA Sky Survey (Condon et al., 1998)

² Purple Mountain Observatory (Nanjing, China)

Tabela 2.1 - Estrelas candidatas a fontes ionizantes no sistema da bolha N10.

ID ^a	A.R. (J2000)	DEC (J2000)	Tipo Espectral	A _V
IN10-1	18 14 06.343	-17 28 33.86	O7.5 V	7
IN10-2	18 14 04.771	-17 27 58.74	O6.5 V	7
IN10-3	18 14 07.104	-17 29 21.27	O6 V	5
IN10-4	18 14 06.666	-17 29 21.34	O7 V	8

Notas. ^a Identificações de Watson et al. (2008).

e sua cinemática e das propriedades do gás na interface entre a região HII e a nuvem molecular progenitora, além da identificação de condensações densas pré/protoestelares.

Nos últimos anos estamos obtendo progresso na compreensão dessa questão, em função de instrumentos como o IRAM³ 30-m, que tem possibilitado um levantamento mais completo de traçadores de formação estelar em regiões similares ao nosso objeto de estudo. Dessa forma, recorreremos a observações com este telescópio para obter dados mais aprofundados.

A partir daqui adotaremos a posição de N10 e da elipse na Figura 2.2 como referência: topo da bolha (latitudes mais altas com respeito ao centro), inferior (latitudes mais baixas), inferior (longitudes mais baixas) e esquerda (longitudes mais altas).

³ <http://www.iram-institute.org/EN/30-meter-telescope.php>

2.2 Dados da literatura

No presente trabalho, utilizamos levantamentos disponíveis desde o infravermelho até o centimétrico para analisar a bolha N10 em outros comprimentos de onda.

- Infravermelho médio:

O levantamento GLIMPSE (Benjamin et al., 2003) mapeou regiões do plano interno da Galáxia com o instrumento IRAC (Infrared Array Camera; Fazio et al., 2004), a bordo do Telescópio Espacial Spitzer. Nós obtivemos imagens nas bandas IRAC em 4.5, 5.8 and 8.0 μm , conforme mostra a Figura 2.3.

Para analisar o conteúdo estelar jovem, nós fizemos uso dos dados *Wide-Field Infrared Survey Explorer satellite* (WISE; Wright et al., 2010) em 3.4, 4.6, 12, e 22 μm (bandas w1, w2, w3, w4 respectivamente). Dessa forma, fomos capazes de identificar regiões nas quais objetos estelares jovens estão presentes.

A imagem de N10 em 24 μm foi obtida por outro levantamento na parte interna do plano Galáctico, MIPS GAL, utilizando o instrumento MIPS (*Multiband Imaging Photometer for the Spitzer*; Rieke et al., 2004). No painel em 24 μm da Figura 2.3 podemos ver que essa emissão preenche toda a área indicada pela elipse vermelha. Essa emissão, típica em bolhas infravermelhas, é causada pela poeira morna presente na região do gás ionizado.

- Sub-milimétrico:

A bolha N10 foi mapeada em comprimentos de onda no sub-milimétrico pelo telescópio APEX (Miettinen, 2012). A imagem em 870 μm foi obtida com o ATLASGAL (*APEX Telescope Large Area Survey of the Galaxy*), um programa de observação que utilizou o instrumento LABOCA (Large Apex BOlometer CAmera instrument Schuller et al., 2009). A emissão da poeira fria em 870 μm é útil para revelar a presença de nuvens escuras densas. Duas dessas nuvens, relatadas por Wienen et al. (2012), são vistas nas fronteiras de N10.

- Centimétrico:

A emissão no contínuo de rádio em 20 cm a partir dos dados MAGPIS⁴ (Helfand et al., 2006) confirma a existência de uma região HII dentro da bolha N10. Com o intuito de melhorar

⁴ The Multi-Array Galactic Plane Imaging Survey

os dados da emissão no contínuo, o MAGPIS combinou imagens VLA com imagens de um levantamento em 1.4 GHz realizado por Reich et al. (1990) utilizando o telescópio Effelsberg 100-m. Tal emissão, devido ao processo livre-livre, é boa traçadora de gás ionizado.

Nós usamos o *website* MAGPIS ⁵ para obter as imagens apresentadas na Figura 2.3.

⁵ <http://third.ucllnl.org/gps>

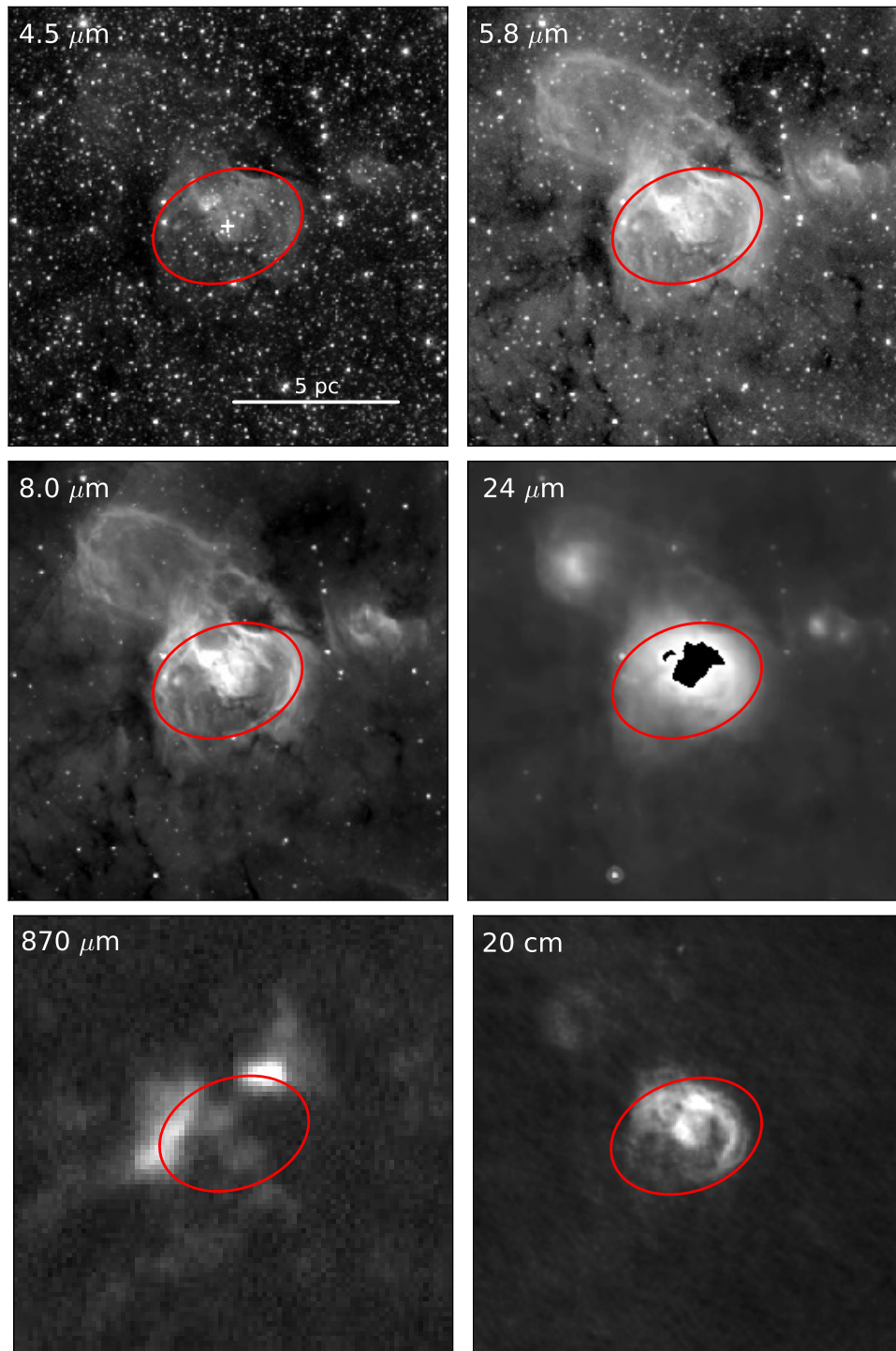


Figura 2.3: Imagens multi-comprimento de onda da região N10. Os painéis mostram a emissão em 4.5 μm , 5.8 μm , 8.0 μm , 24 μm , 870 μm e 20 cm na direção da região de interesse, dos levantamentos Spitzer-GLIMPSE, Spitzer-MIPSGAL, APEX/ATLASGAL e GPS-VLA, respectivamente. Todas as imagens mostram a mesma região do céu, no primeiro painel, a cruz branca marca o centro da região HII; em todas as imagens a elipse vermelha é para referência, conforme mostrado na Figura 2.1.

Observações

3.1 Observações com o PMO 13.7-m

PMO 13.7-m é uma antena que encontra-se no Purple Mountain Observatory (PMO), província de Nanjing, China. É uma instalação da *Chinese Academy of Sciences* localizada a 267 metros de altitude. O PMO 13.7-m tem como um de seus focos de pesquisa a formação estelar através do universo.

Foi observada a transição $J = 1 - 0$ das espécies ^{12}CO (115.27 GHz), ^{13}CO (110.20 GHz) e C^{18}O (109.78 GHz). As observações foram realizadas em Junho de 2012. O modo de observação On-The-Fly (OTF) foi aplicado para mapear uma região de $21' \times 25'$ centrada em $\alpha_{2000} = 18^{\text{h}}14^{\text{m}}01^{\text{s}}.361$ e $\delta_{2000} = -17^{\circ}28'23''.14$.

Dos métodos de observação em prato único, o mapeamento OTF é uma técnica na qual o telescópio é conduzido de forma suave e rápida através de um campo, enquanto os dados e as informações de posição da antena são registrados continuamente. A precisão do resultado é melhor porque, uma vez que o campo é coberto rapidamente, as propriedades da atmosfera e do sistema (incluindo o apontamento da antena e a calibração) mudam menos em comparação com outras técnicas convencionais. Além disso, as condições meteorológicas são uniformes sobre a região mapeada. Para produzir a imagem final, os espectros individuais são colocados em uma grade e, em seguida, é realizada uma média.

A largura do feixe à meia potência (HPBW, do inglês *Half Power Beam Width*) pode ser bem ajustada por:

$$HPBW = k \frac{\lambda}{D}, \quad \text{em radianos} \quad (3.1)$$

onde k é um fator que varia sutilmente conforme o telescópio, λ é o comprimento de onda corres-

pondente e D é o diâmetro do telescópio, sendo que λ e D precisam estar na mesma unidade. Para as observações realizadas na antena PMO 13.7-m adotamos $k = 1.166$ e, portanto, o tamanho do *beam* é $\text{HPBW} = \sim 52 \text{ arcsec}$.

Usamos um arranjo de 9 beams de receptores SIS¹ no *front end* (Shan et al., 2012). A eficiência do feixe principal (*main beam efficiency*) no centro do arranjo 3×3 é de aproximadamente 0.44 a 115 GHz, e 0.48 a 110 GHz. Espectrômetros de Transformada Rápida de Fourier (FFTS) foram usados para digitalizar os sinais e alocar 1 GHz em 16.384 canais. Portanto, nossa resolução espectral é de cerca de 61 kHz, o que corresponde a resoluções em velocidade de 0.16 km s^{-1} a 115 GHz, e 0.17 km s^{-1} a 110 GHz e 109 GHz.

A condição de tempo nublado durante as observações levaram as temperaturas de sistema a atingirem 550 K e 350 K a 115 GHz e 110 GHz, respectivamente. Isso resultou em ruídos (rms) de 1.7 K e 1.2 K na temperatura de brilho para $^{12}\text{CO } J = 1 - 0$ e $^{13}\text{CO } J = 1 - 0$. Tal ruído pode ter tornado sinais relativamente fracos em sinais indetectáveis.

No entanto, as regiões com forte emissão em linha podem ser validamente investigadas. A informação de velocidade fornecida por estes dados revela, de forma convincente, a cinemática da bolha e as condições moleculares em alguns sub-regiões.

3.2 Observações com o IRAM 30-m

IRAM 30-m é um telescópio do Instituto de Radioastronomia Milimétrica (*Institut de Radioastronomie Milimétrique*²) instalado no Pico Veleta, na Espanha. Com um diâmetro de 30 metros, é um dos maiores e mais sensíveis rádio telescópios que detecta ondas milimétricas nos dias de hoje. Trata-se de uma *single dish* (antena de prato único) bastante adequada para detectar fontes distantes ou com baixa intensidade. A espectroscopia em alta resolução nos permite estudar a interação, a composição química e a formação de estrelas dentro de nuvens moleculares na nossa Galáxia.

As observações com o telescópio IRAM 30-m foram realizadas em Setembro de 2015. Utilizamos duas das quatro bandas do EMIR (*Eight Mixer Receiver*): a banda E090, centrada aproximadamente em 90 GHz, e a banda E150, centrada aproximadamente em 150 GHz, para mapear a emissão de possíveis traçadores de formação estelar na região de N10. A Figura 3.1 mostra a

¹ *Superconductor-Insulator-Superconductor*

² <http://www.iram-institute.org/>

transmissão atmosférica para as bandas do receptor EMIR ³.

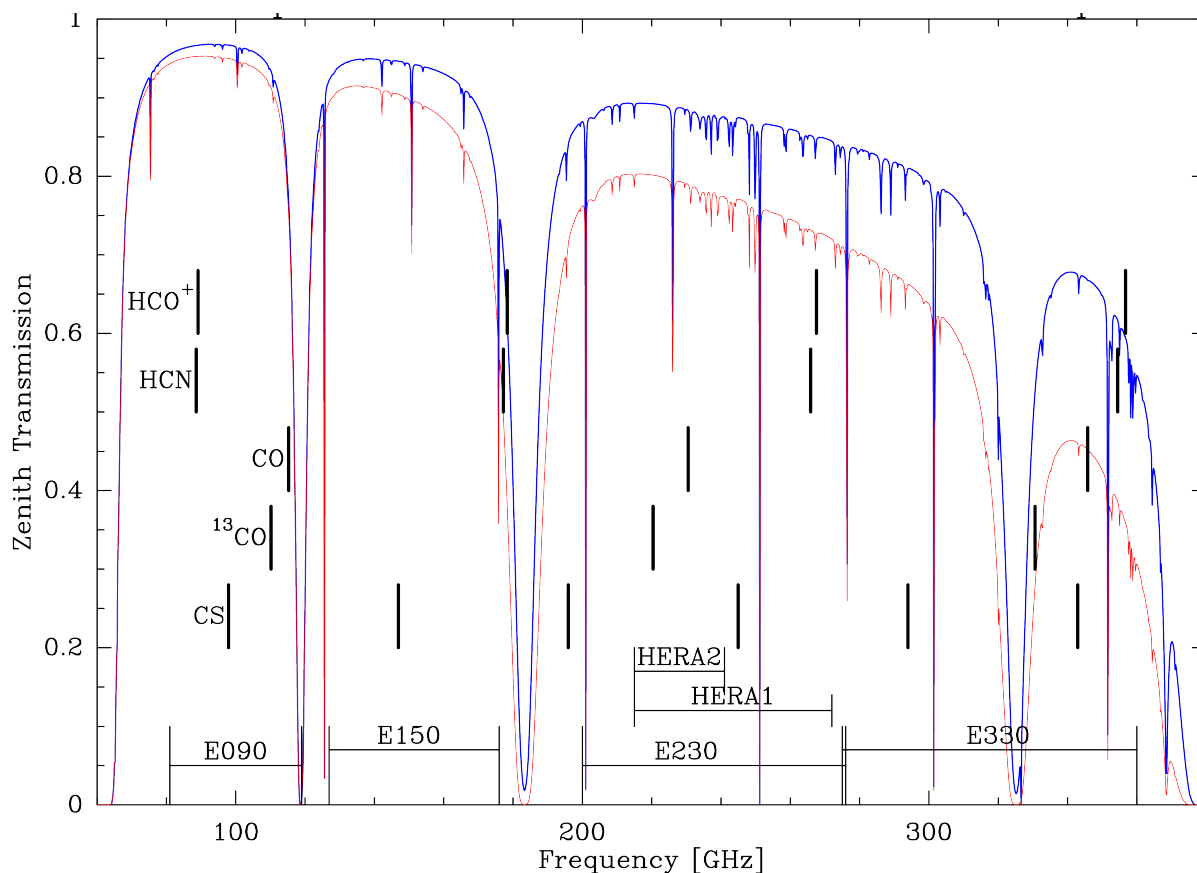


Figura 3.1: Transmissão atmosférica entre 60 e 400 GHz para dois valores de vapor d'água precipitável (pwv, do inglês *precipitable water vapor*): 2 mm em azul e 4 mm em vermelho. As bandas EMIR são mostradas abaixo, com as frequências de algumas transições moleculares importantes.

Nós cobrimos um campo de 25 arcmin² no modo On-The-Fly, campo esse grande o suficiente para envolver a nebulosa ionizada e a nuvem molecular ao redor. Observamos com o receptor EMIR nas bandas E090 (83-117 GHz) e E150 (129-174 GHz), usando o modo de observação OTF/PSW (*Position Switching*). A calibração foi verificada com relação à Saturno e as condições meteorológicas estavam razoáveis e bastante estáveis durante as sessões de observação.

A eficiência do feixe principal (B_{eff}) e a largura do feixe à meia potência ($HPBW$) variam em função da frequência observada. Para frequências observadas com o E090, a eficiência do feixe principal é $B_{eff} = 0.81$, e com o E150 esse valor é $B_{eff} = 0.93$. A Tabela 3.1 apresenta os valores de $HPBW$ para as linhas de emissão das moléculas mapeadas no modo OTF.

³ Referência: http://www.iram.es/IRAMES/mainWiki/EmirforAstronomers#EMIR_bands

Tabela 3.1 - Tamanho do feixe à meia potência (HPBW) para cada linha observada no telescópio IRAM 30-m.

Linha	Frequência (GHz)	HPBW (arscec)
HCO ⁺ (1 – 0)	89.188	27.58
HCN (1 – 0)	88.613	27.76
SiO (2 – 1)	86.847	28.33
N ₂ H ⁺ (1 – 0)	93.173	26.40
CS (3 – 2)	146.969	13.40

Por último, a fim de obter uma compreensão mais aprofundada sobre as propriedades químicas do gás molecular em núcleos pré/protoestelares, realizamos integração profunda na direção da condensação mais brilhante de N10. Integração profunda por ~15 minutos, utilizando a banda E090 do receptor EMIR, nos permitiu cobrir um intervalo espectral muito interessante ao longo da banda em 3 mm.

Resultados

4.1 Observações com o PMO 13.7-m

As transições $J = 1 - 0$ dos isótopos ^{12}CO , ^{13}CO e C^{18}O foram observadas simultaneamente. Forte emissão de ^{12}CO e ^{13}CO foram observadas, mas a emissão de C^{18}O é fraca e não a analisamos nesse trabalho. A Figura 4.1 apresenta as linhas espectrais observadas. Os painéis da esquerda são os espectros médios da região de $21' \times 25'$ centrada em $\alpha_{2000} = 18^h 14^m 01^s.361$ e $\delta_{2000} = -17^\circ 28' 23''.14$ ($l = 13.188^\circ$, $b = 0.039^\circ$).

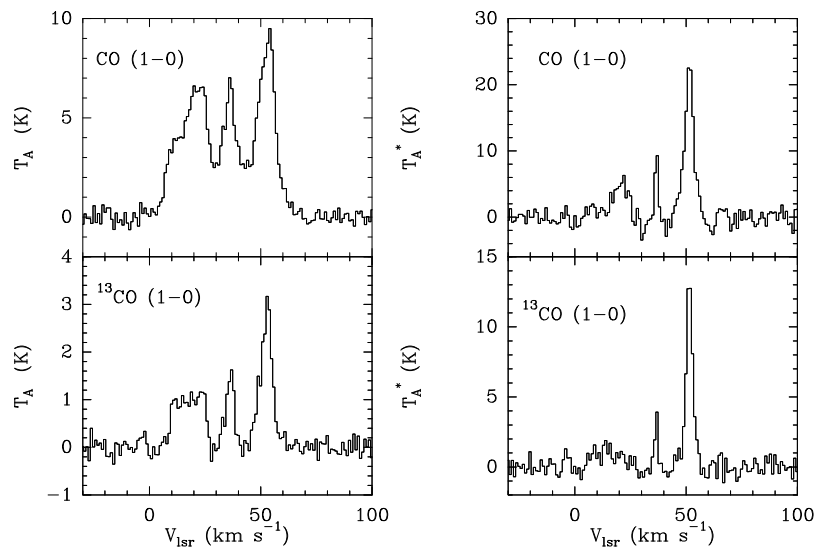


Figura 4.1: Linhas espectrais. A coluna à esquerda mostra o espectro médio da região observada, para ^{12}CO ($1 - 0$) no painel acima e para ^{13}CO ($1 - 0$) no painel abaixo. A coluna à direita apresenta o espectro dessas duas linhas na posição do pico de emissão, na posição $\alpha_{2000} = 18^h 14^m 10^s.03$ e $\delta_{2000} = -17^\circ 27' 35''.3$ ($l = 13.21^\circ$, $b = 0.037^\circ$).

A emissão de ^{12}CO e ^{13}CO que detectamos nos permite identificar três picos de velocidade: a 20, a 37 e a 52 km s^{-1} , aproximadamente. As velocidades centrais e a largura das linhas observadas foram determinados por meio do ajuste Gaussiano utilizando o *software* CLASS, do pacote GILDAS¹. Nesta tese vamos nos referir às velocidades sempre em termos do padrão local de repouso (LSR, do inglês *Local Standard of Rest*).

A Figura 4.2 dispõe o mapa de canais da emissão ^{12}CO e a Figura 4.3 mostra o mapa de canais da emissão ^{13}CO . A imagem de fundo em todos os canais é a emissão contínua a $8.0 \mu\text{m}$. Ajustamos os canais incrementando a velocidade de 1 em 1 km s^{-1} , em um intervalo de 45 a 62 km s^{-1} . Existe uma forte correlação entre a emissão de ^{12}CO e ^{13}CO , especialmente no intervalo 49–53 km s^{-1} .

¹ <http://www.iram.fr/IRAMFR/GILDAS>

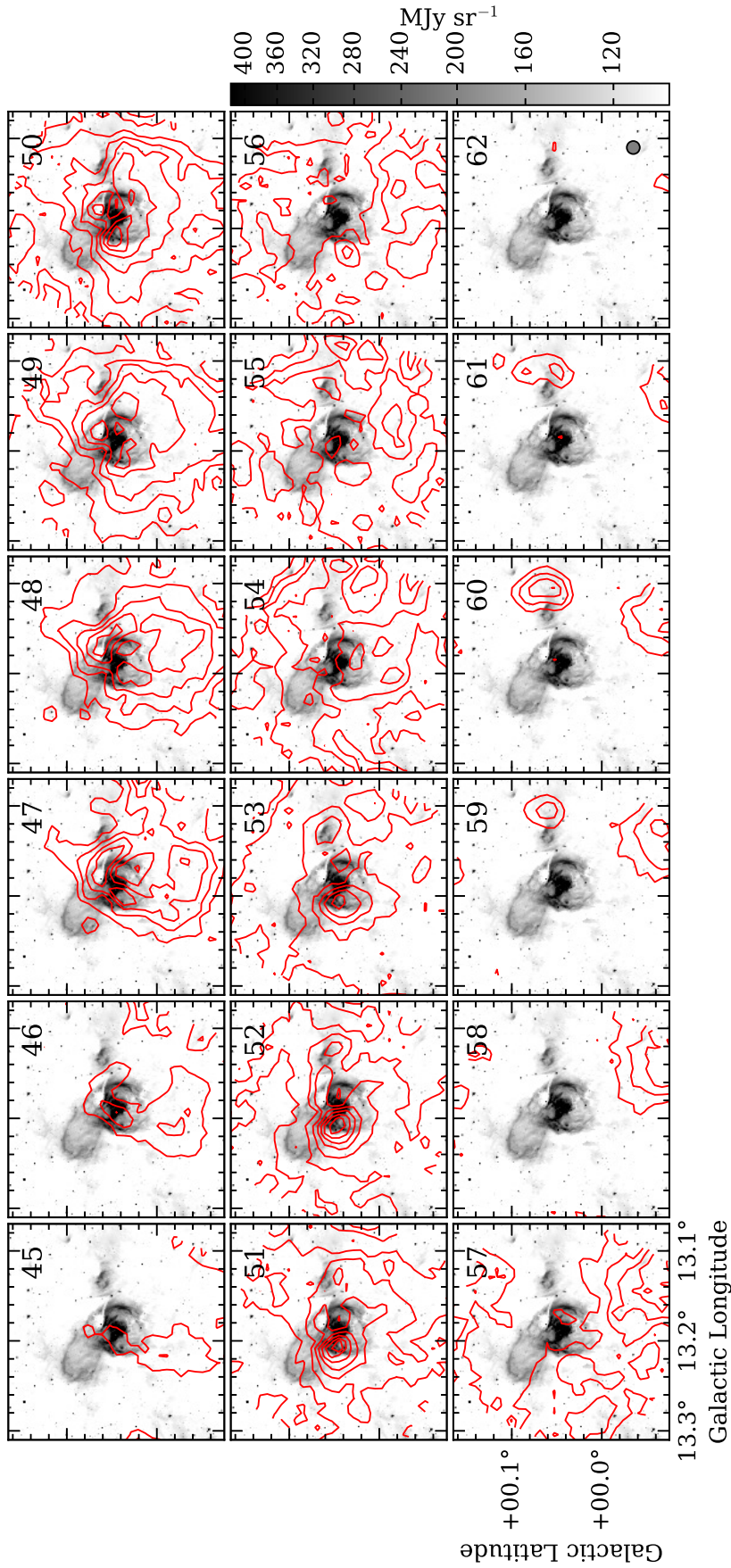


Figura 4.2: Mapas de canal da emissão ^{12}CO ($J = 1 - 0$) em contornos sobrepostos à imagem Spitzer $8.0 \mu\text{m}$. Os contornos começam em 5σ , com passos de 3σ ($1 \sigma = 0.90 \text{ K km s}^{-1}$). A velocidade principal em km s^{-1} é indicada no canto superior direito em cada painel menor. A barra de intensidade mostra a intensidade do fluxo da emissão em $8.0 \mu\text{m}$ em escala logarítmica e o círculo pequeno no último mapa representa o tamanho do feixe (*beam size*).

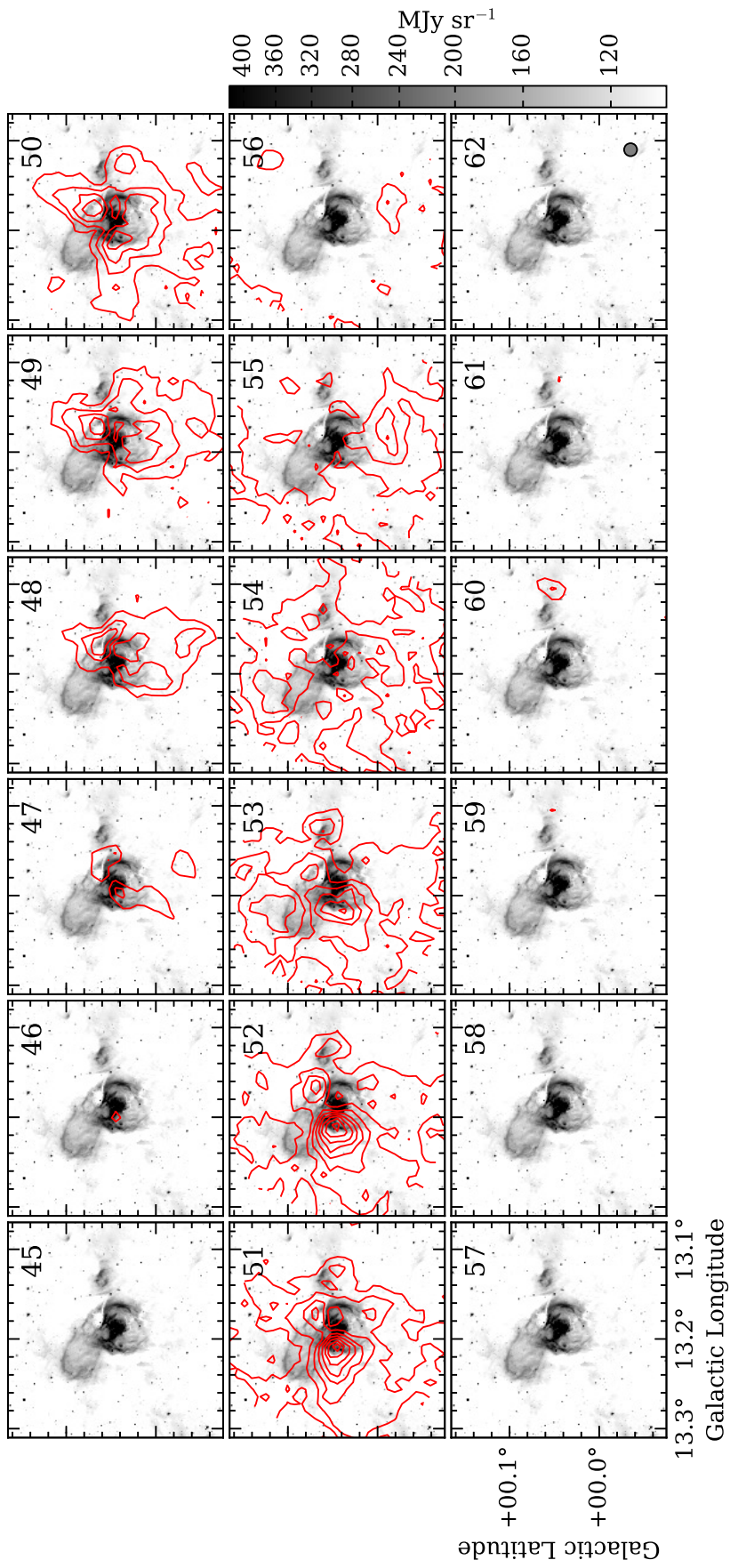


Figura 4.3: O mesmo que a Figura 4.2, para a emissão ^{13}CO ($J = 1 - 0$). Os contornos começam em 5σ , aumentando com um passo de 3σ ($1\sigma = 0.55 \text{ K km s}^{-1}$).

Devemos ser cuidadosos ao associar uma condensação de poeira com N10, pois uma condensação pode estar sendo observada na direção da bolha e não estar fisicamente associada a ela, apenas posicionada ao longo da mesma linha de visada. Esta questão pode ser resolvida com a informação da velocidade.

Na Figura 4.1 podemos perceber uma componente larga centrada em $\sim 20 \text{ km s}^{-1}$, que tem a menor intensidade entre os três picos. A componente centrada em $\sim 37 \text{ km s}^{-1}$ apresenta um perfil mais estreito que a componente anterior, e intensidade menor se comparada com a componente centrada em $\sim 52 \text{ km s}^{-1}$. As velocidades encontradas na literatura para diferentes linhas de emissão associadas a N10 variam de 48.5 a 54.1 km s^{-1} , como mostra a Tabela 4.1. Isso nos leva a adotar a componente com pico em 52 km s^{-1} como a componente fisicamente relacionada a nossa fonte.

Tabela 4.1 - Velocidades obtidas na direção da bolha N10, através de diferentes métodos.

Velocidade (km s^{-1})	Método	Referência
54.1	Região HII, linha de recombinação em rádio	Lockman (1989)
48.5	Emissão a 6.7 GHz de <i>maser</i> de metanol	Szymczak et al. (2000)
54.1	Linha de absorção HI	Pandian et al. (2008)
50.2	Linha de emissão de CO	Beaumont & Williams (2010)
48.5	Linha de inversão de NH_3	Wienen et al. (2012)
54.1	Dados WISE da região HII	Anderson et al. (2014)

As velocidades em torno do pico de emissão em 52 km s^{-1} em nossas observações variam de 48 a 53 km s^{-1} . Com o intuito de verificar a correspondência entre a distribuição física do conteúdo molecular e a bolha vista em infravermelho, sobreposemos contornos da emissão de ^{12}CO e ^{13}CO da componente estreita sobre a imagem Spitzer $8.0 \mu\text{m}$ na Figura 4.4. A distribuição espacial de ^{12}CO mostra duas estruturas principais que parecem estar relacionadas com a emissão a $8.0 \mu\text{m}$ emission, e ^{13}CO apresenta dois *clumps* na borda da morfologia anelar de N10, nas mesmas posições que as estruturas em ^{12}CO .

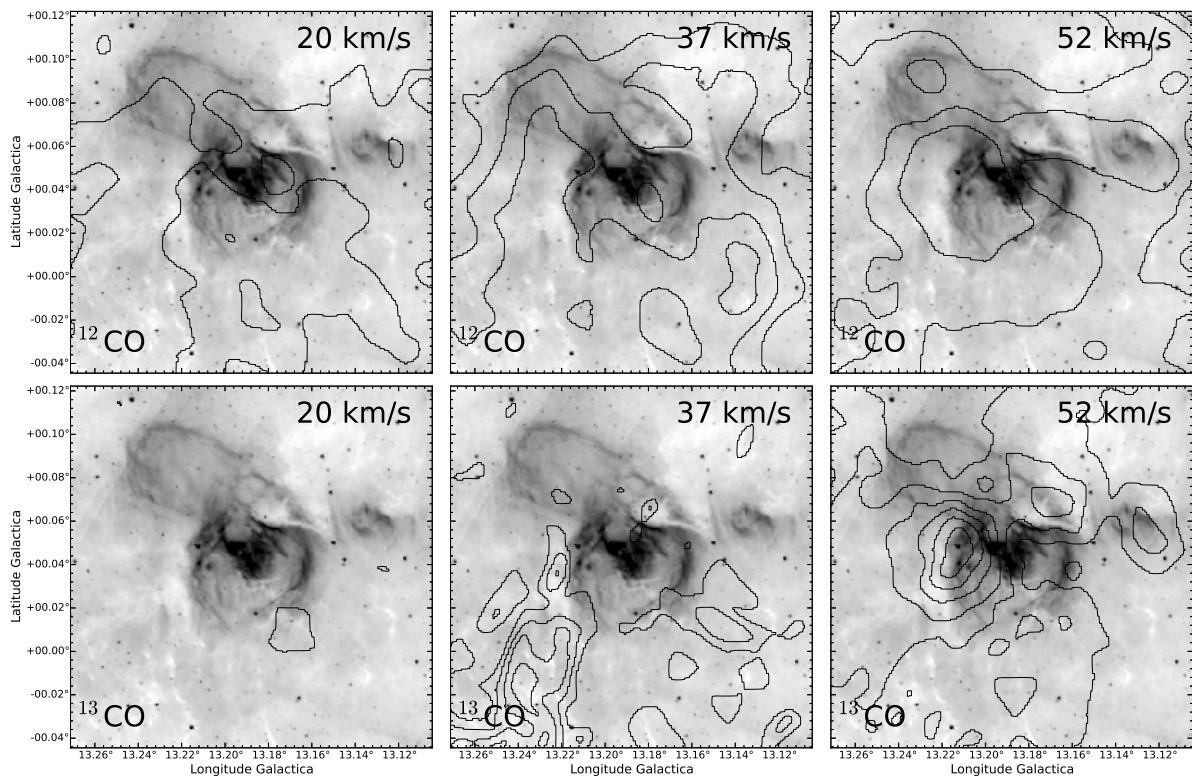


Figura 4.4: Os painéis acima mostram os contornos da emissão ^{12}CO centrada em 20 km s^{-1} (à esquerda), 37 km s^{-1} (no centro) e 52 km s^{-1} (à direita), de 4.5 a 12.6 K com passos de 2.7 K. Os painéis abaixo apresentam contornos da distribuição da emissão ^{13}CO em 20 km s^{-1} (à esquerda), 37 km s^{-1} (no centro) e 52 km s^{-1} (à direita), de 2.75 a 11 K com passos de 1.65 K. Todos os painéis exibem a imagem Spitzer $8.0 \mu\text{m}$ como plano de fundo.

- Parâmetros observados

Na discussão a seguir adotaremos a identificação para os *clumps* de acordo com a Figura 4.5 para nos referirmos às condensações identificadas. Devido à fraca resolução angular do PMO 13.7-m (nas nossas observações, o tamanho do feixe equivale a 0.9 pc), o tamanho dessas condensações podem ser menor do que 0.9 pc. Classificamos como *clumps* aquelas condensações nas quais a formação de aglomerados estelares podem ocorrer (Bergin & Tafalla, 2007).

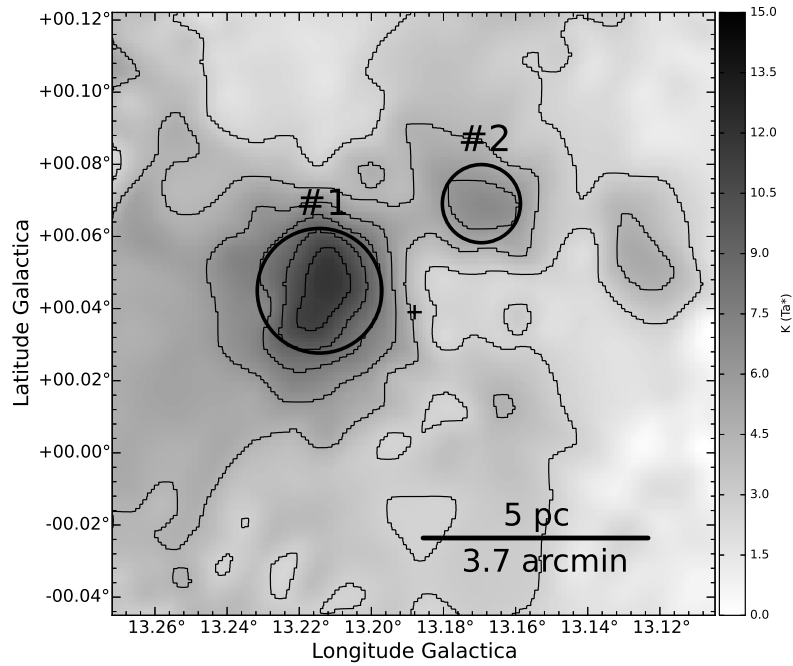


Figura 4.5: Região dos *clumps* identificados no mapa de intensidade de ^{13}CO centrado em 52 km s^{-1} , em escala de cinza. O *Clump #1* e o *Clump #2* parecem estar fisicamente associados à bolha N10. Contornos em preto mostram também a emissão em ^{13}CO de 2.75 a 11 K, em passos de 1.65 K. A cruz preta indica o centro da região HII na bolha N10.

Utilizamos o CLASS/GILDAS para estimar parâmetros por meio de ajustes Gaussianos e obtivemos a velocidade central (V_{LSR}), a temperatura de antena (T_A^*) e a largura à meia altura (ΔV_{FWHM} , FWHM do inglês *Full Width at Half Maximum*) das linhas observadas. Os valores são mostrados na Tabela 4.2.

- Parâmetros físicos calculados

Para melhor compreender o status evolutivo dos *clumps*, calculamos as propriedades dos dois *clumps* identificados em nossas observações de CO. A massa dos *clumps* foi estimada com o auxílio do *software* Miriad (Sault et al., 1995).

A massa do gás molecular em uma condensação é calculada através da intensidade da linha de emissão sob a hipótese de equilíbrio termodinâmico local (LTE, do inglês *Local Thermodynamic Equilibrium*). Com a equação de transferência radiativa de Garden et al. (1991), calculamos a massa dos *clumps* sob a condição de LTE, M_{LTE} , seguindo a relação:

$$M_{LTE} = \frac{4}{3} \pi R^3 m_{H_2} \mu_g n_{H_2} \quad (4.1)$$

onde M_{LTE} é dada em massas solares M_{\odot} , m_{H_2} é a massa da molécula de hidrogênio, $\mu_g = 1.36$ é o peso atômico médio do gás e n_{H_2} é a densidade em número de moléculas por unidade de volume. R é o raio médio da condensação é obtido pela relação $R = \sqrt{b_{maj} \times b_{min}}/2$, sendo b_{maj} e b_{min} os semi-eixos maior e menor da elipse, respectivamente, obtidos com a utilização do *software* Miriad.

Considerando $n_{H_2} = N_{H_2}/2R$, devemos primeiramente estimar o valor da densidade colunar N_{H_2} por meio da densidade colunar de CO. De acordo com Garden et al. (1991), a densidade colunar N de uma molécula linear rígida, sob a condição de LTE, pode ser expressa por:

$$N = \frac{3k}{8\pi^3 B \mu^2} \times \frac{\exp[h B J(J+1)/k T_{ex}]}{(J+1)} \times \frac{(T_{ex} + hB/3k)}{[1 - \exp(-hv/kT_{ex})]} \times \int \tau dv \quad (4.2)$$

onde B é a constante rotacional, J é o número quântico rotacional do estado inferior da transição observada e μ é o dipólo elétrico da molécula. T_{ex} é a temperatura de excitação e τ é a profundidade óptica de 48 a 53 km s⁻¹.

A temperatura de brilho (T_r) pode ser obtida diretamente da observação, uma vez que esta é a medida da intensidade da fonte. Sendo a temperatura de excitação (T_{ex}) medida em função de T_r , estimamos (Garden et al., 1991):

$$T_r = \frac{hv}{k} \times \left[\frac{1}{\exp(hv/kT_{ex}) - 1} - \frac{1}{\exp(hv/kT_{bg}) - 1} \right] \times [1 - \exp(-\tau)] f \quad (4.3)$$

Tabela 4.2 - Parâmetros das linhas dos espectros médios da região observada, ilustrados na coluna esquerda na Figura 4.1.

Linha	V_{LSR} (km s ⁻¹)	T_A^* (K)	ΔV_{FWHM} (km s ⁻¹)
¹² CO	52.6	8.3	9.2
¹³ CO	52.6	2.9	6.1

onde T_r , T_{ex} e T_{bg} são expressas em K e $T_{bg} = 2.73$ K é a temperatura da radiação cósmica de fundo. Para as observações no PMO 13.7-m nesses comprimentos de onda, assumimos um “fator de preenchimento” (ou seja, a fração do feixe preenchida pela emissão, *filling factor*) $f = 1$.

Assumindo que T_{ex} é a mesma para ^{12}CO e para ^{13}CO , as profundidades óptica de ambas as linhas podem ser obtidas comparando diretamente a medida das suas temperaturas de brilho T_r , (Garden et al., 1991):

$$\frac{T_r(^{12}\text{CO})}{T_r(^{13}\text{CO})} \approx \frac{1 - \exp(-\tau_{12})}{1 - \exp(-\tau_{13})} \quad (4.4)$$

Adotamos uma razão de isótopo de $[^{12}\text{CO}]/[^{13}\text{CO}] = 60$ (Deharveng et al., 2008), o que implica $\tau_{12}/\tau_{13} = 60$. Assim, podemos obter a temperatura de excitação T_{ex} aplicando a relação 4.4 na equação 4.3. Utilizando o valor de T_{ex} estimado para a linha ^{13}CO , adotando a razão de isótopo de $[^{12}\text{CO}]/[^{13}\text{CO}] = 60$ e assumindo um valor canônico de 10^{-4} para a razão de abundância $[\text{CO}]/[\text{H}_2]$, por fim obtemos a densidade colunar para o hidrogênio utilizando a equação 4.2. Dessa forma, a linha ^{13}CO traça a densidade colunar dos *clumps* #1 e #2, conforme listamos na Tabela 4.3.

Com a dispersão de velocidade obtida e a massa sob LTE, podemos estimar a condição virial comparando a massa do gás com a massa virial M_{virial} . Em uma nuvem na qual a média temporal da energia cinética é igual à metade da média temporal da energia potencial, o sistema estará em equilíbrio virial. A hipótese de que um sistema gravitacionalmente ligado se encontra em equilíbrio virial é bastante usada em Astrofísica para estimar sua massa (Huang, 1954). A massa virial M_{virial} é dada por Ungerechts et al. (2000) através da expressão:

$$\frac{M_{virial}}{M_{\odot}} = 2.10 \times 10^2 \left(\frac{R}{pc} \right) \left(\frac{\Delta V_{FWHM}}{km s^{-1}} \right)^2 \quad (4.5)$$

onde R é o raio médio do *clump*.

A massa de Jeans M_J é a massa acima da qual uma nuvem de gás irá colapsar, para uma dada densidade e temperatura, quando a atração gravitacional supera a pressão do gás. Pode ser calculada de acordo com Stahler & Palla (2005):

$$\frac{M_{Jeans}}{M_{\odot}} = \left(\frac{T}{10K} \right)^{3/2} \left(\frac{n_{H_2}}{10^4 cm^{-3}} \right)^{-1/2} \quad (4.6)$$

Os resultados são apresentados na Tabela 4.3, onde as colunas de 2 a 7 listam, respectivamente, os seguintes parâmetros dos *clumps* identificados em ^{13}CO : raio médio (R), temperatura de excitação (T_{ex}), densidade colunar de hidrogênio (N_{H_2}), densidade (n_{H_2}), massa calculada sob a hipótese de LTE (M_{LTE}), massa virial (M_{virial}) e massa de Jeans (M_{Jeans}).

Tabela 4.3 - Parâmetros calculados para os *clumps* observados em ^{13}CO .

clump	R (pc)	T_{ex} (K)	N_{H_2} (10^{22} cm^{-2})	n_{H_2} (10^3 cm^{-3})	M_{LTE} ($10^3 M_{\odot}$)	M_{virial} ($10^3 M_{\odot}$)	M_{Jeans} ($10^3 M_{\odot}$)
#1	1.1	16.8	4.1	4.2	2.6	9.3	7.0
#2	1.2	12.9	3.3	3.9	1.5	7.8	4.7

4.2 Distribuição de poeira fria

A emissão térmica da poeira fria é a principal responsável pela distribuição do contínuo em $870 \mu\text{m}$ na direção de N10, enquanto a emissão em $8.0 \mu\text{m}$ tem origem nos hidrocarbonetos policíclicos aromáticos (PAHs) excitados pelos fótons UV. A Figura 4.6 mostra a emissão em $870 \mu\text{m}$ em escala de cinza e contornos (à esquerda), e os mesmos contornos da emissão de poeira fria são sobrepostos na imagem Spitzer $8.0 \mu\text{m}$ (à direita).

Os dois *clumps* $870 \mu\text{m}$ coincidem com as condensações moleculares detectadas no pico de velocidade de 52 km s^{-1} mostradas nos painéis a direita da Figura 4.4. Nesta seção, calculamos os parâmetros físicos para a condensação mais densa, em destaque na Figura 4.7.

Se considerarmos a emissão em $870 \mu\text{m}$ como um resultado dos grãos de poeira térmicos, podemos calcular a massa total (M_{tot}) dessa condensação seguindo a relação citada por Deharveng et al. (2010):

$$M_{tot} = 100 \frac{S_{870\mu\text{m}} D^2}{\kappa_{870\mu\text{m}} B_{870\mu\text{m}}(T_{dust})}, \quad (4.7)$$

onde M_{tot} é dada em gramas, $S_{870\mu\text{m}}$ é a densidade de fluxo total da emissão $870 \mu\text{m}$ em Jy, D em kpc, $\kappa_{870\mu\text{m}}$ é a opacidade da poeira por unidade de massa em $\text{cm}^2 \text{ g}^{-1}$ e $B_{870\mu\text{m}}$ é a função de Planck (para uma dada temperatura de poeira T_{dust}) em Jy. Aqui assumimos que $T_{dust} = 20 \text{ K}$, $\kappa_{870\mu\text{m}} = 1.8 \text{ cm}^2 \text{ g}^{-1}$ e a razão gás-poeira em massa é $\sim 100:1$ (Kerr & Knapp, 1974).

Calculamos a densidade colunar de H_2 , $N(H_2)$, usando a relação fornecida por Deharveng et al. (2010):

$$N(H_2) = \frac{100 F_{870\mu\text{m}}}{\kappa_{870\mu\text{m}} B_{870\mu\text{m}}(T_{dust}) 2.8 m_H \Omega_{beam}}, \quad (4.8)$$

onde $N(H_2)$ está em cm^{-2} , o brilho superficial $F_{870\mu\text{m}}$ está expresso em Jy beam^{-1} , o ângulo sólido do feixe principal Ω_{beam} está em esteradianos e a massa do hidrogênio m_H está em gramas.

Para estimar a dimensão física da condensação de poeira fria, calculamos o raio efetivo decolvoído de acordo com a relação:

$$R_D = (R_{maj,D} \times R_{min,D})^{0.5} = \left(\frac{\theta_{maj,D}}{2} \times \frac{\theta_{min,D}}{2} \right)^{0.5} \quad (4.9)$$

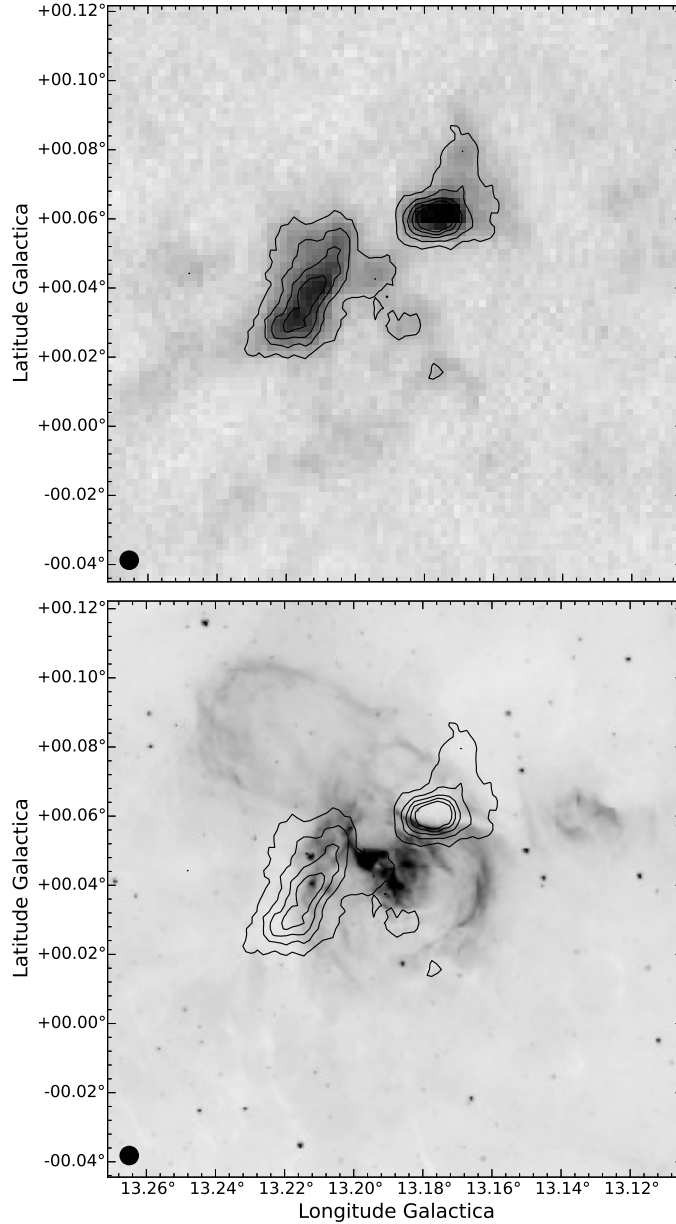


Figura 4.6: *Panel superior:* emissão $870 \mu\text{m}$ mostrando a distribuição de poeira fria em escala de cinza, de 0.2 a 4.2 Jy beam^{-1} , com contornos de 2 a 5 σ , em passos de 1 σ ($1 \sigma = 0.5 \text{ Jy beam}^{-1}$). *Painel inferior:* imagem Spitzer $8.0 \mu\text{m}$ ao fundo, com os mesmos contornos em $870 \mu\text{m}$ da figura à esquerda. Nas duas imagens, o ponto em preto representa o *beam size*.

onde a FWHM convoluídas mínima ($\theta_{maj,D}$) e máxima ($\theta_{min,D}$) da condensação foi calculada de acordo:

$$\theta_{maj,D} = \sqrt{\theta_{maj}^2 - \theta_{HPBW}^2} \quad e \quad \theta_{min,D} = \sqrt{\theta_{min}^2 - \theta_{HPBW}^2}, \quad (4.10)$$

onde θ_{maj} e θ_{min} são os semi-eixos maior e menor na FWHM, respectivamente, obtidos através

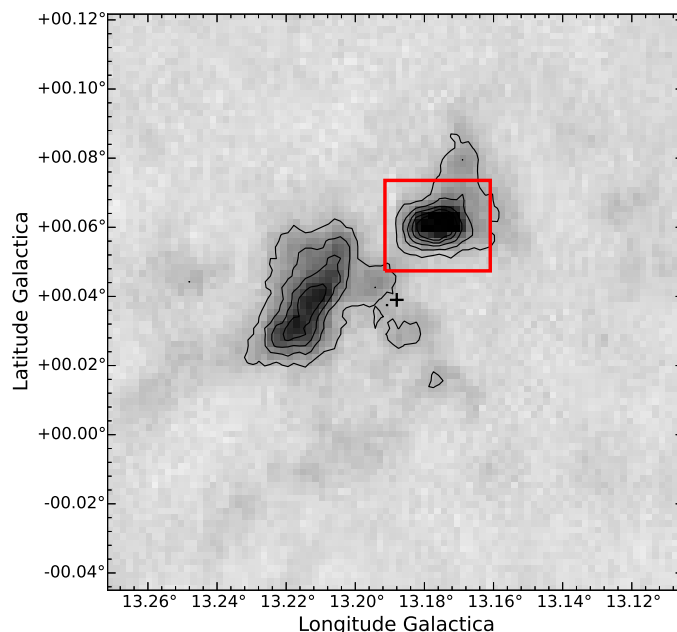


Figura 4.7: Mapa em escala de cinza da emissão 870 μm , com os mesmos contornos da Figura 4.6. O retângulo em vermelho destaca a região do *clump* de poeira fria mais denso, para o qual os parâmetros físicos foram obtidos.

de ajustes realizados com o GreG/GILDAS. O tamanho do feixe à meia altura para 870 μm é $\theta_{HPBW} = 19.2$ arcsec. Encontramos, portanto, que $\theta_{maj} = 44$ arcsec e $\theta_{min} = 32$ arcsec. Adotando uma distância de 4.7 kpc até N10, $R_{maj,D} = 0.90$ pc e $R_{min,D} = 0.58$ pc, resultando em um raio médio $R_D = 0.7$ pc $\sim 2.2 \times 10^{18}$ cm.

A densidade média para essa condensação, assumindo uma geometria esférica, foi calculada de acordo com a relação:

$$n(H_2) = \frac{M_{tot}}{4/3 \pi R_D^3 \mu_H m_H}, \quad (4.11)$$

onde μ é o peso molecular médio e m_H é a massa do hidrogênio atômico. O raio médio deconvoluído é dado em cm. Nós assumimos $\mu_H = 2.33$ g e $m_H = 1.67 \times 10^{-24}$ g. Estimamos uma densidade média $n(H_2) = 1.17 \times 10^4$ cm^{-3} .

4.3 Gás ionizado

O gás ionizado associado com N10 pode ser traçado pela emissão em 20 cm. A presença da emissão a $\nu=1.4$ GHz implica que fótons UV criaram uma região HII na parte interna da bolha. Usando o *software* Greg/GILDAS, nós estimamos um fluxo total em 20 cm de $F_{20\text{ cm}} = 1.17$ Jy

no interior da bolha e calculamos a densidade eletrônica, n_e , de acordo com Panagia & Walmsley (1978):

$$\frac{n_e}{\text{cm}^{-3}} = 3.113 \times 10^2 \left(\frac{T_e}{10^4 \text{ K}} \right)^{0.25} \left(\frac{S_\nu}{\text{Jy}} \right)^{0.5} \left(\frac{D}{\text{kpc}} \right)^{-0.5} \times b(\nu, T) \times \theta_R^{-1.5}, \quad (4.12)$$

onde T_e em K é a temperatura eletrônica, S_ν é a densidade de fluxo total medida em Jy, D é a distância em kpc e θ_R é o raio angular em arcmin. A função $b(\nu, T)$ é definida como:

$$b(\nu, T) = 1 + 0.3195 \log \left(\frac{T_e}{10^4 \text{ K}} \right) - 0.2130 \log \left(\frac{\nu}{1 \text{ GHz}} \right). \quad (4.13)$$

Assumindo uma temperatura eletrônica $T_e \sim 10^4$ K para a região de emissão livre-livre, a densidade eletrônica é $n_e \sim 130 \text{ cm}^{-3}$.

A Figura 4.8 mostra dois picos em contínuo de rádio tanto em escala de cinza quanto em contornos pretos no painel acima. Na mesma figura, o painel abaixo apresenta um desses picos coincidindo com uma estrela do tipo O. O gás ionizado parece estar confinado pela casca da bolha exibida em $8.0 \mu\text{m}$ na cor vermelha.

O número de fótons no contínuo de Lyman que são absorvidos pelo gás na região HII foi estimado por meio do mapa seguindo a relação de Matsakis et al. (1976):

$$N_{Ly} = 7.5 \times 10^{46} \left(\frac{\nu}{\text{GHz}} \right)^{0.1} \left(\frac{T_e}{10^4 \text{ K}} \right)^{-0.45} \left(\frac{S_\nu}{\text{Jy}} \right) \left(\frac{D}{\text{kpc}} \right)^2. \quad (4.14)$$

Estimamos $N_{Ly} = 1.86 \times 10^{49}$ fótons ionizantes s^{-1} no contínuo de Lyman, o equivalente a uma única estrela do tipo O, suficiente para manter a frente de ionização (Watson et al., 2008). Considerando um modelo de região HII em expansão no qual o material neutro se acumula entre a frente de ionização e a frente de choque (Deharveng et al., 2010), o gás ionizado está cercado por uma casca de material denso que abriga PAHs, o principal responsável pela emissão em $8.0 \mu\text{m}$ no infravermelho médio.

Considerando um fluxo no contínuo de Lyman da ordem de 10^{49} fótons ionizantes s^{-1} , Ma et al. (2013) estimaram uma idade dinâmica $t_{dyn} = 9.17 \times 10^4$ anos para a bolha. Ainda assim, os autores argumentam que esse valor pode ser maior, uma vez que a densidade do ambiente inicial onde as estrelas teriam se formado originalmente pode ser maior do que a considerada.

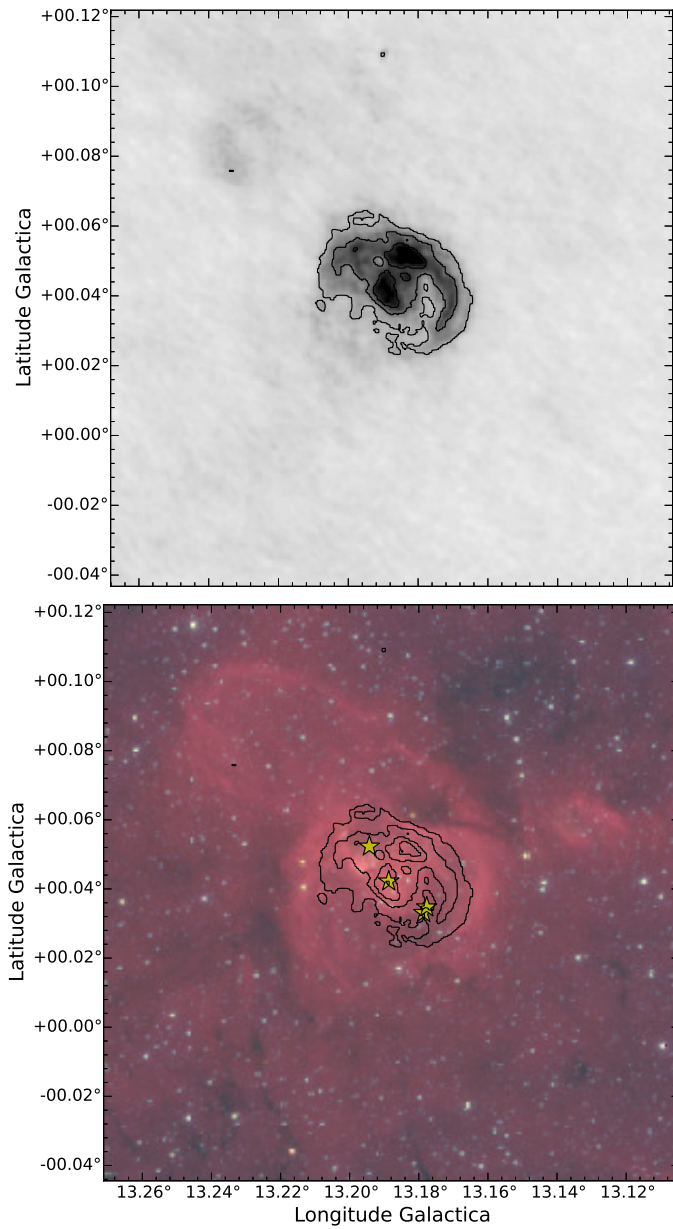


Figura 4.8: *Painel superior*: intensidade da emissão em 20 cm em escala de cinza, de 0 a 22 mJy beam^{-1} , com contornos começando em 2σ em passos de 2σ ($1\sigma = 2.8 \text{ mJy beam}^{-1}$). *Painel inferior*: imagem RGB Spitzer em plano de fundo (3.6 μm em azul, 4.5 μm em verde e 8.0 μm em vermelho) com mesmos contornos que o painel superior. Estrelas amarelas marcam a posição das candidatas a estrelas ionizantes listadas na Tabela 2.1.

4.4 Presença de poeira morna na região

Poeira morna também pode ser traçada na bolha N10 por meio da distribuição da emissão em $24 \mu\text{m}$. A Figura 4.9 mostra a emissão $24 \mu\text{m}$ em escala de cinza. A emissão em 20 cm é mostrada em contornos.

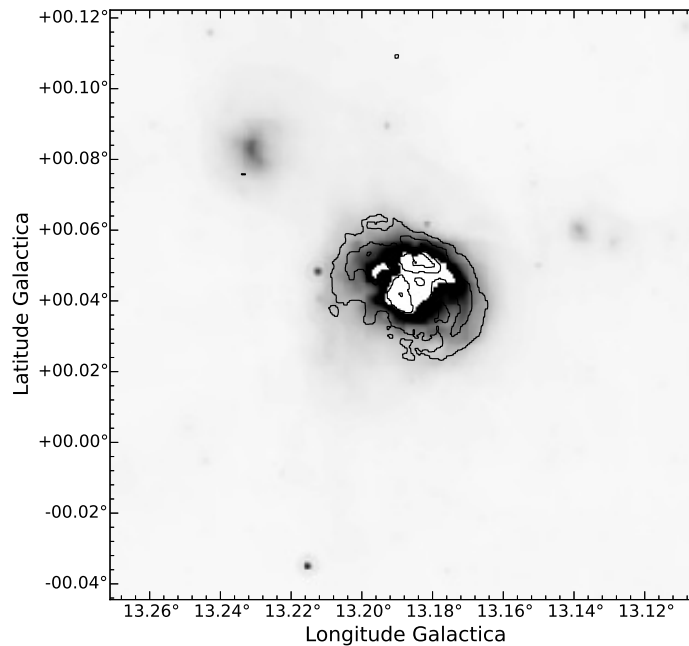


Figura 4.9: Distribuição da emissão em $24 \mu\text{m}$ em escala de cinza de 0 a 1500 MJy sr^{-1} com os mesmos contornos em 20 cm da Figura 4.8.

Poeira morna e gás ionizado parecem estar bem correlacionados, como o esperado para regiões HII (e.g. Paladini et al., 2012). Podemos perceber que a emissão em $24 \mu\text{m}$ aparece saturada próxima à emissão em 20 cm devido à sua intensidade.

Distância

Para esse trabalho, utilizando os modelos de rotação Galáctica circular (e.g. Brand & Blitz, 1993) é possível estimar as distâncias cinemáticas próxima e distante da fonte. Churchwell et al. (2006) argumentam que bolhas infravermelhas são mais propensas a situarem-se a distâncias cinemáticas próximas, uma vez que objetos do lado mais distante do disco Galáctico podem ser obscurecidos pela extinção interestelar e sofrer contaminação por parte de outras estruturas.

Baseados nas nossas observações de CO e utilizando a velocidade de 52.6 km s^{-1} , obtivemos distâncias cinemáticas próxima e distante de 4.7 kpc e 11.3 kpc, respectivamente. Este valor é

compatível com a distância próxima estimada por Szymczak et al. (2000), no valor de 4.4 kpc, usando a emissão do *maser* de metanol (ver Tabela 4.1).

Uma vez que N10 está localizada no interior do disco da Galáxia, adotamos uma incerteza de 10% para a distância cinemática (Yuan et al., 2014), resultando na distância de 4.7 ± 0.5 kpc para N10.

4.5 Identificação de YSOs no campo de N10

A distribuição de YSOs desempenha um papel importante na interpretação da dinâmica da região de formação estelar. Para identificar os YSOs presentes na região de N10, adotamos o método descrito por Koenig & Leisawitz (2014) (daqui em diante KL), baseado nos dados do WISE citep[veja][wright2010]. Em particular, usamos a divulgação AllWISE (Cutri et al. 2011², Cutri et al., 2013).

O catálogo foi acessado por meio do dispositivo VIZIER do *Strasbourg Data Center*. O catálogo contém dados fotométricos infravermelhos nos comprimentos de onda 3.6, 4.9, 5.8 e 22 μm , daqui em diante designados como bandas w1, w2, w3 e w4, respectivamente. Em um primeiro passo, selecionamos todos os objetos situados na área que exploramos ao redor de N10, em um intervalo de coordenadas Galácticas $13.11^\circ < l < 13.27^\circ$ e $-0.04^\circ < b < 0.12^\circ$.

Encontramos 565 fontes WISE nessa área. Posteriormente filtramos essa lista de fontes aplicando uma série de critérios de qualidade definidos por KL, chamado de critério "incerteza/sinal-ruído/qui-quadrado" (*uncertainty/signal-to-noise/chi-squared*). O objetivo desse critério é evitar regiões no espaço de um desses parâmetros, com uma probabilidade relativamente elevada de falsa entrada de catálogo. Para w3 mantivemos apenas a condição de $S/R > 5$. Considera-se que, se uma fonte satisfaz os critérios para ser uma verdadeira fonte em qualquer uma das bandas, existe uma pequena probabilidade de ser falsa e será incluída na lista final. Após esta filtragem, a lista de fontes foi reduzida a 234 entradas, apresentada na Tabela A.1.

O próximo passo foi separar as fontes em Classe I, Classe II, Disco de Transição e objetos restantes. Seguindo o critério de KL, classificamos os objetos estelares jovens de Classe I, Classe II e Discos de Transição, baseando-nos em diagramas cor-cor. As fronteiras dos *loci* foram determinadas a partir de amostras conhecidas por KL e nos permitiram classificar os YSOs encontrados na direção de N10.

² Cutri & IPAC/WISE Science Data Center Team (2011)

De acordo com KL, os objetos Classe I são assim classificados se suas cores corresponderem aos seguintes critérios:

$$w1 - w3 > 2.0$$

e

$$w1 - w2 > -0.42 \times (w2 - w3) + 2.2$$

e

$$w1 - w2 > 0.46 \times (w1 - w3) - 0.9$$

e

$$w2 - w3 < 4.5$$

Os YSOs Classe II foram classificados de acordo com os seguintes critérios de KL:

$$w1 - w2 > 0.25$$

e

$$w1 - w2 < -0.9 \times (w2 - w3) + 0.25$$

e

$$w1 - w2 > 0.46 \times (w2 - w3) - 0.9$$

e

$$w2 - w3 < 4.5$$

Os Discos de Transição foram, por sua vez, classificados da seguinte forma:

$$w3 - w4 > 1.5$$

e

$$0.15 < w1 - w2 < 0.8$$

e

$$w1 - w2 > 0.46 \times (w2 - w3) - 0.9$$

e

$$w1 \leq 13.0$$

As regiões do diagrama que são usadas para classificar os YSOs são definidas pelos *loci* limitados pelas linhas nas Figuras 4.10 e 4.11.

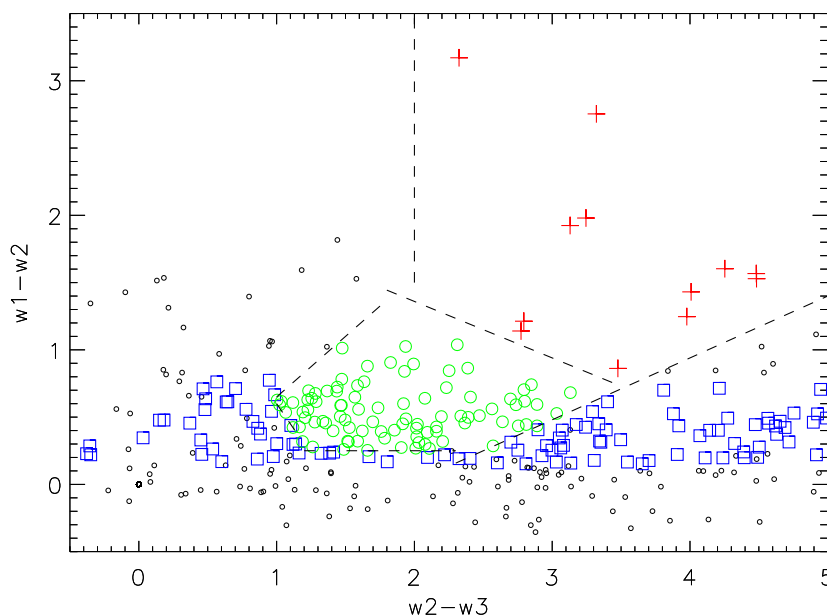


Figura 4.10: Diagrama cor-cor $w1-w2$ versus $w2-w3$, de candidatos a YSOs ao redor de N10. Cruzes vermelhas: objetos Classe I; círculos verdes: fontes Classe II; quadrados azuis: Discos de Transição. As linhas tracejadas indicam os limites das regiões de acordo com KL. Os Discos de Transição não são classificados definitivamente neste diagrama. Os objetos restantes são indicados por pontos pretos.

Encontramos 12 objetos Classe I e 91 fontes Classe II. Os Discos de Transição são selecionados separadamente por meio do diagrama cor-cor $w1-w2$ versus $w2-w3$ ilustrado na Figura 4.11. Nós encontramos 131 Discos de Transição. Perceba que o critério de seleção anterior segue uma ordem de prioridade: um YSO Classe I continuará sendo Classe I mesmo que este também satisfaça os critérios de Classe II, e depois a seleção de fontes Classe II prevalece sobre a seguinte seleção. Isso explica porque encontramos tantos objetos Classe II no *locus* definido para os Discos de Transição da Figura 4.11: eles foram classificados como Classe II no passo anterior, com base em um diferente diagrama cor-cor.

A seleção de fontes Classe I é bastante robusta, uma vez que esses objetos são bem separados de outras classes nos diagramas cor-cor. Além disso, nós fizemos experimentos com outros esquemas de classificação disponíveis na literatura (usando dados Spitzer, e.g. Gutermuth et al., 2009) e os mesmos objetos Classe I foram recuperados. Por outro lado, a distinção entre objetos Classe II e Discos de Transição é um pouco arbitrário, assim como podemos ver em algumas sobreposições nas Figuras 4.10 e 4.11.

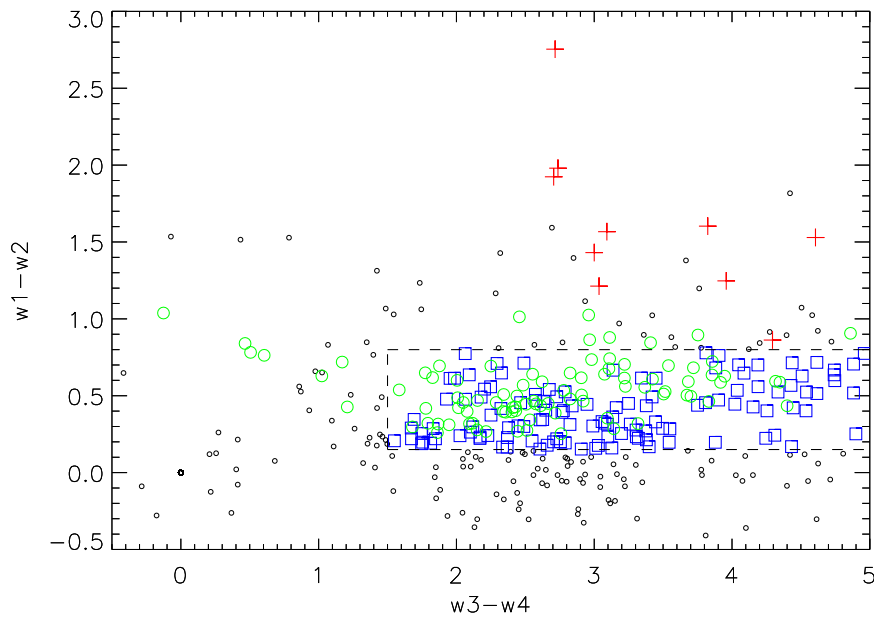


Figura 4.11: Diagrama cor-cor w_1-w_2 versus w_3-w_4 , parecido com a Figura 4.10. O locus usado para definir os Discos de Transição (quadrados azuis) também contém muitos objetos Classe II (círculos verdes), pois esses objetos foram classificados como Classe II no passo anterior que utiliza outro diagrama cor-cor (Fig. 4.10).

Em amostras de objetos previamente conhecidos como pertencentes a essas dadas classes, usadas por KL para decidir as linhas de fronteira dos *loci* nas Figuras 4.10 e 4.11, pode-se ver uma série de Discos de Transição no *locus* de Classe II e vice-versa. Portanto, devemos considerar que a decisão de classificar as fontes como sendo de uma ou outra classe só é válida no sentido estatístico, sendo correta em cerca de 70 % dos casos.

4.6 Ajustes de SED

Os estágios evolutivos dos YSOs podem ser caracterizados pela distribuição da energia de sua poeira circunstelar. A radiação da estrela central é absorvida por essa poeira e reemitida em outros comprimentos de onda. As diferentes contribuições da emissão da poeira resulta em diferentes SEDs.

Nós comparamos a posição dos YSOs Classe I, os objetos estelares jovens mais embebidos, com a distribuição de gás molecular e poeira fria, como pode ser visto na Figura 4.12. Concluimos que as fontes classificadas de #1 a #9 na Tabela A.1 são as mais prováveis de estar fisicamente relacionadas com N10.

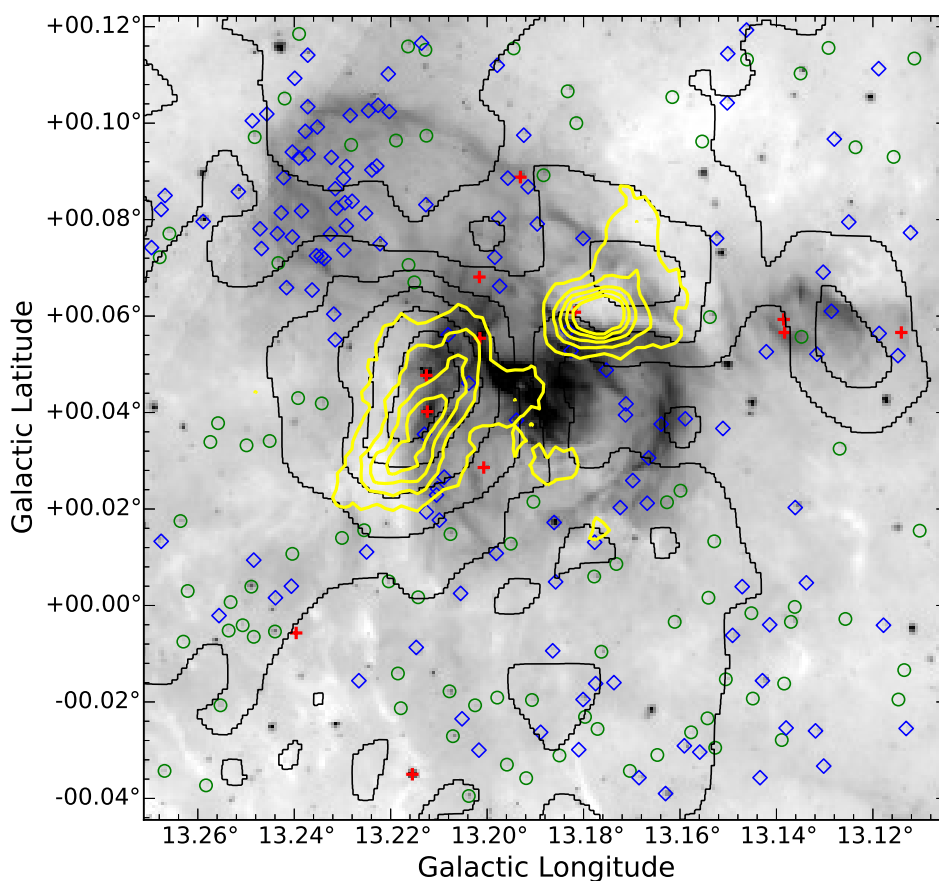


Figura 4.12: Distribuição dos YSOs Classe I (cruzes vermelhas), Classe II (círculos verdes) e Discos de Transição (diamantes azuis). Os contornos em preto mostram a distribuição da componente em 52 km s⁻¹ do ¹³CO e os contornos em amarelo representam a emissão em 870 μm.

Nós ajustamos as SEDs dos YSOs usando a ferramenta *online* desenvolvida por Robitaille et al. (2007). Modelos de transferência radiativa são ajustados aos dados observacionais extraídos do catálogo WISE, baseado em teste χ^2 . Nós selecionamos modelos para os quais:

$$\chi^2 - \chi_{min}^2 < 3n \quad (4.15)$$

onde χ_{min}^2 é o valor mínimo e n é o número de dados de entrada.

Os ajustes foram feitos utilizando os valores de fluxo nas quatro bandas WISE, com a distância da fonte variando de 4.23 a 5.17 kpc. A extinção interestelar na direção de N10 foi prevista para ser de aproximadamente 10.7 mag de acordo com o modelo S de Amôres & Lépine (2005), e os valores adotados para a extinção visual variam de 9.7 a 11.7 mag. Os melhores ajustes são mostrados na Figura 4.13. Os valores resultantes para os parâmetros do modelo são fornecidos na Tabela 4.4.

De acordo com o melhor modelo ajustado, esses YSOs Classe I tem massa estelar variando de ~ 1 a $\sim 13 M_{\odot}$, temperatura estelar $\sim 4000 - 20000$ K, luminosidade total $\sim 3 \times 10^1 - 1 \times 10^3 L_{\odot}$, taxa de acreção do envoltório $\sim 9 \times 10^{-8} - 3 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{ anos}^{-1}$, massa do disco $\sim 7 \times 10^{-3} - 6 \times 10^{-1} M_{\odot}$ e idades estelares de $\sim 2 \times 10^3$ a $\sim 1 \times 10^6$ anos.

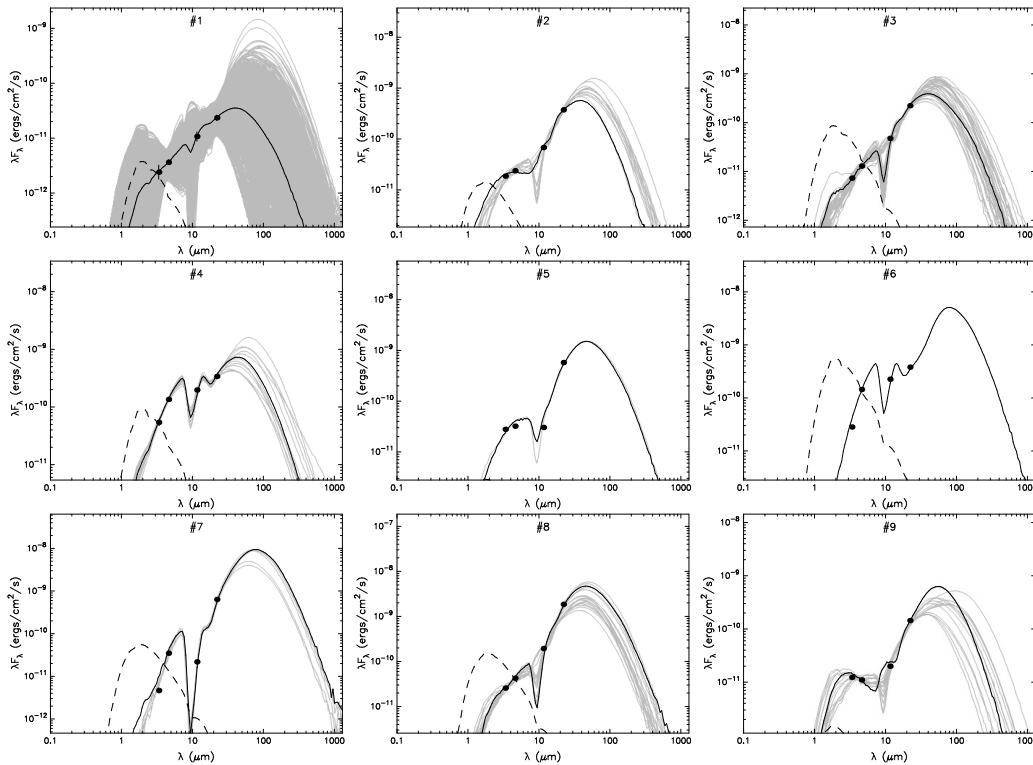


Figura 4.13: SEDs ajustadas para YSOs Classe I na região de N10. Os círculos preenchidos mostram os fluxos de entrada. A linha preta mostra o melhor ajuste. A linha pontilhada mostra a fotosfera estelar correspondente à fonte central de acordo com o modelo de melhor ajuste, como seria na ausência de poeira circunstelar (mas incluindo a extinção interestelar).

Tabela 4.4 - Parâmetros físicos obtidos a partir do modelo de Robitaille et al. (2007), para objetos Classe I candidatos a associados.

Parâmetros	Class I YSOs ^a								
	1	2	3	4	5	6	7	8	9
Massa Estelar (M_{\odot})	1.42	6.53	7.07	6.08	7.42	9.86	12.94	12.89	6.43
Temperatura Estelar (K)	4173	10107	4293	4148	20167	4260	12262	7471	19400
Luminosidade Total ^b	3.11×10^{01}	1.02×10^{03}	5.45×10^{02}	5.96×10^{02}	2.33×10^{03}	2.47×10^{03}	1.13×10^{04}	7.31×10^{03}	1.19×10^{03}
\dot{M}_{env} ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$)	2.49×10^{-05}	1.20×10^{-05}	4.70×10^{-05}	1.19×10^{-05}	7.60×10^{-05}	1.12×10^{-05}	3.61×10^{-03}	2.25×10^{-04}	8.62×10^{-08}
Massa do Disco (M_{\odot})	1.01×10^{-02}	3.05×10^{-02}	3.38×10^{-02}	4.45×10^{-03}	1.46×10^{-03}	7.71×10^{-03}	1.49×10^{-01}	6.09×10^{-01}	5.25×10^{-05}
Idade Estelar (anos)	1.24×10^{04}	2.77×10^{05}	7.07×10^{03}	1.84×10^{03}	2.97×10^{05}	2.41×10^{03}	2.88×10^{04}	1.60×10^{04}	1.02×10^{06}

^a Identificação da Tabela A.1^b Luminosidade total do sistema, em massas solares.^c Massa do envoltório e do ambiente, em massas solares.

4.7 Resultados para observações no IRAM 30-m

As observações realizadas no telescópio IRAM 30-m nos permitiram obter mapas de intensidade integrada e, conseqüentemente, avaliar a distribuição de determinadas moléculas traçadoras de formação estelar na direção da bolha N10. Realizamos também um levantamento de linha espectral cobrindo a banda de 3 mm e identificamos diversas moléculas. A seguir apresentamos os resultados obtidos a partir dessas observações.

4.7.1 Mapas On-The-Fly

A partir dos nossos dados escolhemos espécies moleculares traçadoras de formação estelar que caracterizam a região. A Tabela 4.5 lista as espécies moleculares, as transições, as frequências e as condições físicas que queremos explorar nessa seção.

Tabela 4.5 - Espécies moleculares detectadas na direção da bolha N10.

Espécie	Transição	Frequência	Condições Físicas
HCO ⁺	(1-0)	89.188 GHz	ionização
HCN	(1-0)	88.631 GHz	PDR
SiO	(2-1)	86.846 GHz	região de choque
N ₂ H ⁺	(1-0)	93.173 GHz	cores pré-estelares
CS	(3-2)	149.969 GHz	gás denso

A ferramenta VIEW, do *software* GreG/GILDAS, nos permitiu checar a qualidade da redução de dados, que apresentamos nas Figuras de 4.14 a 4.18.

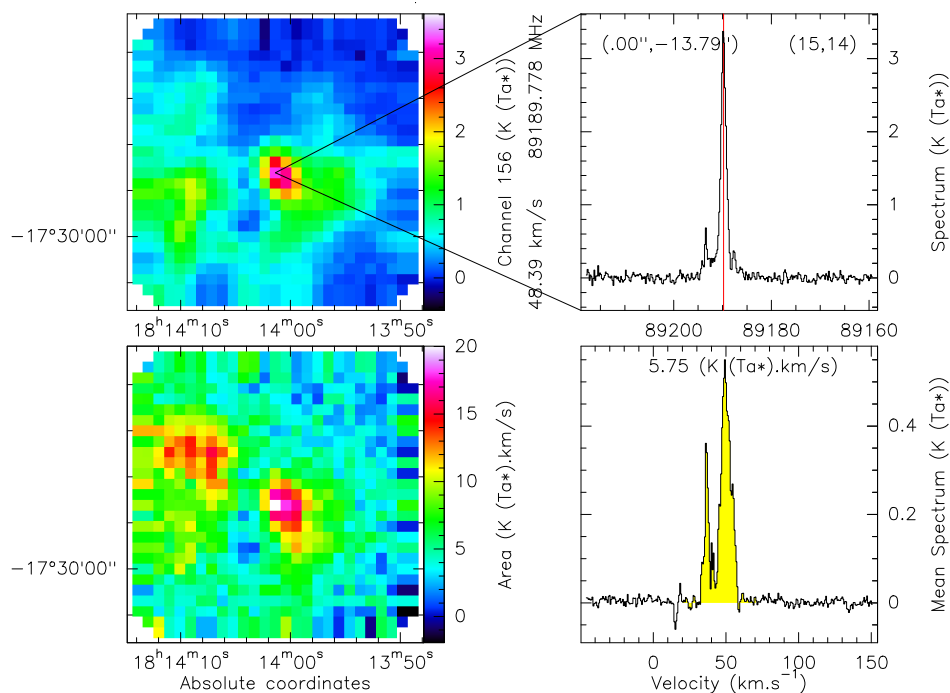


Figura 4.14: Análise preliminar da detecção de HCO^+ (1 – 0) em coordenadas equatoriais. O painel inferior esquerdo mostra o mapa de intensidade integrada de 30 a 70 km s^{-1} ; o espectro médio da região correspondente à intensidade integrada de 30 a 70 km s^{-1} encontra-se no painel inferior direito. O painel superior direito mostra o espectro no pico de emissão identificado no mapa de intensidade integrada; o painel superior esquerdo mostra o mapa de intensidade que corresponde apenas àquele canal, de acordo com a velocidade do pico de emissão.

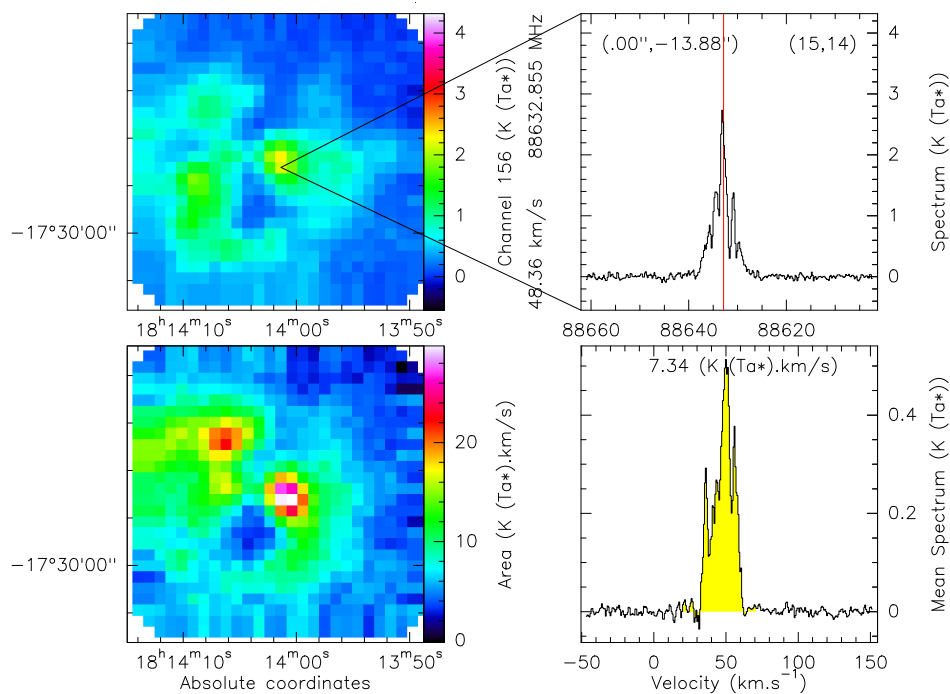


Figura 4.15: O mesmo que a Figura 4.14, para a transição HCN (1 – 0).

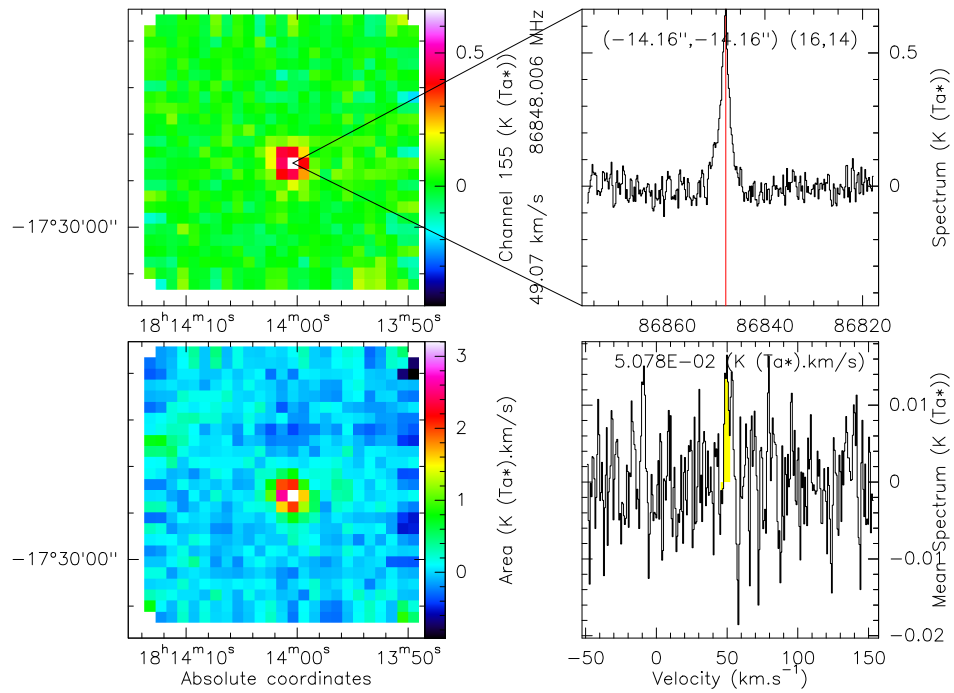


Figura 4.16: O mesmo que a Figura 4.14, para a transição SiO (2 – 1).

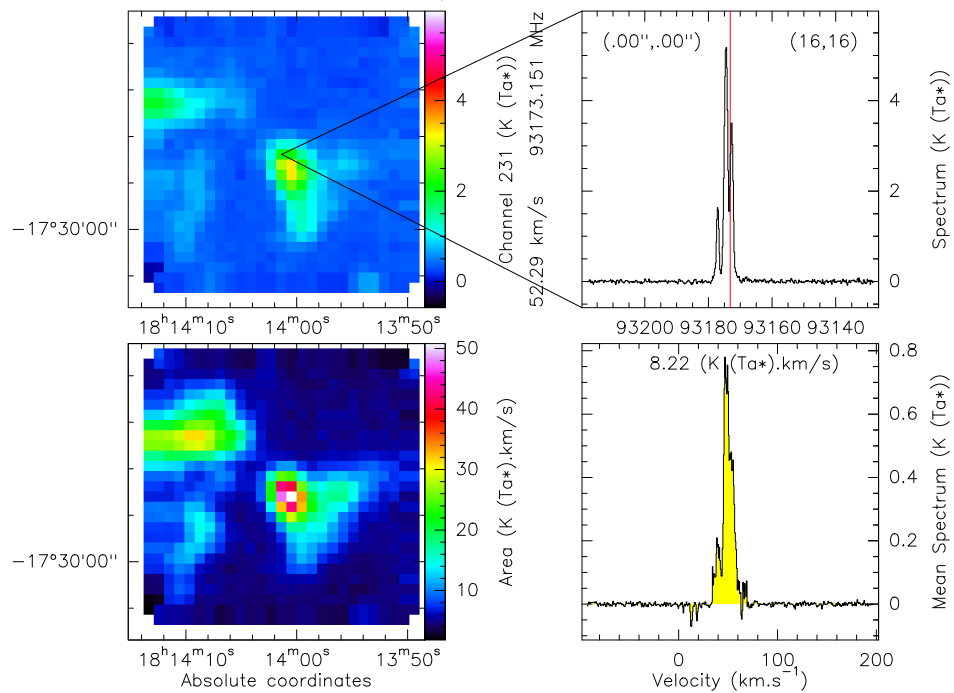


Figura 4.17: O mesmo que a Figura 4.14, para a transição N₂H⁺ (1 – 0).

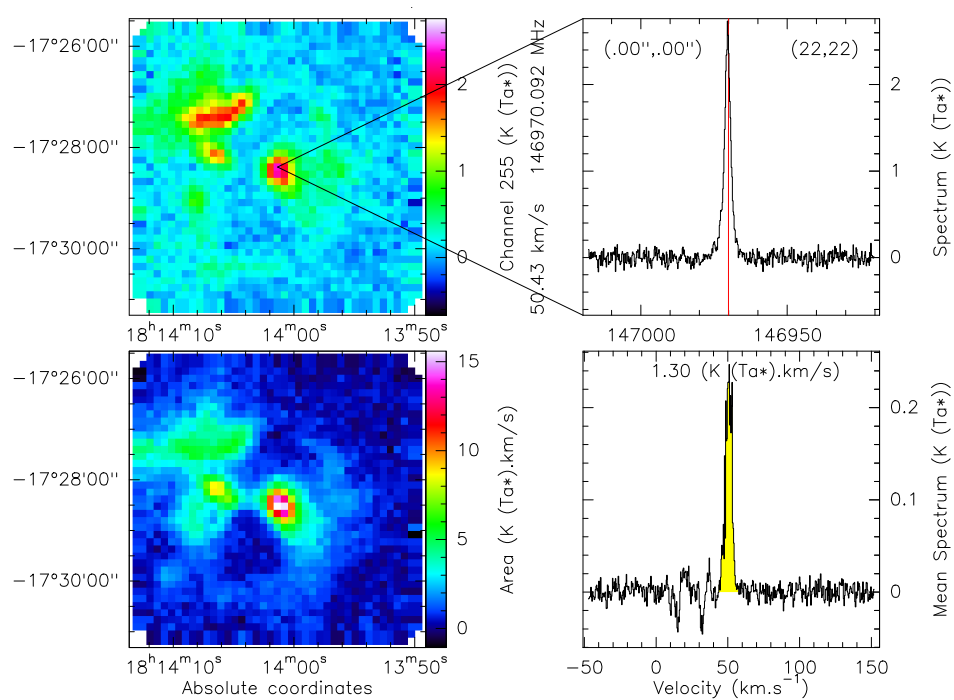


Figura 4.18: O mesmo que a Figura 4.14, para a transição CS (3 – 2).

Obtivemos mapas de intensidade integrada das transições HCO^+ (1 – 0), HCN (1 – 0), SiO (2 – 1), N_2H^+ (1 – 0) e CS (3 – 2), apresentados respectivamente nas Figuras de 4.19 a 4.23. Para cada linha molecular, a emissão foi integrada de 30 a 70 km s^{-1} e as coordenadas dos mapas foram convertidas de J2000 para coordenadas Galácticas. A barra de cor indica a temperatura de antena, em Kelvin. O círculo em preto representa o tamanho do feixe para cada frequência observada.

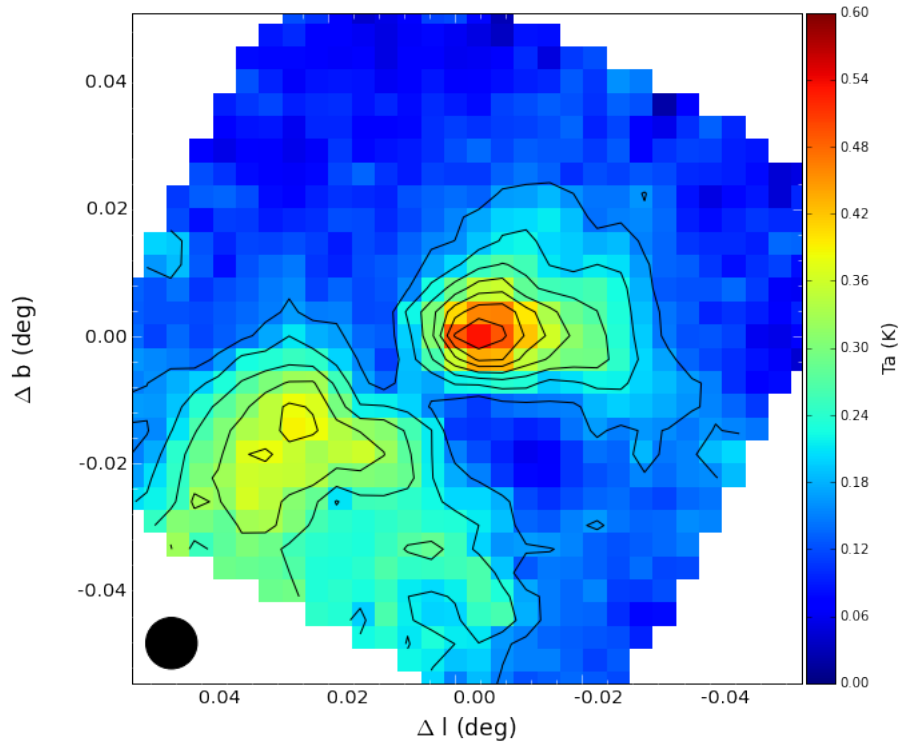


Figura 4.19: Distribuição espacial de HCO^+ (1 – 0) na direção da bolha N10 com contornos de 30% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 1.14$ K) em passos de 10% de T_{peak} .

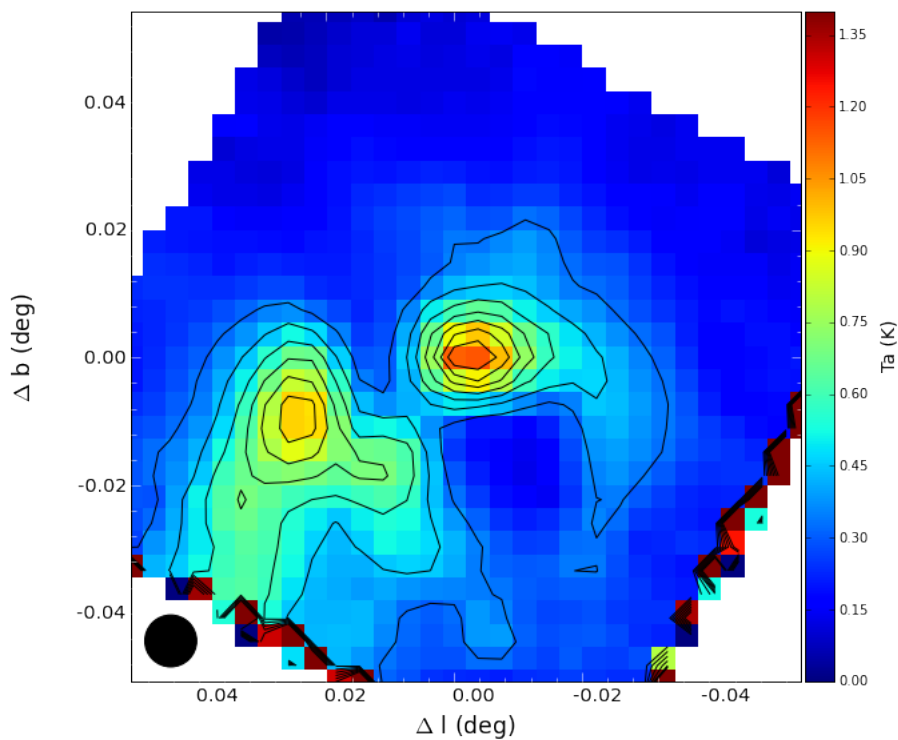


Figura 4.20: Distribuição espacial de HCN (1 – 0) na direção da bolha N10 com contornos de 30% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 0.53$ K) em passos de 10% de T_{peak} .

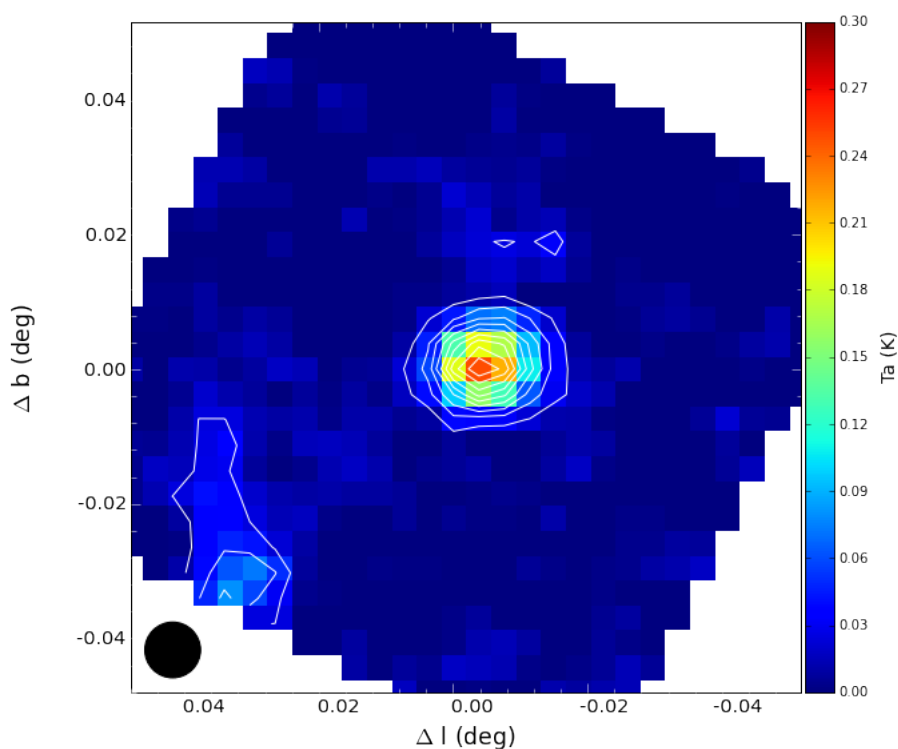


Figura 4.21: Distribuição espacial de SiO (2 – 1) na direção da bolha N10 com contornos de 10% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 0.25$ K) em passos de 10% de T_{peak} .

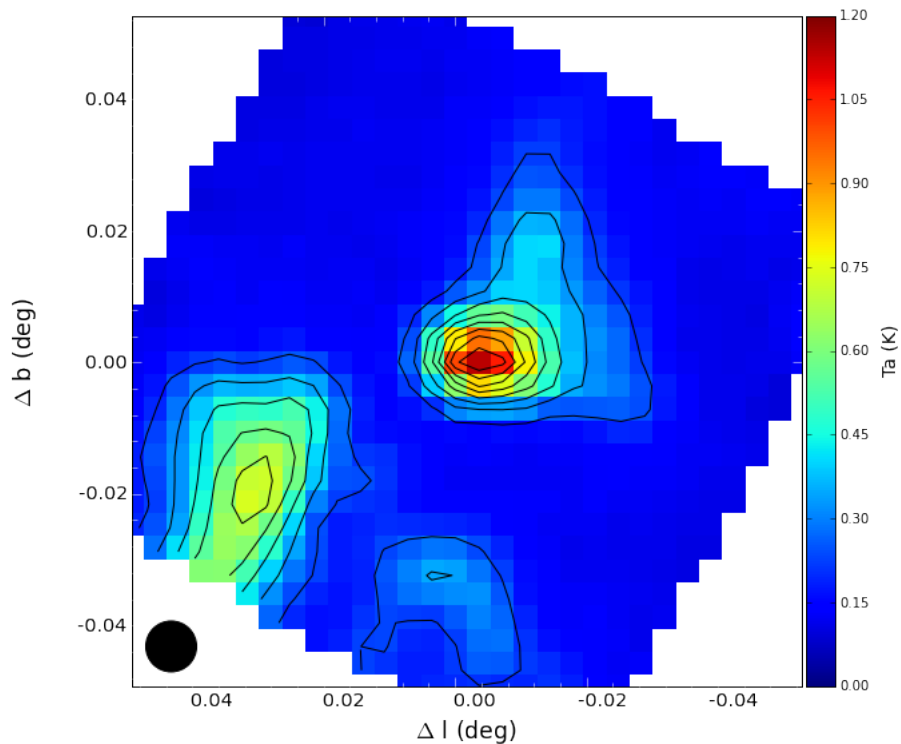


Figura 4.22: Distribuição espacial de N_2H^+ (1 – 0) na direção da bolha N10 com contornos de 20% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 1.14$ K) em passos de 10% de T_{peak} .

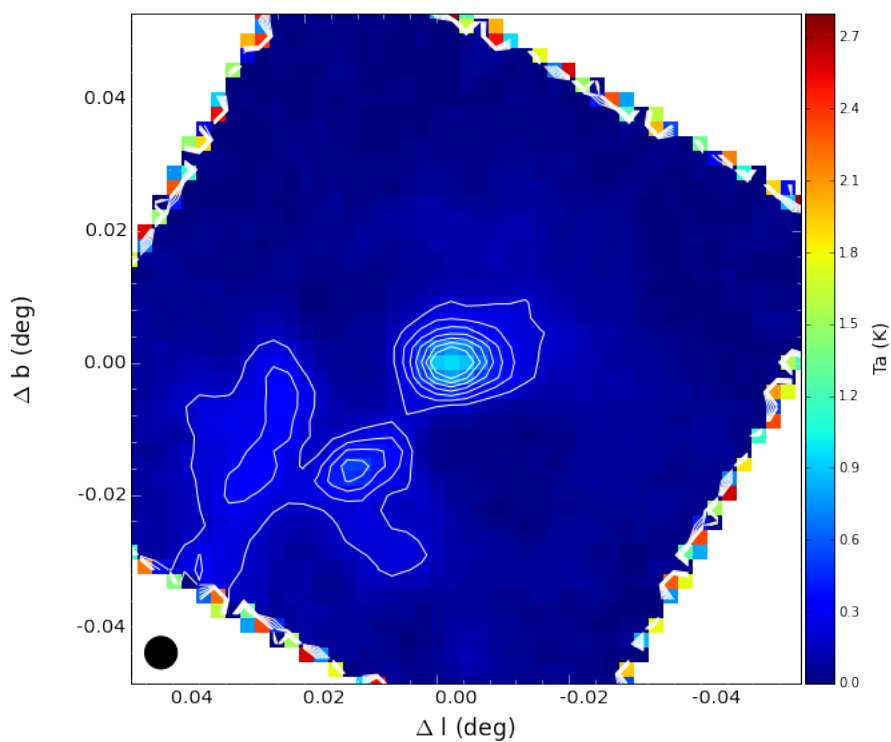


Figura 4.23: Distribuição espacial de CS (3 – 2) na direção da bolha N10 com contornos de 20% a 90% do pico de intensidade ($T_{peak} = 0.96$ K) em passos de 10% de T_{peak} .

4.7.2 Outflow

A presença de emissão SiO e asas extendidas de HCO^+ é uma evidência de atividade de *outflow* na nuvem (Vasyunina et al., 2011). A Figura 4.24 mostra a distribuição de HCO^+ (1 – 0) e SiO (2 – 1) com relação à bolha infravermelha N10.

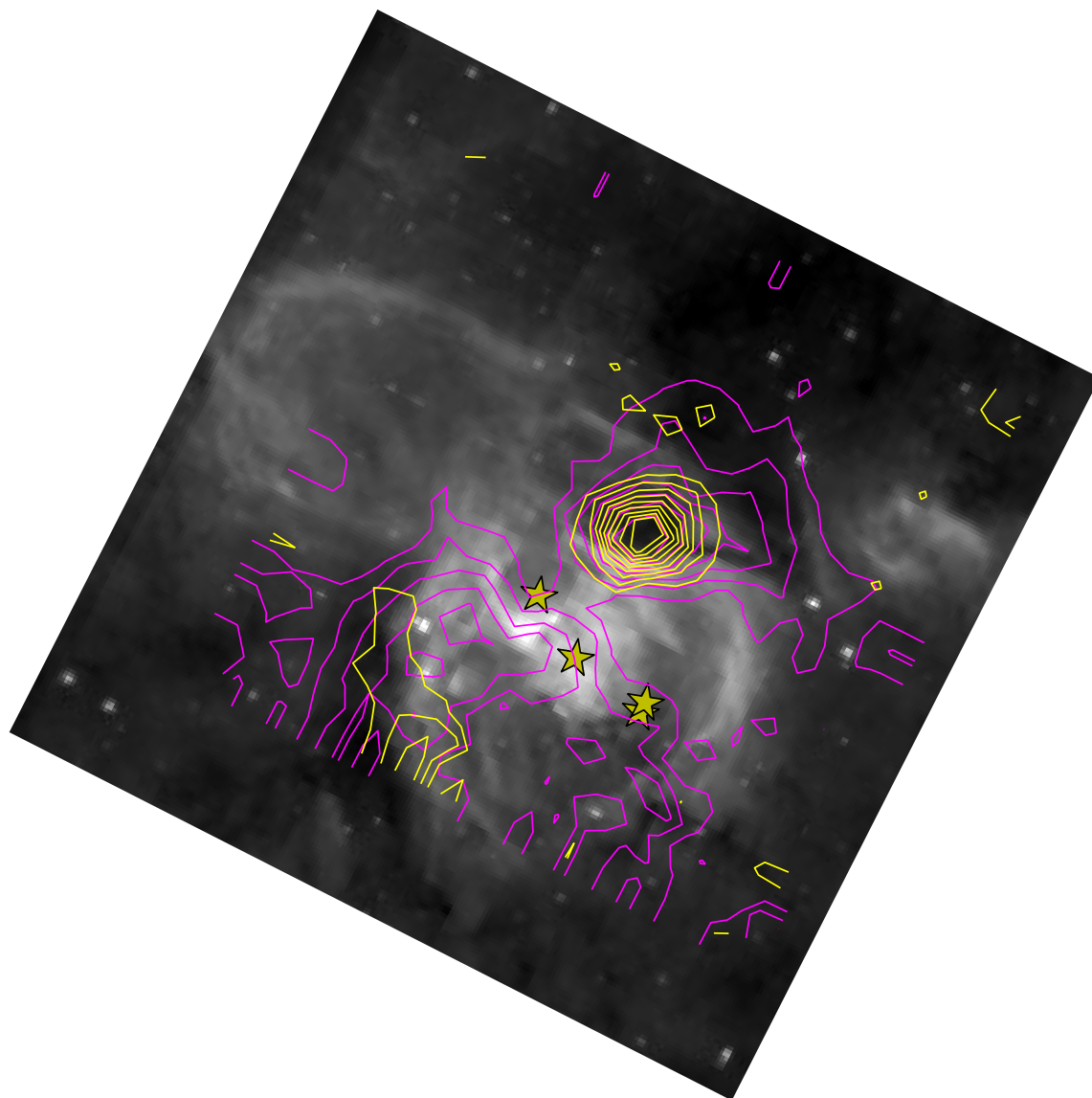


Figura 4.24: Mapa da distribuição de $8.0 \mu\text{m}$, em escala de cinza. Os contornos em magenta, indicando a distribuição de HCO^+ (1 – 0), são os mesmos da Figura 4.19. Os contornos em amarelo mostram a emissão de SiO (2 – 1), em passos iguais aos da Figura 4.23. As estrelas são as candidatas a fontes ionizantes citadas na Tabela 2.1.

A emissão de HCO^+ é mais extendida, enquanto SiO é compacta. Entretanto, o pico de emissão das duas moléculas coincidem na posição de maior densidade, também traçada pela emissão da poeira fria em $870 \mu\text{m}$ (veja painel inferior da Figura 4.6 e Figura 4.7). A emissão de HCO^+ (1 – 0) indica a presença de radiação UV ionizante, provinda da(s) estrela(s) no centro de

N10. O pico das emissões de SiO e HCO⁺ parecem localizar-se preferencialmente entre a casca molecular e a região HII, como mostra a Figura 4.24.

A Figura 4.25 mostra os espectros de HCO⁺ (1 – 0) e SiO (2 – 1) na direção do pico de emissão.

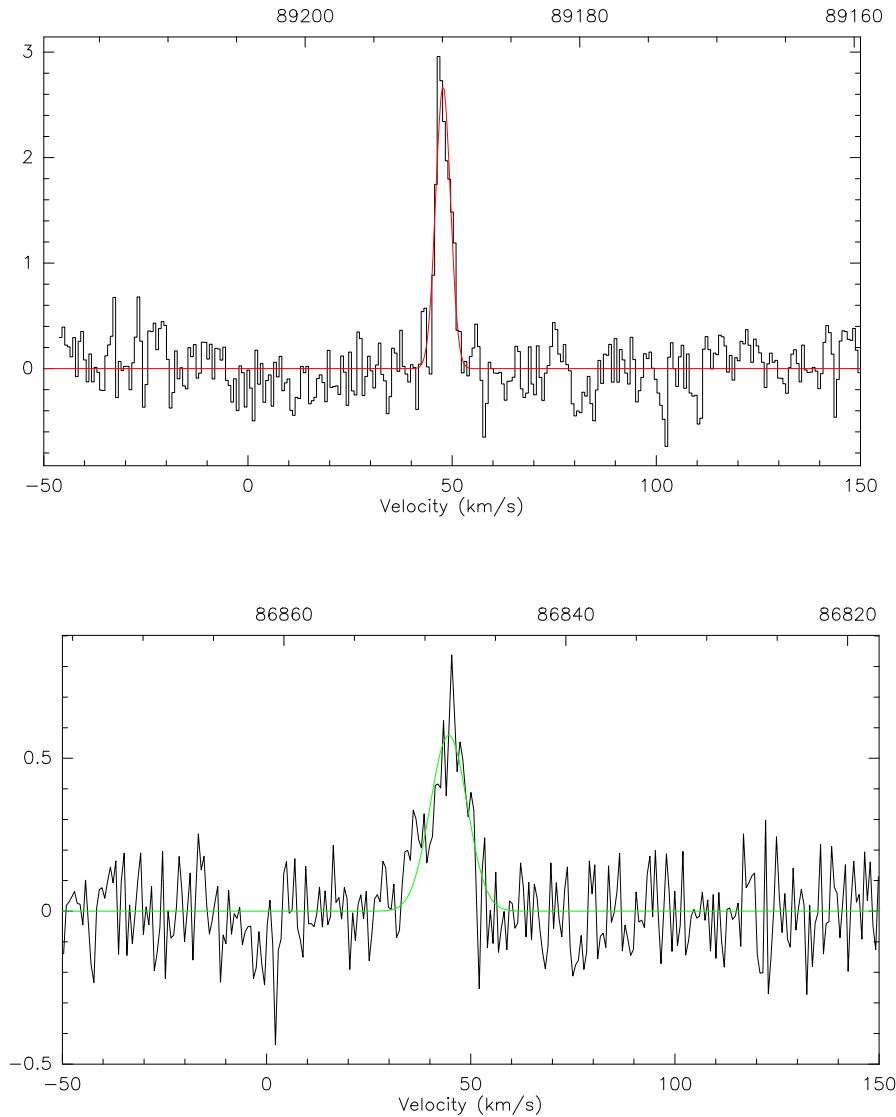


Figura 4.25: Painel superior: perfil de linha de HCO⁺ (1 – 0). Painel inferior: perfil de linha de SiO (2 – 1). Ambos na direção do pico de emissão, com intensidade em Ta (K).

HCO⁺ (1 – 0) exhibe um espectro com uma componente centrada em $V_{lsr} \sim 48 \text{ km s}^{-1}$ com um pico de intensidade de 2.7 K e largura de linha $\Delta V \sim 4.3 \text{ km s}^{-1}$. O espectro de SiO (2 – 1) exhibe uma única componente centrada em $V_{lsr} \sim 45 \text{ km s}^{-1}$, com um pico de intensidade de 0.6 K e $\Delta V \sim 10.9 \text{ km s}^{-1}$, ou seja, mais alargada que a componente HCO⁺ (1 – 0). Um perfil que mostra evidências de alargamento é esperado em um gás perturbado pela frente de choque na região. Os dois perfis apresentam um pico deslocado para o azul com respeito à velocidade do

sistema, 54.1 km s^{-1} (vide Tabela 4.1), indicando que essas componentes se encontram entre nós e a região HII.

4.7.3 Integração profunda

A riqueza química de uma das nuvens moleculares em N10 foi confirmada pelo levantamento de linhas espectrais realizada na direção da condensação molecular mais brilhantes de N10. A Figura 4.26 mostra o levantamento espectral sensível e as espécies moleculares identificadas são listadas na Tabela 4.6. A Tabela 4.7 classifica as moléculas que identificamos, de acordo com suas propriedades.

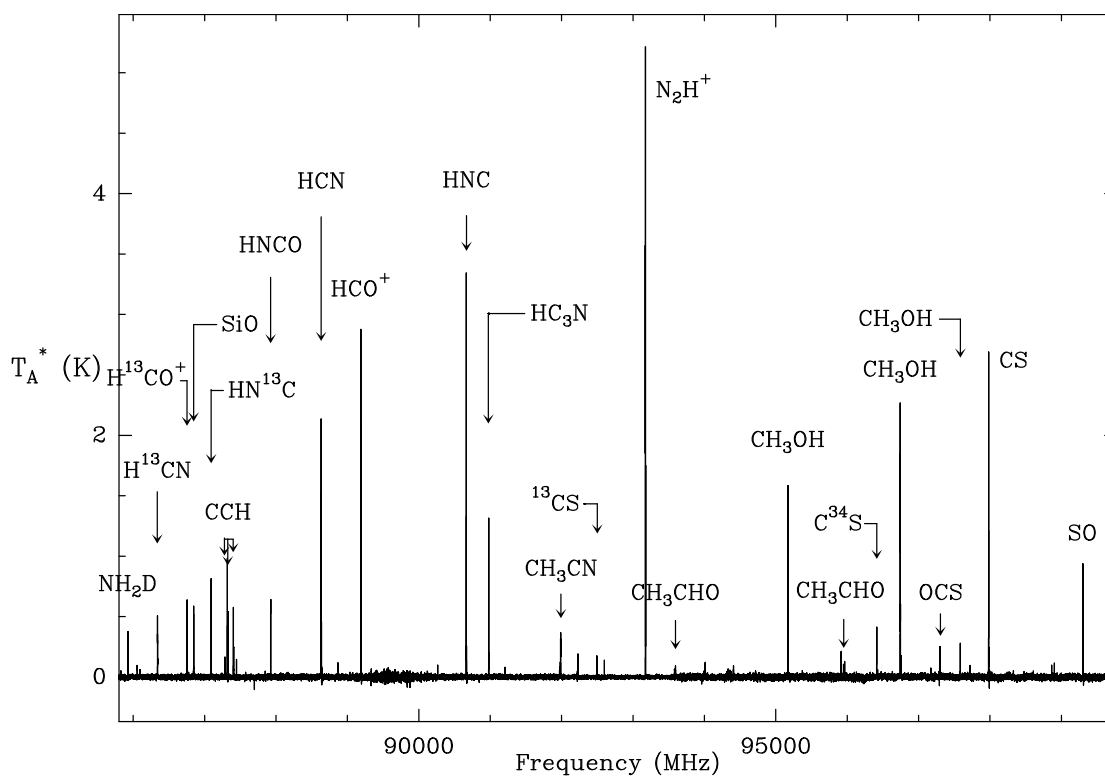


Figura 4.26: Espectro de integração profunda na direção da condensação molecular mais densa de N10.

Tabela 4.6 - Conteúdo molecular detectado no levantamento de linhas espectrais.

Espécie	Número de linhas detectadas	Observações
NH ₂ D	4	estrutura hiperfina
HC ¹⁵ N	1	
SO	1	
H ¹³ CN	1	
HCO	3	estrutura hiperfina
H ¹³ CO ⁺	1	
SiO	1	
HN ¹³ C	1	
CCH	6	
NH ₂ CHO	3	
HNCO	2	
HCN	1	
H ¹⁵ NC	1	
HCO ⁺	1	
¹⁵ NNH ⁺	3	
HNC	1	
CH ₃ CN	10	
¹³ CS	1	
NNH ⁺	3	estrutura hiperfina
CH ₃ CHO	14	
¹³ CH ₃ OH	5	
CH ₃ OH	16	
C ³⁴ S	2	
HC ₃ N	3	
OCS	3	
CS	2	
SO	2	
¹³ CN	8	estrutura hiperfina
C ¹⁸ O	1	

Tabela 4.6 - continua

Espécie	Número de linhas detectadas	Observações
^{13}CO	1	
C^{17}O	1	
CN	9	
NS	1	
CO	1	
H_2CS	1	
H_2CCO	2	
H_2CO	1	
H_2^{13}CO	2	
DCO^+	1	
DCN	1	
c- C_3H_2	1	
C^{33}S	1	

Tabela 4.7 - Classificação das moléculas detectadas de acordo com suas propriedades.

Moléculas orgânicas complexas				
NH ₂ CHO	CH ₃ CHO	¹³ CH ₃ OH	CH ₃ OH	
Moléculas que contêm nitrogênio				
HC ¹⁵ N	N ₂ HD	H ¹³ CN	HN ¹³ C	HNCO
HCN	H ¹⁵ CN	¹⁵ NNH	HCN	CH ₃ CN
HC ₃ N	¹³ CN	CN	DCN	
Moléculas que contêm enxofre				
SO	¹³ CS	C ³⁴ S	OCS	CS
NS	H ₂ CS	C ³³ S		
Íons moleculares				
HCO ⁺	NNH ⁺	DCO ⁺		
Outras moléculas				
HCO	H ¹³ CO	SiO	CCH	C ¹⁸ O
¹³ CO	C ¹⁷ O	CO	H ₂ CCO	H ₂ CO
H ₂ ¹³ CO	c-C ₃ H ₂			

Discussão

5.1 Distribuição de CO ao redor de N10

As nuvens moleculares são frias (~ 10 K) e densas (10^3 cm^{-3}). Nessas condições as transições rotacionais são as mais facilmente excitadas, como na molécula CO, por exemplo. Embora a espécie H_2 seja a mais abundante, ela não possui momento de dipolo elétrico permanente e portanto não apresenta linhas rotacionais.

Já CO é a segunda molécula mais abundante e tem momento de dipolo permanente. Além disso, seu primeiro nível de rotação acima do estado fundamental é de 5 K, facilmente excitado. Nesta seção discutiremos a distribuição do material molecular ao redor da bolha N10, traçado pela molécula CO, e sua conexão com a história de formação estelar na região.

Os mapas de canal são apresentados nas Figuras 4.2 e 4.3. A transição de ^{12}CO é opticamente espessa, logo sua emissão parece se espalhar por uma área maior, enquanto a molécula ^{13}CO traça regiões mais densas, uma vez que é opticamente mais fina. A Figura 4.5 mostra dois picos de emissão molecular, isso é, duas condensações de ^{13}CO . O Clump #1 está centrado em $l = 13.218^\circ$, $b = 0.043^\circ$ e o Clump #2 em $l = 13.169^\circ$, $b = 0.072^\circ$. Os dois *clumps* estão localizados precisamente nas fronteiras da estrutura anelar revelada pela emissão em $8.0 \mu\text{m}$, evidenciada por uma elipse na Figura 2.1.

A distância por nós estimada está compatível com aquelas encontradas na literatura (e.g. Pandian et al., 2008; Deharveng et al., 2010). Considera-se que N10 está perto da extremidade próxima da barra Galáctica, uma região de formação estelar intensa, como mostraremos na Seção 5.1.1.

5.1.1 Outras componentes da emissão em CO

Como foi destacado na Seção 4.1, as componentes de CO em 20 e 37 km s⁻¹ não parecem estar fisicamente relacionadas com a bolha N10. Qual seria, então, a origem dessa contribuição?

Sabe-se que a emissão de CO

em galáxias espirais está concentrada em seus braços (Nieten et al., 2006; Schinnerer et al., 2013). A linha de visada na direção de N10 atravessa dois braços espirais de nossa Galáxia antes de atingir a distância de 4.7 kpc, como mostra a Figura 5.1.

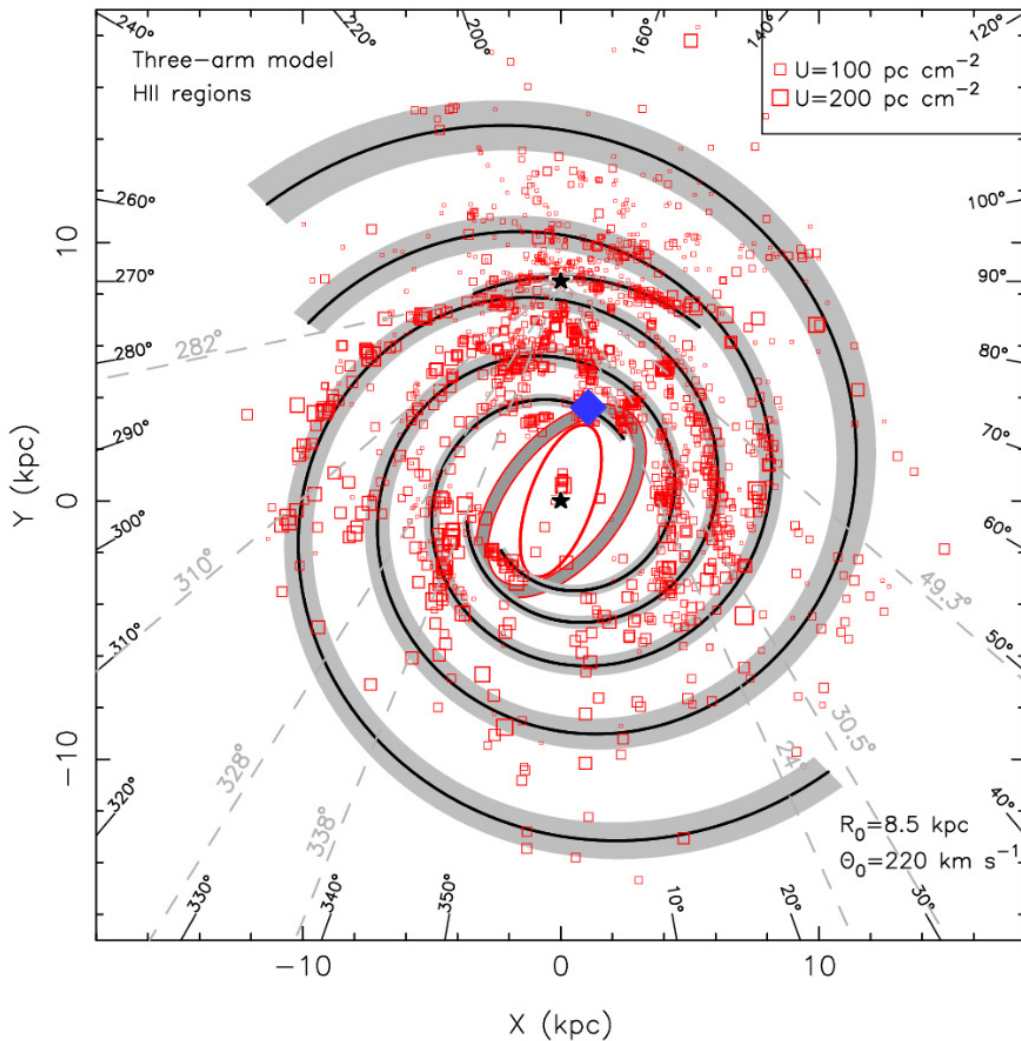


Figura 5.1: Melhor ajuste para um modelo de três braços espirais da Galáxia para a distribuição de regiões HII, representadas pelos quadrados vermelhos. A estrela em preto acima indica a posição do Sol e a outra estrela preta indica o centro da Galáxia. A elipse vermelha aberta indica a barra Galáctica e a elipse preenchida em cinza mostra o melhor ajuste para o Braço 3 kpc Próximo e Braço 3 kpc Distante. As linhas tracejadas indicam as direções tangenciais observadas. O diamante em azul mostra a posição aproximada da bolha N10 no plano da Galáxia. Figura adaptada de Hou & Han (2014).

5.1.2 Situação da formação estelar

O *clump* de poeira fria, observado em 870 μm e detalhado na Seção 4.2, parece ser um bom candidato a região de formação de aglomerados estelares (*clusters*). Isso pelo fato dessa condensação apresentar massa total $M_{tot} = 240 M_{\odot}$ e raio médio $R = 0.37 \text{ pc}$. De acordo com Motte et al. (2003), fragmentos moleculares de 0.09 a 0.56 pc com massas cobrindo um intervalo de 20 até 3600 M_{\odot} têm características de protoaglomerados (*protoclusters*).

Embora tenhamos encontrado evidências de formação estelar na região de N10, não temos certeza se a formação dos YSOs foi desencadeada pelo mecanismo “Collect and Collapse” ao redor da bolha. A fim de verificar esse processo, podemos aplicar o modelo analítico proposto por Whitworth et al. (1994) e comparamos a escala de tempo de fragmentação (t_{frag}) com a idade dinâmica da bolha (t_{dyn}).

O modelo de Whitworth et al. (1994) descreve o tempo de fragmentação, em anos, como Liu et al. (2016) mostram em sua formulação:

$$t_{frag} = 1.56 c_s^{7/11} N_{uv}^{-1/11} n_o^{-5/11}, \quad (5.1)$$

onde c_s é a velocidade do som isotérmica no gás ionizado em unidades de 0.2 km.s^{-1} , N_{uv} é o fluxo de fótons ionizantes em unidades de 10^{49} fótons s^{-1} e n_o é a densidade inicial de partículas no ambiente nêutro em unidades de 10^3 cm^{-3} .

O fluxo de fótons pode ser calculado por meio da relação abaixo (Liu et al., 2015):

$$N_{uv} = 0.76 \times 10^{47} T_4^{-0.45} \nu_{GHz}^{0.1} S_{\nu} d_{kpc}^2, \quad (5.2)$$

onde T_4 é a temperatura eletrônica em unidades de 10 K, S_{ν} é a medida da densidade de fluxo em unidades de Jansky, ν_{GHz} é a frequência em unidades de Gigahertz e d_{kpc} é a distância em kiloparsec.

Considerando $c_s = 0.2 \text{ km s}^{-1}$ (Liu et al., 2015), $N_{uv} = 1.86 \times 10^{49}$ fótons s^{-1} e n_o da ordem de $\sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$ (Ma et al., 2013), estimamos um valor $t_{frag} \sim 1.5 \times 10^6$ anos para a bolha. Da Seção 4.3, temos que $t_{dyn} = 9.17 \times 10^4$ anos, ou seja, a idade dinâmica é menor que a escala de tempo de fragmentação, o que sugere que a região não suporta o mecanismo “Collect and Collapse”. Nesse caso, o cenário “Radiation-Driven Implosion” deve ser considerado e investigado.

A Figura 4.12 mostra a distribuição espacial dos YSOs identificados listados na Tabela A.1. A posição dos YSOs Classe I comparada com a distribuição de gás traçado pelo CO e poeira fria traçada por $870 \mu\text{m}$ indica a presença de protoestrelas associadas aos *clumps* densos. De fato, os YSOs Classe I candidatos a estar associados a N10 apresentados na Tabela 4.4 têm idades menores que a escala de tempo de fragmentação, sugerindo a possibilidade de formação de estrela desencadeada em condensações pré-existentes comprimidas pela pressão do gás ionizado, como o mecanismo “Radiation-Driven Implosion” propõe.

5.1.3 A bolha N11

As imagens no infravermelho da Figura 2.1 mostram N11, uma bolha que parece estar fisicamente conectada a N10 e estende-se por cerca de 3 pc na direção superior à direita. Inversamente, a distribuição molecular de N11 não sugere nenhuma ligação física com N10, uma vez que a emissão de ^{13}CO (1 – 0) entre 47 e 53 km s^{-1} não coincide com a emissão em $8.0 \mu\text{m}$ de N11.

YSOs Classe I não aparecem sobre a casca da bolha N11 e poucos YSOs Classe II podem ser encontrados na direção de N11, como podemos ver na Figura 4.12. Entretanto, há uma notável concentração Discos de Transição em torno da parte superior da casca de N11. Especulamos que esse objeto seja um remanescente de uma região HII, na qual a falta de emissão em 20 cm nos leva a considerar que não há mais gás ionizado ali dentro. É provável que outra fonte de energia tenha provocado a formação destes YSOs, como a explosão de uma supernova tipo II, por exemplo.

5.1.4 Uma pequena bolha à direita de N10

A pequena bolha MWP1G013134+000580, de coordenadas centrais $l = 13.134^\circ$ e $b = 0.058^\circ$, tem dimensão menos que 2 pc. Interessantemente, essa pequena bolha deve ter a mesma distância de N10, visto que sua emissão em CO está contida no mesmo pico de velocidade principal, claramente observado nos mapas de canal com velocidades entre 51 e 53 km s^{-1} nas Figuras 4.2 e 4.3.

Encontramos três objetos Classe I na região de MWP1G013134+000580. A idade da pequena bolha parece ser da mesma ordem de N10, conforme podemos inferir do estágio evolutivo dos YSOs encontrados nessa região.

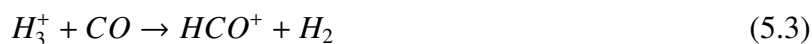
5.2 Traçadores moleculares de formação estelar

Enquanto CO traça o gás em larga escala na região, outras moléculas são indicadoras de formação estelar e nos permitem investigar a evolução química na região. Nessa seção discutiremos a caracterização de diferentes fases do gás na bolha N10.

5.2.1 Ionização

Íons moleculares normalmente são observados em regiões pré/protoestelares densas (e.g. Caselli et al., 2002). HCO^+ (íon formil) tem sido detectada na direção de *outflows* e em alguns casos, como mostra a Figura 4.19, apresenta uma morfologia de “borboleta”, sugerindo excitação em cavidades produzidas por *outflows* (Podio et al., 2014, e suas referências). A emissão dessa espécie tem sido observada na direção de regiões de formação estelar (e.g. Goicoechea et al., 2012).

Savage & Ziurys (2004) sugerem que, em nuvens escuras, as espécies reativas H_3^+ proporcionam a reação química íon-neutro, e a maior parte da produção do íon formil é devida à reação:



De acordo com Graciá-Carpio et al. (2006), espera-se que a emissão dessa molécula provenha de gás molecular denso, em que a densidade seja $\geq 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Assim, a distribuição de HCO^+ em N10 caracteriza o gás molecular mais diretamente ligado à formação estelar.

O perfil de linha no pico de emissão de HCO^+ (1 – 0) mostra asas com desvio tanto para o vermelho quanto para o azul, o que implica a presença de gás de alta velocidade na região. Essa componente em alta velocidade é traçada pela interação entre a região HII e o *clump* de alta densidade, o que é confirmado pela Figura 4.24.

5.2.2 PDR

Espera-se que as estrelas tipo O no interior da bolha N10 criem PDRs. O HCN (cianeto de nitrogênio) traça as camadas do gás denso que está sob a influência da radiação UV na região (Fuente et al., 1993).

HCN forma-se eficientemente nessa região, onde C^+ e H_2 coexistem e podem reagir; ao reagir com H_2 , C^+ forma CH^+ . Nitrogênio atômico forma similarmente NH , que retorna ao C^+ para,

eventualmente, formar HCN. Os radicais CN e HCN são conhecidos por serem especialmente abundantes em PDRs (Fuente et al., 1993).

O HCN normalmente é termalizado nos núcleos densos de nuvens moleculares, sendo portanto um bom traçador de gás molecular denso que está ativamente relacionado com o processo de formação estelar (Narayanan et al., 2008). Na região da bolha N10, a emissão de HCN (1 – 0) é intensa e indica a presença de PDRs ligadas à interação do gás com a fonte central. É esperado que tanto o HCN quanto o HCO^+ trace regiões densas associadas ao CO, mas HCN traça predominantemente a região menos ionizada, se comparada com HCO^+ .

5.2.3 Choques/Outflows

A observação de linhas de SiO é uma poderosa ferramenta de diagnóstico para estudar *outflows* em regiões de formação estelar (e.g. Lefloch et al., 1998; Nisini et al., 2007; Gusdorf et al., 2008). A emissão de SiO na fase gasosa tem sido observada em estruturas associadas a jatos de YSOs embebidos em *cores* de baixa massa (Bally et al., 1993) e em regiões de formação de estrelas de alta massa (Acord et al., 1996).

A molécula SiO é produzida por meio de choques tipo-C (Schilke et al., 1997). Esse tipo de choque ocorre por meio de íons inseridos em um meio predominantemente neutro, ou seja, em nuvens moleculares com baixo grau de ionização e alta densidade (Draine et al., 1983). Choques tipo-C são assim chamados por ocorrerem de forma contínua (C de “*continuous*”), em comparação aos choques tipo-J, no qual a frente de choque é muito mais fina do que a camada de relaxamento pós-choque (J de “*jump*”, veja Hollenbach & McKee, 1979, para maiores detalhes).

SiO é então produzida pela pulverização de silício por colisões grão-grão, seguida por reações com O e O_2 também na fase gasosa. De acordo com Rizzo et al. (2005), SiO faz parte de um grupo de moléculas menos expostas ao campo UV, chamadas portanto de *low UV*, ou *LUV*, presentes principalmente nas bordas da PDR. A interação de fótons UV com os grãos modifica a química do gás molecular e pode evidenciar a PDR avançando na nuvem molecular. SiO é, portanto, traçadora de condições de alta densidade e de choques de alta velocidade.

A presença de emissão SiO e as asas alargadas em HCO^+ é uma evidência de atividade de *outflow* na região (e.g. Vasyunina et al., 2011). Identificamos emissão SiO na direção de N10, concentrada em um pico principal que coincide com o *clump* de maior densidade na região. N10 apresenta, portanto, evidências de gás que sofreu choque possivelmente associado com *outflows* energéticos jovens.

5.2.4 Cores pré-estelares

Cores pré-estelares apresentam uma composição química rica e inhomogênea. Enquanto espécies como o CO sofrem depleção nesses núcleos densos, o N_2H^+ (íon diazenílio) é um dos poucos íons moleculares que sobrevivem por bastante tempo nessa fase do gás.

Essa molécula é considerada um traçador molecular padrão de ambientes pré-estelares frios e quiescentes (e.g. Tafalla et al., 2006; Fontani et al., 2015). De acordo com Podio et al. (2014), o íon N_2H^+ é formado através da reação íon-molécula:



sendo H_3^+ produzido pela reação entre H_2 e H_2^+ . H_2^+ , por sua vez, é produzido pela ionização de H_2 por raios cósmicos e destruído por recombinação dissociativa com elétrons (Podio et al., 2014). N_2H^+ é, portanto, traçador de H_2 . Em YSOs Classe I, o íon N_2H^+ pode ser destruído pelo *outflow* ou pela radiação UV proveniente da estrela que já se desligou de sua nuvem de origem (Alonso-Albi et al., 2010).

A transição $J = 1-0$ de N_2H^+ é particularmente interessante por geralmente apresentar baixa profundidade óptica em suas estruturas hiperfinas e possibilitar a medida das estruturas em *cores* de formação estelar densas (Caselli et al., 1995). De acordo com Codella et al. (2013), N_2H^+ é um registro fóssil do gás pré-choque.

Enquanto moléculas com cadeia de carbono são abundantes nos estágios iniciais de evolução química e sofrem mais o efeito de depleção, a molécula N_2H^+ é mais abundante nos estágios finais. Quando o CO se esgota na região, N_2H^+ torna-se abundante nas partes mais densas (Sakai et al., 2008). Nesse reação:



Nós detectamos emissão intensa de N_2H^+ em N10, caracterizando portanto a presença de *cores* pré-estelares na região de N10.

5.2.5 Gás denso

O CS é um traçador tradicional de gás denso (e.g. Snell et al., 1984; Bronfman et al., 1996; Helmich & van Dishoeck, 1997). Embora tenhamos identificado a distribuição do gás molecular

por meio da emissão de CO na direção da bolha N10 ($n_H \sim 5000 \text{ cm}^{-3}$), é esperado que as linhas de CS tracem regiões > 100 vezes mais densas do que aquelas traçadas pela transição CO (1 – 0) (e.g. Bally et al., 1987; Yang et al., 1997). As moléculas que abrigam o enxofre potencialmente são um bom relógio para escalas de tempo relevantes na fase mais embebida de formação estelar (Li et al., 2015).

Além disso, estudos recentes realizados por Watson et al. (2016) mostram que a distribuição de CS nas bolhas infravermelhas indicam evidências de interações significativas entre objetos estelares jovens e o ambiente ao redor. A emissão de CS (3 – 2) em N10 indica, portanto, a presença de camadas de gás de alta densidade na nuvem molecular.

5.2.6 Levantamento de linhas espectrais

A Figura 4.26 mostra uma visão geral do espectro observado na direção da condensação mais densa em N10, em um intervalo de 86 a 100 GHz, aproximadamente. Identificamos 41 espécies moleculares, descritas na Tabela 4.7, e as classificamos de acordo com suas propriedades.

O resultado mais interessante desse levantamento foi a detecção de Moléculas Orgânicas Complexas (COMs, do inglês *Complex Organic Molecules*). COMs têm sido detectadas na direção de diversos ambientes astrofísicos como um produto da química entre o gás e os grãos de poeira. Na literatura astroquímica, as COMs são definidas como moléculas orgânicas que contém ao menos seis átomos pesados (Herbst & van Dishoeck, 2009) e tem sido detectadas em regiões associadas com formação estelar (e.g. Blake et al., 1987; Cernicharo et al., 2012; Cazaux et al., 2003; Watanabe et al., 2015).

É esperado que a composição química de condensações nessas regiões reflita um processo sequencial, na qual moléculas simples sejam formadas na fase pré-colapso da nuvem fria, depois evaporem ao sofrer aquecimento por parte de uma estrela recém formada e formem COMs por meio de reações neutro-neutro e íon-neutro (Bottinelli et al., 2004).

Moléculas como CS e SO, assinaturas de *outflow*, foram detectadas. A presença de SiO indica choque na região. Esses resultados confirmam a atividade de formação estelar na condensação molecular observada.

Conclusões e Perspectivas

*“Us and them
And after all
We’re only ordinary men”*

Pink Floyd

Realizamos um estudo abrangente da bolha infravermelha N10 usando as linhas de emissão molecular ^{12}CO ($J = 1 - 0$) and ^{13}CO ($J = 1 - 0$), imagens infravermelhas Spitzer (levantamentos GLIMPSE e MIPS GAL), dados da emissão em 20 cm, observações APEX da emissão contínua em $870 \mu\text{m}$ e fontes pontuais no infravermelho médio do catálogo WISE.

A fim de explorar a formação estelar em N10, estudamos transições dos traçadores moleculares HCO^+ ($1 - 0$), HCN ($1 - 0$), SiO ($2 - 1$), N_2H^+ ($1 - 0$) e CS ($3 - 2$) por meio de observações com o telescópio IRAM 30-m.

A seguir, descreveremos as principais conclusões a partir dos resultados obtidos.

Observamos a transição $J = 1 - 0$ das espécies ^{12}CO e ^{13}CO no telescópio PMO 13.7m. A distribuição da emissão de CO mostrou que o gás ao redor da bolha N10 tem velocidade $V_{LSR} = 52.6 \text{ km s}^{-1}$, da qual pudemos estimar uma distância $D = 4.7 \text{ kpc}$. Essas observações revelaram dois *clumps* de ^{13}CO , com $M_{LTE} \sim 2 \times 10^3 M_{\odot}$, $M_{virial} \sim 8.5 \times 10^3 M_{\odot}$ e $M_{Jeans} \sim 6 \times 10^3 M_{\odot}$. Não é possível afirmar sobre a estabilidade gravitacional dos *clumps*, uma vez que as hipóteses adotadas para o cálculo de massas são grosseiras e podem levar a valores sub ou superestimados.

A emissão no contínuo de rádio e a presença da emissão em $24 \mu\text{m}$ sugerem que existe ao menos uma fonte ionizante dentro da bolha. Nós estimamos um fluxo total de 20 cm $F_{20 \text{ cm}} = 1.17 \text{ Jy}$ e uma densidade eletrônica $n_e \sim 130 \text{ cm}^{-3}$, com um fluxo de fótons no contínuo de Lyman

$N_{Ly} = 1.86 \times 10^{49}$ fótons ionizantes s^{-1} .

Dois clumps de poeira fria foram identificados nas imagens do levantamento LABOCA/APEX. Para o *clump* mais denso, a partir da emissão em $870 \mu m$, estimamos massa total $M_{tot} = 240 M_{\odot}$, raio médio $R_D = 0.37$ pc, densidade colunar $N(H_2) = 6.3 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ e densidade volumétrica média $n(H_2) = 3.7 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Tais características físicas indicam que essa condensação é uma boa candidata a protoaglomerado.

Identificamos 234 YSOs na região como um todo, sendo 12 deles classificados como Classe I, 91 Classe II e 131 Discos de Transição. Ajustamos a SED para 9 dos YSOs Classe I identificados, os quais consideramos candidatos a pertencerem fisicamente à estrutura molecular de N10, e calculamos seus parâmetros físicos. A partir de modelos, encontramos idades estelares que vão desde $\sim 10^3$ até 10^6 anos. Comparando a idade dinâmica estimada ($t_{dyn} \sim 9.17 \times 10^4$ anos) e a escala de tempo de fragmentação ($t_{frag} \sim 1.5 \times 10^6$ anos), concluímos que a formação estelar pode ter sido desencadeada como consequência do mecanismo “Radiation-Driven Implosion”, no qual a radiação ionizante comprime condensações pré-existentes.

Na imagem Spitzer em $8 \mu m$, a bolha infravermelha N11 pode ser vista na direção de N10, entretanto não há indícios de que elas estejam conectadas fisicamente uma com a outra. Objetos Classe II aparecem na direção de N11, sugerindo que esta pode ser uma remanescente de região HII. Uma terceira bolha infravermelha, a pequena MWP1G013134+000580, aparece no campo observado pelo PMO 13.7-m e, interessantemente, apresenta emissão de CO na mesma velocidade da emissão principal de N10 e parece para abrigar alguns YSOs evoluídos.

Através das observações realizadas com o telescópio IRAM 30-m, obtivemos os mapas de emissão integrada da transição das espécies moleculares: HCO^+ (1–0), HCN (1–0), SiO (2–1), N_2H^+ (1–0) e CS (3–2). Dessa forma, identificamos diferentes fases do gás associado a N10.

A região de ionização foi caracterizada pela emissão de HCO^+ . A distribuição espacial é característica de excitação provocada por *outflows* e evidencia o gás molecular relacionado a formação estelar. As camadas de gás denso presentes nas PDRs foram reveladas pela emissão de HCN. A região de *outflows* foi traçada pela emissão de SiO, molécula produzida por choques tipo-C. A presença de *cores* pré-estelares foi confirmada pela detecção do íon N_2H^+ na nuvem molecular, e a detecção de CS indica gás denso em N10.

Interessantemente, a distribuição espacial dessas moléculas não abrange as bolhas N11 e MWP1G013134+000580. Isso indica que apenas N10 apresenta características de região de formação estelar.

Um levantamento de linhas espectrais na direção da condensação mais densa de N10 nos permitiu identificar 41 moléculas na banda de 3-mm do telescópio IRAM 30-m. A presença de COMs e moléculas que abrigam enxofre indica atividade de *outflows* e formação estelar.

6.1 Perspectivas

Tendo em vista o sucesso de nossas observações no telescópio IRAM 30-m, os estudos aqui apresentados podem ser aprofundados. Os mapas de intensidade integrada pode nos fornecer informações acerca das condensações e podemos explorar suas propriedades físicas como dimensão, temperatura e massa. Futuramente, podemos comparar os resultados obtidos com outras bolhas infravermelhas.

O estudo das linhas identificadas na integração profunda necessitam de maior análise, da qual podemos:

- Caracterizar os parâmetros das linhas observadas no levantamento espectral;
- Estudar a abundância relativa das espécies;
- Comparar abundâncias observadas com modelos químicos;
- Investigar o estágio evolutivo dos *clumps* utilizando a razão $\text{CO}/\text{N}_2\text{H}^+$, por exemplo.

Referências Bibliográficas

- Acord, J. M., Churchwell, E., & Walmsley, C. M. 1996, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 28, 50.01
- Alonso-Albi, T., Fuente, A., Crimier, N., et al. 2010, *A&A*, 518, A52
- Amôres, E. B., & Lépine, J. R. D. 2005, *AJ*, 130, 659
- Anderson, L. D., Bania, T. M., Balser, D. S., et al. 2014, *ApJS*, 212, 1
- Anderson, L. D., Deharveng, L., Zavagno, A., et al. 2015, *ApJ*, 800, 101
- Bally, J., Stark, A. A., Wilson, R. W., & Henkel, C. 1987, *ApJS*, 65, 13
- Bally, J., Lada, E. A., & Lane, A. P. 1993, *ApJ*, 418, 322
- Beaumont, C. N., & Williams, J. P. 2010, *ApJ*, 709, 791
- Benjamin, R. A., Churchwell, E., Babler, B. L., et al. 2003, *PASP*, 115, 953
- Bergin, E. A., & Tafalla, M. 2007, *ARA&A*, 45, 339
- Beuther, H., Linz, H., Henning, T., et al. 2011, *A&A*, 531, AA26
- Blake, G. A., Sutton, E. C., Masson, C. R., & Phillips, T. G. 1987, *ApJ*, 315, 621
- Bottinelli, S., Ceccarelli, C., Lefloch, B., et al. 2004, *ApJ*, 615, 354
- Brand, J., & Blitz, L. 1993, *A&A*, 275, 67
- Bronfman, L., Nyman, L.-A., & May, J. 1996, *A&AS*, 115, 81
- Cappa, C. E., Duronea, N., Firpo, V., et al. 2016, *A&A*, 585, A30

- Caselli, P., Myers, P. C., & Thaddeus, P. 1995, *ApJ*, 455, L77
- Caselli, P., Benson, P. J., Myers, P. C., & Tafalla, M. 2002, *ApJ*, 572, 238
- Cazaux, S., Tielens, A. G. G. M., Ceccarelli, C., et al. 2003, *ApJ*, 593, L51
- Cernicharo, J., Marcelino, N., Roueff, E., et al. 2012, *ApJ*, 759, L43
- Charnley, S. B., Tielens, A. G. G. M., & Millar, T. J. 1992, *ApJ*, 399, L71
- Chiar, J. E., Tielens, A. G. G. M., Whittet, D. C. B., et al. 2000, *ApJ*, 537, 749
- Churchwell, E., Povich, M. S., Allen, D., et al. 2006, *ApJ*, 649, 759
- Churchwell, E., Watson, D. F., Povich, M. S., et al. 2007, *ApJ*, 670, 428
- Codella, C., Viti, S., Ceccarelli, C., et al. 2013, *ApJ*, 776, 52
- Condon, J. J., Cotton, W. D., Greisen, E. W., et al. 1998, *AJ*, 115, 1693
- Cutri, R. M., & IPAC/WISE Science Data Center Team 2011, *Bulletin of the American Astronomical Society*, 43, 301.02
- Cutri, R. M., et al. 2013, *VizieR Online Data Catalog*, 2328, 0
- Deharveng, L., Lefloch, B., Zavagno, A., et al. 2003, *A&A*, 408, L25
- Deharveng, L., Lefloch, B., Kurtz, S., et al. 2008, *A&A*, 482, 585
- Deharveng, L., Schuller, F., Anderson, L. D., et al. 2010, *A&A*, 523, A6
- Dewangan, L. K., Ojha, D. K., Anandarao, B. G., Ghosh, S. K., & Chakraborti, S. 2012, *ApJ*, 756, 151
- Deharveng, L., Zavagno, A., Samal, M. R., et al. 2015, *A&A*, 582, A1
- Dewangan, L. K., Ojha, D. K., Grave, J. M. C., & Mallick, K. K. 2015, *MNRAS*, 446, 2640
- Dobashi, K., Yonekura, Y., Matsumoto, T., et al. 2002, *EAS Publications Series*, 4, 139
- Draine, B. T., Roberge, W. G., & Dalgarno, A. 1983, *ApJ*, 264, 485
- Duronea, N. U., Vasquez, J., Gómez, L., et al. 2015, *A&A*, 582, A2

- Elmegreen, B. G., & Lada, C. J. 1977, *ApJ*, 214, 725
- Fazio, G. G., Hora, J. L., Allen, L. E., et al. 2004, *ApJS*, 154, 10
- Feigelson, E. D., & Montmerle, T. 1999, *ARA&A*, 37, 363
- Fontani, F., Caselli, P., Palau, A., Bizzocchi, L., & Ceccarelli, C. 2015, *ApJ*, 808, L46
- Fuente, A., Martin-Pintado, J., Cernicharo, J., & Bachiller, R. 1993, *A&A*, 276, 473
- Gama, D.R.G. 2012, Dissertação de Mestrado, Formação estelar no complexo de nuvens moleculares em Monoceros. Dissertação de Mestrado, Instituto de Astronomia, Geofísica e Ciências Atmosféricas, Universidade de São Paulo, São Paulo. Disponível em: <http://www.teses.usp.br/teses/disponiveis/14/14131/tde-29062012-100922/>
- Gama, D.R.G., Lepine, J.R.D., Wu, Y., Yuan, J., & Mendoza, E. 2016, Manuscript submitted to *ApJ* for publication
- Garden, R. P., Hayashi, M., Hasegawa, T., Gatley, I., & Kaifu, N. 1991, *ApJ*, 374, 540
- Goicoechea, J. R., Cernicharo, J., Karska, A., et al. 2012, *A&A*, 548, A77
- Graciá-Carpio, J., García-Burillo, S., Planesas, P., & Colina, L. 2006, *ApJ*, 640, L135
- Gusdorf, A., Pineau Des Forêts, G., Cabrit, S., & Flower, D. R. 2008, *A&A*, 490, 695
- Gutermuth, R. A., Megeath, S. T., Myers, P. C., et al. 2009, *ApJS*, 184, 18
- Helfand, D. J., Becker, R. H., White, R. L., Fallon, A., & Tuttle, S. 2006, *AJ*, 131, 2525
- Helmich, F. P., & van Dishoeck, E. F. 1997, *A&AS*, 124,
- Herbst, E., & van Dishoeck, E. F. 2009, *ARA&A*, 47, 427
- Hollenbach, D., & McKee, C. F. 1979, *ApJS*, 41, 555
- Hollenbach, D. J., & Tielens, A. G. G. M. 1999, *Reviews of Modern Physics*, 71, 173
- Hou, L. G., & Han, J. L. 2014, *A&A*, 569, AA125
- Huang, S.-S. 1954, *AJ*, 59, 137
- Jeans, J. H. 1928, Cambridge [Eng.] The University press, 1928.,

- Kendrew, S., Simpson, R., Bressert, E., et al. 2012, *ApJ*, 755, 71
- Kerr, F. J., & Knapp, G. R. 1974, *Galactic Radio Astronomy*, 60, 179
- Koenig, X. P., Leisawitz, D. T., Benford, D. J., et al. 2012, *ApJ*, 744, 130
- Koenig, X. P., & Leisawitz, D. T. 2014, *ApJ*, 791, 131
- Kwok, S. 2007, *Physics and Chemistry of the Interstellar Medium* by Sun Kwok. University Science Books, 2007.,
- Lee, J.-K., Walsh, A. J., Burton, M. G., & Ashley, M. C. B. 2001, *MNRAS*, 324, 1102
- Lefloch, B., & Lazareff, B. 1994, *A&A*, 289, 559
- Lefloch, B., Lazareff, B., & Castets, A. 1997, *A&A*, 324, 249
- Lefloch, B., Castets, A., Cernicharo, J., & Loinard, L. 1998, *ApJ*, 504, L109
- Lefloch, B., Cernicharo, J., Cabrit, S., & Cesarsky, D. 2005, *A&A*, 433, 217
- Li, J., Wang, J., Zhu, Q., Zhang, J., & Li, D. 2015, *ApJ*, 802, 40
- Liu, T., Wu, Y., Zhang, H., & Qin, S.-L. 2012, *ApJ*, 751, 68
- Liu, H.-L., Wu, Y., Li, J., et al. 2015, *ApJ*, 798, 30
- Liu, H.-L., Li, J.-Z., Wu, Y., et al. 2016, *ApJ*, 818, 95
- Lockman, F. J. 1989, *ApJS*, 71, 469
- Ma, Y., Zhou, J., Esimbek, J., et al. 2013, *Ap&SS*, 345, 297
- Hollenbach, D. J., & Tielens, A. G. G. M. 1996, *ApJ*, 466, 561
- Matsakis, D. N., Evans, N. J., II, Sato, T., & Zuckerman, B. 1976, *AJ*, 81, 172
- McKee, C. F., & Ostriker, E. C. 2007, *ARA&A*, 45, 565
- Minier, V., & Booth, R. S. 2002, *A&A*, 387, 179
- Minier, V., Ellingsen, S. P., Norris, R. P., & Booth, R. S. 2003, *A&A*, 403, 1095
- Miettinen, O. 2012, *A&A*, 542, A101

- Motte, F., Schilke, P., & Lis, D. C. 2003, *ApJ*, 582, 277
- Narayanan, D., Cox, T. J., Shirley, Y., et al. 2008, *ApJ*, 684, 996-1008
- Nieten, C., Neininger, N., Guélin, M., et al. 2006, *A&A*, 453, 459
- Nisini, B., Codella, C., Giannini, T., et al. 2007, *A&A*, 462, 163
- Panagia, N., & Walmsley, C. M. 1978, *A&A*, 70, 411
- Paladini, R., Umana, G., Veneziani, M., et al. 2012, *ApJ*, 760, 149
- Pandian, J. D., Momjian, E., & Goldsmith, P. F. 2008, *A&A*, 486, 191
- Perault, M., Omont, A., Simon, G., et al. 1996, *A&A*, 315, L165
- Podio, L., Lefloch, B., Ceccarelli, C., Codella, C., & Bachiller, R. 2014, *A&A*, 565, A64
- Reich, W., Fuerst, E., Reich, P., & Reif, K. 1990, *A&AS*, 85, 633
- Reipurth, B. 1983, *A&A*, 117, 183
- Rieke, G. H., Young, E. T., Engelbracht, C. W., et al. 2004, *ApJS*, 154, 25
- Rizzo, J. R., Fuente, A., & García-Burillo, S. 2005, *ApJ*, 634, 1133
- Robitaille, T. P., Whitney, B. A., Indebetouw, R., & Wood, K. 2007, *ApJS*, 169, 328
- Roman-Duval, J., Jackson, J. M., Heyer, M., et al. 2009, *ApJ*, 699, 1153
- Sakai, T., Sakai, N., Kamegai, K., et al. 2008, *ApJ*, 678, 1049-1069
- Salpeter, E. E. 1955, *ApJ*, 121, 161
- Samal, M. R., Zavagno, A., Deharveng, L., et al. 2014, *A&A*, 566, A122
- Sartori, M. J., Lépine, J. R. D., & Dias, W. S. 2003, *A&A*, 404, 913
- Sault, R. J., Teuben, P. J., & Wright, M. C. H. 1995, *Astronomical Data Analysis Software and Systems IV*, 77, 433
- Savage, C., & Ziurys, L. M. 2004, *ApJ*, 616, 966

- Shan, W., Yang, J., Shi, S., et al. 2012, *Transactions on Terahertz Science and Technology*, 2, 593
- Schilke, P., Walmsley, C. M., Pineau des Forets, G., & Flower, D. R. 1997, *A&A*, 321, 293
- Schinnerer, E., Meidt, S. E., Pety, J., et al. 2013, *ApJ*, 779, 42
- Schuller, F., Menten, K. M., Contreras, Y., et al. 2009, *A&A*, 504, 415
- Shu, F. H. 1977, *ApJ*, 214, 488
- Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S. 1987, *ARA&A*, 25, 23
- Simpson, R. J., Povich, M. S., Kendrew, S., et al. 2012, *VizieR Online Data Catalog*, 742, 42442
- Snell, R. L., Mundy, L. G., Goldsmith, P. F., Evans, N. J., II, & Erickson, N. R. 1984, *ApJ*, 276, 625
- Stahler, S. W., & Palla, F. 2005, *The Formation of Stars*, by Steven W. Stahler, Francesco Palla, pp. 865. ISBN 3-527-40559-3. Wiley-VCH, January 2005
- Stahler, S. W., & Yen, J. J. 2010, *MNRAS*, 407, 2434
- Strom, K. M., Strom, S. E., Edwards, S., Cabrit, S., & Skrutskie, M. F. 1989, *AJ*, 97, 1451
- Szymczak, M., Hrynek, G., & Kus, A. J. 2000, *A&AS*, 143, 269
- Tackenberg, J., Beuther, H., Henning, T., et al. 2012, *A&A*, 540, AA113
- Tafalla, M., Santiago-García, J., Myers, P. C., et al. 2006, *A&A*, 455, 577
- Thompson, M. A., Urquhart, J. S., Moore, T. J. T., & Morgan, L. K. 2012, *MNRAS*, 421, 408
- Tielens, A. G. G. M., & Hagen, W. 1982, *A&A*, 114, 245
- Ungerechts, H., Umbanhowar, P., & Thaddeus, P. 2000, *ApJ*, 537, 221
- Vasyunina, T., Linz, H., Henning, T., et al. 2011, *A&A*, 527, A88
- Watanabe, Y., Sakai, N., López-Sepulcre, A., et al. 2015, *ApJ*, 809, 162
- Watson, C., Povich, M. S., Churchwell, E. B., et al. 2008, *ApJ*, 681, 1341

-
- Watson, C., Devine, K., Quintanar, N., & Candelaria, T. 2016, *ApJ*, 818, 71
- Wienen, M., Wyrowski, F., Schuller, F., et al. 2012, *A&A*, 544, A146
- Wilking, B. A. 1989, *PASP*, 101, 229
- Wilson, T. L., & Rood, R. 1994, *ARA&A*, 32, 191
- Whitworth, A. P., Bhattal, A. S., Chapman, S. J., Disney, M. J., & Turner, J. A. 1994, *MNRAS*, 268, 291
- Whitworth, A. P., & Francis, N. 2002, *MNRAS*, 329, 641
- Wright, E. L., Eisenhardt, P. R. M., Mainzer, A. K., et al. 2010, *AJ*, 140, 1868
- Yam, O., Paglione, T. A. D., Jackson, J. M., & Bolatto, A. D. 1998, IX Latin American Regional IAU Meeting, "Focal Points in Latin American Astronomy",
- Yang, J., Ohashi, N., Yan, J., et al. 1997, *ApJ*, 475, 683
- Yuan, J.-H., Wu, Y., Li, J. Z., & Liu, H. 2014, *ApJ*, 797, 40
- Zavagno, A., Anderson, L. D., Russeil, D., et al. 2010, *A&A*, 518, L101
- Zinnecker, H., & Yorke, H. W. 2007, *ARA&A*, 45, 481

Apêndice

Apêndice A

Lista de YSOs identificados em N10

Tabela A.1 - Candidatos a objetos estelares jovens (YSOs) na direção da região N10.

Candidata #	l [°]	b [°]	Identificação WISE	Fluxos (mag)				Classificação
				[3.4 μm]	[4.6 μm]	[12 μm]	[22 μm]	
1	13.1141	0.0566	J181354.14-173204.6	12.651	11.220	7.212	4.212	Classe I
2	13.1385	0.0593	J181356.48-173043.0	10.428	9.181	5.204	1.246	Classe I
3	13.1383	0.0566	J181357.08-173048.2	11.451	9.848	5.595	1.771	Classe I
4	13.2124	0.0402	J181409.60-172722.1	9.274	7.294	4.049	1.312	Classe I
5	13.2007	0.0286	J181410.77-172819.3	9.995	8.855	6.081	0.734	Classe I
6	13.2126	0.0477	J181407.98-172708.4	9.978	7.224	3.903	1.187	Classe I
7	13.1818	0.0608	J181401.37-172823.3	11.937	8.766	6.442	0.629	Classe I
8	13.2015	0.0554	J181404.94-172730.5	10.081	8.552	4.069	-0.537	Classe I
9	13.2016	0.0681	J181402.15-172708.2	10.877	10.015	6.538	2.244	Classe I
10	13.2155	-0.0350	J181426.60-172921.9	9.291	7.367	4.237	1.531	Classe I
11	13.2396	-0.0057	J181423.03-172715.2	12.263	11.050	8.256	5.221	Classe I
12	13.1931	0.0888	J181356.55-172659.5	12.308	10.741	6.260	3.168	Classe I
13	13.1114	0.1134	J181341.27-173035.2	10.397	9.934	8.657	4.825	Classe II
14	13.1135	-0.0134	J181409.56-173407.1	11.620	11.198	9.670	7.655	Classe II
15	13.1389	-0.0279	J181415.81-173311.7	11.511	11.061	9.146	6.480	Classe II
16	13.1384	-0.0162	J181413.16-173253.3	11.235	10.748	8.809	6.800	Classe II
17	13.1147	-0.0195	J181411.06-173413.8	11.343	11.046	8.968	7.287	Classe II
18	13.1449	-0.0193	J181414.65-173237.9	11.031	10.757	8.852	6.340	Classe II
19	13.1527	-0.0295	J181417.83-173231.1	10.529	10.021	7.684	5.341	Classe II
20	13.1543	-0.0234	J181416.66-173215.4	10.758	10.158	8.237	6.232	Classe II
21	13.1647	-0.0310	J181419.59-173155.6	11.511	10.498	9.022	6.565	Classe II
22	13.1577	-0.0263	J181417.72-173209.5	10.568	10.225	8.441	5.908	Classe II
23	13.1919	-0.0358	J181423.94-173037.7	10.433	10.010	8.891	6.481	Classe II
24	13.1704	-0.0343	J181421.01-173143.2	10.077	9.621	8.265	5.976	Classe II
25	13.2038	-0.0395	J181426.20-173006.5	8.941	8.625	7.104	5.237	Classe II
26	13.1103	0.0155	J181402.78-173327.7	10.560	10.300	8.813	6.951	Classe II
27	13.1370	-0.0034	J181410.17-173235.5	9.904	9.313	8.291	5.669	Classe II
28	13.1452	-0.0016	J181410.76-173206.7	10.542	10.097	7.285	4.779	Classe II
29	13.1257	-0.0028	J181408.67-173310.3	11.147	10.754	8.995	6.637	Classe II
30	13.1362	-0.0003	J181409.38-173232.9	11.275	10.635	8.559	5.484	Classe II

Tabela A.1 - continua

Candidata #	l [°]	b [°]	Identificação WISE	Fluxos (mag)				Classificação
				[3.4 μ m]	[4.6 μ m]	[12 μ m]	[22 μ m]	
31	13.1269	0.0325	J181401.03-173205.8	10.224	9.903	8.315	6.522	Classe II
32	13.1505	-0.0153	J181414.43-173213.6	10.636	10.131	8.669	5.761	Classe II
33	13.1611	-0.0034	J181413.08-173119.4	10.832	10.136	8.904	5.365	Classe II
34	13.1541	0.0016	J181411.12-173133.1	10.988	10.541	8.519	5.942	Classe II
35	13.1907	-0.0196	J181420.20-173013.7	10.467	9.685	8.212	7.706	Classe II
36	13.1771	-0.0256	J181419.91-173106.9	10.485	10.058	8.892	7.684	Classe II
37	13.1959	-0.0330	J181423.81-173020.5	10.700	10.302	8.892	6.814	Classe II
38	13.1979	-0.0191	J181420.96-172950.1	11.156	10.463	9.027	6.777	Classe II
39	13.1797	-0.0231	J181419.68-173054.4	10.657	10.390	8.281	6.066	Classe II
40	13.2025	-0.0207	J181421.88-172938.4	10.453	9.805	8.237	5.412	Classe II
41	13.1850	-0.0311	J181422.08-173051.7	11.027	10.458	8.722	6.238	Classe II
42	13.1763	-0.0096	J181416.28-173041.9	9.523	8.906	7.872	4.966	Classe II
43	13.1529	0.0133	J181408.39-173116.8	11.277	10.554	9.114	5.257	Classe II
44	13.1778	0.0060	J181413.01-173010.3	9.489	8.862	7.858	3.911	Classe II
45	13.1627	0.0214	J181407.78-173031.9	9.323	8.688	5.991	2.136	Classe II
46	13.1732	0.0086	J181411.88-173020.6	10.801	10.366	7.612	3.212	Classe II
47	13.1599	0.0238	J181406.92-173036.4	9.450	8.858	6.121	2.438	Classe II
48	13.1904	0.0215	J181411.09-172903.8	11.423	10.865	9.270	2.260	Classe II
49	13.1951	0.0128	J181413.58-172903.9	9.707	8.801	6.974	2.114	Classe II
50	13.2076	0.0148	J181414.64-172821.2	9.698	9.104	6.214	1.898	Classe II
51	13.1538	0.0598	J181358.24-172953.7	9.997	9.382	8.095	4.876	Classe II
52	13.1348	0.0557	J181356.85-173101.0	9.628	8.946	5.814	2.094	Classe II
53	13.1236	0.0950	J181346.80-173028.4	10.652	10.249	8.394	5.963	Classe II
54	13.1157	0.0930	J181346.30-173057.0	11.448	11.137	9.105	7.158	Classe II
55	13.1554	0.0962	J181350.37-172845.8	10.915	10.286	9.060	8.037	Classe II
56	13.2163	0.0706	J181403.36-172617.6	10.970	10.459	7.987	4.483	Classe II
57	13.2151	0.0670	J181404.00-172627.5	11.001	10.383	7.583	5.756	Classe II
58	13.2071	-0.0271	J181423.84-172934.7	9.319	8.922	7.300	4.959	Classe II
59	13.2185	-0.0141	J181422.34-172836.2	10.337	9.983	7.966	4.871	Classe II
60	13.2078	-0.0178	J181421.88-172916.6	9.124	8.589	7.523	4.744	Classe II
61	13.2179	-0.0213	J181423.85-172850.7	10.761	10.112	7.705	5.931	Classe II
62	13.2204	0.0050	J181418.36-172757.4	10.030	9.534	8.327	4.625	Classe II
63	13.2143	0.0017	J181418.35-172822.5	10.872	10.285	8.820	4.903	Classe II
64	13.2536	-0.0052	J181424.60-172629.9	10.132	9.667	7.969	5.408	Classe II
65	13.2532	0.0007	J181423.25-172621.3	11.055	10.557	8.166	5.727	Classe II
66	13.2621	0.0030	J181423.79-172549.1	11.615	10.736	9.077	5.965	Classe II
67	13.2553	-0.0207	J181428.22-172651.4	9.615	9.146	7.810	5.657	Classe II
68	13.2630	-0.0075	J181426.23-172604.1	11.537	10.949	9.479	5.131	Classe II
69	13.2440	-0.0054	J181423.50-172700.7	10.056	9.031	7.095	4.135	Classe II
70	13.2507	-0.0041	J181424.00-172637.2	10.300	9.913	7.819	5.102	Classe II
71	13.2489	0.0039	J181422.01-172629.3	7.988	7.294	5.927	4.050	Classe II
72	13.2484	-0.0065	J181424.27-172648.7	10.165	9.770	7.610	5.207	Classe II
73	13.2669	-0.0343	J181432.62-172638.0	10.417	9.654	8.019	7.414	Classe II
74	13.2583	-0.0373	J181432.25-172710.3	11.407	10.567	8.639	8.173	Classe II

Tabela A.1 - continua

Candidata #	l [$^{\circ}$]	b [$^{\circ}$]	Identificação WISE	Fluxos (mag)				Classificação
				[3.4 μ m]	[4.6 μ m]	[12 μ m]	[22 μ m]	
75	13.2301	0.0140	J181417.54-172711.3	10.361	9.642	7.410	6.239	Classe II
76	13.2255	0.0156	J181416.61-172723.1	9.430	8.754	7.473	4.366	Classe II
77	13.2451	0.0341	J181414.88-172549.3	10.995	10.254	7.405	4.293	Classe II
78	13.2404	0.0107	J181419.49-172644.6	10.908	9.870	7.559	7.685	Classe II
79	13.2343	0.0419	J181411.87-172610.1	9.853	9.426	7.266	4.838	Classe II
80	13.2499	0.0332	J181415.66-172535.5	10.933	10.088	7.836	4.427	Classe II
81	13.2636	0.0175	J181420.79-172519.2	9.982	9.342	8.087	5.534	Classe II
82	13.2574	0.0339	J181416.42-172510.8	11.900	11.196	8.401	5.181	Classe II
83	13.2392	0.0430	J181412.20-172552.7	10.673	10.118	8.891	5.524	Classe II
84	13.2558	0.0378	J181415.36-172509.1	11.519	11.054	8.415	5.495	Classe II
85	13.1292	0.1156	J181342.93-172935.3	10.796	10.527	8.517	6.073	Classe II
86	13.1461	0.1132	J181345.50-172845.9	11.101	10.645	8.279	6.229	Classe II
87	13.1350	0.1103	J181344.81-172926.0	8.488	7.950	6.759	5.174	Classe II
88	13.1616	0.1054	J181349.09-172810.6	11.137	10.402	8.815	5.834	Classe II
89	13.1883	0.0892	J181355.88-172714.1	7.892	7.571	6.055	3.938	Classe II
90	13.1815	0.1000	J181352.66-172716.9	10.393	9.975	7.960	6.182	Classe II
91	13.1945	0.1155	J181350.82-172609.0	10.328	10.050	8.788	6.638	Classe II
92	13.1833	0.1066	J181351.44-172659.9	9.333	9.015	7.827	5.732	Classe II
93	13.2189	0.0964	J181357.99-172524.8	9.412	8.517	6.523	2.770	Classe II
94	13.2282	0.0955	J181359.30-172456.9	10.304	9.777	6.744	3.229	Classe II
95	13.2126	0.0974	J181357.00-172543.1	9.804	9.485	7.280	3.962	Classe II
96	13.2128	0.1152	J181353.08-172511.7	10.206	9.920	7.349	4.207	Classe II
97	13.2164	0.1159	J181353.36-172459.1	9.300	10.050	8.821	4.499	Classe II
98	13.2433	0.0710	J181406.52-172451.6	9.465	9.015	6.765	3.092	Classe II
99	13.2482	0.0971	J181401.34-172351.1	9.776	9.168	8.050	4.627	Classe II
100	13.2679	0.0722	J181409.21-172331.5	11.125	10.261	7.874	4.907	Classe II
101	13.2659	0.0771	J181407.89-172329.7	9.496	9.243	7.583	4.824	Classe II
102	13.2420	0.1051	J181358.82-172356.7	10.622	10.187	7.297	4.686	Classe II
103	13.2390	0.1185	J181355.51-172343.3	10.482	9.921	7.358	4.132	Classe II
104	13.1380	-0.0254	J181415.16-173310.3	11.555	11.301	8.303	6.554	Disco de Transição
105	13.1131	-0.0255	J181412.18-173429.2	9.828	9.621	8.645	7.095	Disco de Transição
106	13.1302	-0.0333	J181415.95-173348.5	9.932	9.692	8.278	6.252	Disco de Transição
107	13.1319	-0.0260	J181414.56-173330.7	9.684	9.453	8.130	5.958	Disco de Transição
108	13.1630	-0.0390	J181421.17-173214.8	8.383	7.905	7.722	5.794	Disco de Transição
109	13.1434	-0.0357	J181418.08-173311.0	10.852	10.078	9.131	7.067	Disco de Transição
110	13.1559	-0.0304	J181418.41-173222.5	8.913	8.355	7.577	5.329	Disco de Transição
111	13.1591	-0.0291	J181418.52-173210.1	8.583	8.237	8.206	6.513	Disco de Transição
112	13.1685	-0.0357	J181421.10-173151.7	9.228	8.592	8.107	6.014	Disco de Transição
113	13.1178	-0.0041	J181408.01-173337.4	10.642	9.930	9.228	6.738	Disco de Transição
114	13.1414	-0.0040	J181410.84-173222.7	11.260	10.857	7.784	5.008	Disco de Transição
115	13.1429	-0.0156	J181413.57-173237.9	8.265	8.045	8.394	6.546	Disco de Transição
116	13.1471	0.0039	J181409.76-173151.2	10.965	10.559	7.662	5.014	Disco de Transição
117	13.1338	0.0047	J181408.00-173231.7	11.836	11.295	8.002	5.328	Disco de Transição

Tabela A.1 - continua

Candidata #	l [°]	b [°]	Identificação WISE	Fluxos (mag)				Classificação
				[3.4 μ m]	[4.6 μ m]	[12 μ m]	[22 μ m]	
118	13.1148	0.0518	J181355.31-173210.8	11.336	11.114	7.206	5.035	Disco de Transição
119	13.1511	0.0367	J181403.02-173042.0	10.622	10.453	9.851	5.419	Disco de Transição
120	13.1361	0.0203	J181404.83-173157.6	7.942	7.328	6.682	4.696	Disco de Transição
121	13.1737	-0.0160	J181417.38-173101.2	11.805	11.355	8.017	4.768	Disco de Transição
122	13.1491	-0.0062	J181412.24-173202.1	9.232	9.026	7.356	4.807	Disco de Transição
123	13.1801	-0.0195	J181418.90-173047.1	9.321	8.778	7.815	5.611	Disco de Transição
124	13.1889	-0.0263	J181421.47-173031.1	11.226	10.936	7.854	6.182	Disco de Transição
125	13.1775	-0.0162	J181417.88-173049.7	10.607	10.353	7.602	4.404	Disco de Transição
126	13.1810	-0.0299	J181421.31-173102.2	12.121	11.943	8.638	5.979	Disco de Transição
127	13.1864	-0.0094	J181417.43-173009.7	10.567	10.264	9.263	6.273	Disco de Transição
128	13.1724	0.0203	J181409.19-173002.7	11.192	10.765	5.473	1.320	Disco de Transição
129	13.1668	0.0212	J181408.31-173019.1	10.302	9.588	5.375	0.938	Disco de Transição
130	13.1777	0.0131	J181411.42-172958.4	10.984	10.516	9.688	3.001	Disco de Transição
131	13.1698	0.0259	J181407.64-173001.4	9.631	9.229	5.086	0.549	Disco de Transição
132	13.1665	0.0306	J181406.20-173003.7	10.611	9.836	4.188	-0.772	Disco de Transição
133	13.1861	0.0172	J181411.53-172925.0	7.226	6.464	5.898	1.992	Disco de Transição
134	13.2099	0.0177	J181414.29-172808.9	11.603	10.824	5.747	1.936	Disco de Transição
135	13.1981	0.0108	J181414.38-172858.1	11.703	11.179	6.253	1.919	Disco de Transição
136	13.2055	0.0025	J181417.10-172849.0	11.824	11.332	7.058	3.638	Disco de Transição
137	13.2126	0.0194	J181414.22-172757.5	12.147	11.623	6.538	1.997	Disco de Transição
138	13.1858	0.0049	J181414.20-172947.0	10.778	10.507	7.445	4.071	Disco de Transição
139	13.1303	0.0691	J181353.35-173052.1	9.467	9.299	7.496	4.097	Disco de Transição
140	13.1286	0.0610	J181354.93-173111.4	10.033	9.571	4.676	2.042	Disco de Transição
141	13.1316	0.0521	J181357.26-173117.1	10.701	10.087	6.685	3.236	Disco de Transição
142	13.1122	0.0773	J181349.34-173135.1	10.111	9.883	10.262	7.892	Disco de Transição
143	13.1187	0.0564	J181354.75-173150.5	11.499	11.298	6.807	4.052	Disco de Transição
144	13.1589	0.0387	J181403.50-173014.0	9.631	8.931	5.122	0.934	Disco de Transição
145	13.1421	0.0526	J181358.42-173043.0	11.134	10.699	6.780	3.402	Disco de Transição
146	13.1280	0.0967	J181346.96-173011.5	9.944	9.647	8.528	6.409	Disco de Transição
147	13.1250	0.0795	J181350.40-173050.9	8.393	8.130	7.594	5.493	Disco de Transição
148	13.1524	0.0761	J181354.44-172930.1	8.655	8.281	7.398	5.147	Disco de Transição
149	13.1753	0.0488	J181403.24-172904.5	9.535	8.937	2.135	-2.611	Disco de Transição
150	13.1832	0.0570	J181402.39-172825.6	10.112	9.869	3.703	-0.608	Disco de Transição
151	13.1712	0.0418	J181404.30-172929.5	10.602	10.088	3.017	-1.599	Disco de Transição
152	13.1826	0.0528	J181403.24-172834.6	9.907	9.260	1.655	-2.432	Disco de Transição
153	13.1639	0.0376	J181404.35-173000.0	10.127	9.568	3.913	-0.276	Disco de Transição
154	13.1713	0.0395	J181404.81-172933.3	11.091	10.374	3.963	-0.653	Disco de Transição
155	13.2105	0.0229	J181413.21-172758.0	11.888	11.416	5.427	1.524	Disco de Transição
156	13.2038	0.0461	J181407.28-172739.2	10.341	9.920	4.262	-0.182	Disco de Transição
157	13.2089	0.0266	J181412.20-172756.8	11.358	10.652	5.704	0.822	Disco de Transição
158	13.2130	0.0355	J181410.72-172728.4	10.631	10.347	4.588	1.039	Disco de Transição
159	13.2103	0.0242	J181412.89-172756.1	11.682	10.981	5.123	1.075	Disco de Transição
160	13.1939	0.0384	J181407.78-172823.8	10.681	9.957	2.256	-2.989	Disco de Transição
161	13.1896	0.0791	J181358.26-172727.3	10.666	10.425	6.035	3.807	Disco de Transição

Tabela A.1 - continua

Candidata #	l [°]	b [°]	Identificação WISE	Fluxos (mag)				Classificação
				[3.4 μ m]	[4.6 μ m]	[12 μ m]	[22 μ m]	
162	13.1801	0.0761	J181357.79-172802.5	9.975	9.662	6.309	3.485	Disco de Transição
163	13.1976	0.0803	J181358.98-172659.8	11.393	10.948	7.773	3.752	Disco de Transição
164	13.1915	0.0868	J181356.80-172708.0	11.358	10.833	6.953	4.164	Disco de Transição
165	13.1984	0.0722	J181400.85-172711.2	11.740	11.317	6.627	3.467	Disco de Transição
166	13.1974	0.0662	J181402.06-172724.8	10.170	9.973	5.734	1.855	Disco de Transição
167	13.2222	0.0750	J181403.09-172551.2	9.327	8.771	8.291	2.102	Disco de Transição
168	13.2081	0.0561	J181405.57-172708.5	10.739	10.058	4.434	0.552	Disco de Transição
169	13.2017	-0.0300	J181423.83-172956.8	11.641	11.337	7.013	4.566	Disco de Transição
170	13.2052	-0.0235	J181422.82-172934.6	11.378	11.212	7.666	5.331	Disco de Transição
171	13.2266	-0.0156	J181423.66-172813.2	11.528	11.375	8.565	5.659	Disco de Transição
172	13.2147	-0.0087	J181420.69-172839.2	11.950	11.775	8.072	5.042	Disco de Transição
173	13.2250	0.0111	J181417.54-172732.5	10.599	10.406	8.002	5.212	Disco de Transição
174	13.2556	-0.0021	J181424.15-172618.2	10.899	10.461	9.358	5.608	Disco de Transição
175	13.2439	0.0016	J181421.94-172648.9	10.058	9.892	6.862	4.494	Disco de Transição
176	13.2406	0.0040	J181421.00-172655.2	11.241	11.043	6.649	4.894	Disco de Transição
177	13.2484	0.0094	J181420.74-172621.2	11.502	11.349	7.695	5.089	Disco de Transição
178	13.2676	0.0133	J181422.20-172514.1	9.564	9.109	8.739	6.273	Disco de Transição
179	13.2318	0.0604	J181407.47-172546.1	9.299	9.099	7.004	4.299	Disco de Transição
180	13.2297	0.0737	J181404.30-172529.9	9.594	9.317	4.814	1.510	Disco de Transição
181	13.2416	0.0659	J181407.44-172505.7	10.003	9.658	6.606	3.980	Disco de Transição
182	13.2338	0.0719	J181405.18-172519.8	12.536	11.969	5.976	1.548	Disco de Transição
183	13.2315	0.0551	J181408.63-172556.0	10.239	10.048	7.724	5.911	Disco de Transição
184	13.2344	0.0724	J181405.15-172517.3	12.369	11.834	5.563	1.525	Disco de Transição
185	13.2363	0.0654	J181406.92-172523.1	10.862	10.665	6.555	3.011	Disco de Transição
186	13.1462	0.1193	J181344.17-172835.2	9.092	8.479	7.845	5.891	Disco de Transição
187	13.1188	0.1113	J181342.64-173015.7	10.204	9.787	8.924	6.601	Disco de Transição
188	13.1502	0.1042	J181347.97-172848.4	9.896	9.186	8.720	6.425	Disco de Transição
189	13.1501	0.1144	J181345.71-172831.4	9.305	9.117	8.257	6.510	Disco de Transição
190	13.1924	0.0975	J181354.55-172646.7	9.473	9.250	8.793	4.548	Disco de Transição
191	13.1979	0.1120	J181352.00-172604.4	8.698	8.412	8.768	6.937	Disco de Transição
192	13.1957	0.0886	J181356.90-172651.6	11.635	11.142	6.151	3.423	Disco de Transição
193	13.2292	0.0910	J181400.42-172501.5	11.600	11.348	6.060	1.161	Disco de Transição
194	13.2239	0.0903	J181359.92-172519.4	12.463	11.933	7.178	1.502	Disco de Transição
195	13.2226	0.1037	J181356.81-172500.8	11.410	10.976	6.355	3.515	Disco de Transição
196	13.2203	0.1024	J181356.83-172510.0	10.970	10.501	5.847	3.271	Disco de Transição
197	13.2295	0.0835	J181402.10-172513.4	11.661	11.143	5.267	0.385	Disco de Transição
198	13.2246	0.1026	J181357.29-172456.0	10.644	10.153	5.588	3.409	Disco de Transição
199	13.2298	0.0885	J181401.03-172504.1	11.742	11.114	5.584	1.075	Disco de Transição
200	13.2252	0.0813	J181402.07-172530.9	10.578	10.153	6.911	0.759	Disco de Transição
201	13.2284	0.1016	J181357.97-172445.8	12.267	11.619	5.539	3.212	Disco de Transição
202	13.2280	0.0838	J181401.85-172517.7	11.410	11.135	5.899	0.356	Disco de Transição
203	13.2127	0.0831	J181400.16-172607.3	8.735	8.405	7.955	4.510	Disco de Transição
204	13.2229	0.0911	J181359.62-172521.4	11.294	10.889	7.497	2.031	Disco de Transição
205	13.2372	0.1141	J181356.27-172356.5	8.749	8.517	7.132	4.033	Disco de Transição

Tabela A.1 - continua

Candidata #	l [°]	b [°]	Identificação WISE	Fluxos (mag)				Classificação
				[3.4 μ m]	[4.6 μ m]	[12 μ m]	[22 μ m]	
206	13.2136	0.1166	J181352.87-172507.0	11.056	10.724	7.227	4.170	Disco de Transição
207	13.2205	0.1102	J181355.12-172455.8	10.310	10.150	7.548	4.420	Disco de Transição
208	13.2377	0.0983	J181359.81-172422.0	12.059	11.550	6.093	3.520	Disco de Transição
209	13.2404	0.0764	J181404.99-172451.4	9.730	9.387	4.296	1.688	Disco de Transição
210	13.2385	0.0818	J181403.55-172448.1	10.547	9.932	4.625	1.282	Disco de Transição
211	13.2315	0.0864	J181401.70-172502.2	12.504	12.291	5.677	0.618	Disco de Transição
212	13.2323	0.0929	J181400.37-172448.5	11.057	10.655	6.449	2.195	Disco de Transição
213	13.2312	0.0824	J181402.55-172510.2	10.613	9.946	4.475	-0.268	Disco de Transição
214	13.2292	0.0787	J181403.12-172522.9	9.237	9.014	3.736	0.416	Disco de Transição
215	13.2371	0.0936	J181400.78-172432.1	10.320	9.876	5.402	2.454	Disco de Transição
216	13.2325	0.0770	J181403.89-172515.4	10.064	9.692	5.063	-0.432	Disco de Transição
217	13.2404	0.0940	J181401.08-172421.0	9.943	9.723	4.805	3.131	Disco de Transição
218	13.2435	0.0771	J181405.21-172440.2	11.152	10.697	6.127	2.319	Disco de Transição
219	13.2468	0.0740	J181406.27-172435.2	11.786	11.424	7.352	4.218	Disco de Transição
220	13.2352	0.0992	J181359.33-172428.5	9.378	9.056	5.712	2.634	Disco de Transição
221	13.2516	0.0858	J181404.24-172359.7	8.614	8.314	7.176	4.687	Disco de Transição
222	13.2427	0.0814	J181404.14-172435.4	10.319	10.027	4.899	2.521	Disco de Transição
223	13.2390	0.0928	J181401.19-172427.4	9.106	8.818	5.859	2.362	Disco de Transição
224	13.2471	0.0781	J181405.40-172427.1	10.256	10.098	6.963	3.952	Disco de Transição
225	13.2354	0.0725	J181405.22-172513.9	10.123	9.731	4.448	1.682	Disco de Transição
226	13.2422	0.0887	J181402.49-172424.4	10.677	10.362	5.643	2.381	Disco de Transição
227	13.2676	0.0821	J181407.00-172315.7	10.238	10.018	7.799	5.071	Disco de Transição
228	13.2696	0.0742	J181408.98-172322.8	10.599	10.386	7.460	4.081	Disco de Transição
229	13.2668	0.0850	J181406.25-172313.1	10.240	9.574	8.588	5.451	Disco de Transição
230	13.2589	0.0796	J181406.49-172347.4	7.302	6.825	6.675	4.609	Disco de Transição
231	13.2457	0.1019	J181400.00-172350.7	9.816	9.327	10.194	5.108	Disco de Transição
232	13.2399	0.1093	J181357.66-172356.3	9.114	8.881	7.718	4.412	Disco de Transição
233	13.2487	0.1005	J181400.65-172343.4	10.996	10.360	11.104	6.363	Disco de Transição
234	13.2372	0.1034	J181358.63-172415.1	9.272	8.958	6.258	3.162	Disco de Transição