



UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO NORTE
CENTRO DE CIÊNCIAS EXATAS E DA TERRA
DEPARTAMENTO DE FÍSICA TEÓRICA E EXPERIMENTAL
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

MORFOLOGIA EM ALTA RESOLUÇÃO ESPACIAL
DE ESTRELAS DE TIPO
MIRA E R CORONAE BOREALIS

Izan de Castro Leão

Orientadores:

Prof. Dr. José Renan De Medeiros

Prof. Dr. Patrick de Laverny

Tese de doutorado apresentada ao Departamento de Física Teórica e Experimental da Universidade Federal do Rio Grande do Norte como requisito parcial à obtenção do grau de **DOUTOR** em **FÍSICA**.

Natal, Julho de 2008

Livros Grátis

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

Milhares de livros grátis para download.

Para Pessoas Especiais:

Minha mãe

Márcia,

meu Pai

Rubens,

minhas irmãs

Janaina e Alessandra

e minha sobrinha

Letícia.



“Somos todos poeira das estrelas”.

Carl Sagan

Agradecimentos

Ao Prof. José Renan de Medeiros, pelos ensinamentos de ciência e de vida e por me ter oferecido muitas escolhas, com liberdade para segui-las, desde que com o devido esforço.

Ao Prof. Patrick de Laverny, que igualmente me ajudou a amadurecer na ciência e na vida, que me teve muita atenção e também me abriu muitas portas.

Ao Prof. Geoffrey C. Clayton, o pai das R CrBs, que me deu a honra de colaborar em um trabalho em preparação, com alguns resultados presentes nesta Tese.

Ao prof. Djamel Mékarnia, pessoa magnífica, que muitíssimo me ensinou com coleguismo e amizade sobre redução e análise de imagens.

Ao Prof. Olivier Chesneau, pessoa genial que me ensinou interferometria, um ótimo amigo, que me é atencioso e tem-me dado grandes oportunidades.

Ao Prof. Fathi Namouni, uma entidade divina, de admirável inteligência e gentileza.

Em especial, aos Profs. Jacques Raymonde Daniel Lépine, Eduardo Janot Pacheco, Joel Câmara de Carvalho, José Dias do Nascimento Jr, Bruno Canto Martins e Nilza Pires, ilustríssimos membros de minha banca examinadora, por esta honrosa disponibilidade.

Aos colegas do Observatório de Nice, em especial aos amigos Eric Lagadec, Fabrice Durier e Julien Baerenzung, e aos amigos de Nice, em especial ao irmão Cyril Ferrigno.

A Cristián Cortés pela figura 1.1 e Mathieu Castro pela parte em francês, juntamente com os também irmãos de sala Daniel de Freitas, Luiz de Souza Neto e Saulo Maciel, todos ótimos amigos sempre unidos no trabalho e no lazer.

À colega Sânzia do Nascimento pela revisão e aos colegas Jefferson Costa, Sumaia de Barros e Yeisson Osorio, todos ótimos companheiros e amigos.

À AAVSO pelas importantes curvas de luz facilmente analisadas nesta Tese.

A todas as instituições que me forneceram o fundamental apoio financeiro e estrutural: CNPq, CAPES, UFRN, DFTE, OCA, CNRS & ESO.

Resumo

As variáveis de tipo Mira e R Coronae Borealis (R CrB) estão em estágios evolutivos muito avançados e acumularam em seus entornos uma espessa camada do material estelar. Apresentamos um estudo morfológico detalhado, em alta resolução espacial, sobre os ambientes em torno da estrela IRC+10216, a variável de tipo Mira rica em Carbono mais próxima da Terra; *o* Ceti, o protótipo da classe Mira; e RY Sagittarii (RY Sgr), a variável de tipo R CrB mais brilhante do hemisfério sul. Imagens de IRC+10216, nas bandas J, H, K e L, com ótica adaptativa e alto intervalo dinâmico, e imagens de alta profundidade no visível, com alta resolução angular, coletadas com os instrumentos VLT/NACO e VLT/FORS1, foram analisadas, assim como observações NACO de *o* Ceti nas bandas I e J. Observações de RY Sgr, com o interferômetro VLTI/MIDI, nos permitiram explorar as regiões mais internas em torno da estrela central. O entorno de IRC+10216 apresenta, no infravermelho próximo, concentrações de matéria (grumos), cujos movimentos relativos parecem mais complexos do que aqueles propostos em estudos anteriores. No visível, a maioria das conchas não-concêntricas, localizadas nas camadas mais externas do envoltório, parece ser composta de outras conchas menos espessas. Globalmente, a conexão morfológica das conchas e da bipolaridade da nebulosa das camadas mais externas, com os grumos das regiões mais internas é complexa e de difícil interpretação. No entorno de *o* Ceti, resultados preliminares estariam indicando a presença de possíveis grumos. Nas regiões mais internas de RY Sgr ($\lesssim 110$ UA), duas nuvens de poeira foram detectadas em épocas diferentes, dentro de um envoltório gaussiano variável. Com base numa criteriosa verificação, a primeira estava a $\sim 100 R_*$ (ou ~ 30 UA) do centro, ao longo da direção leste-nordeste (modulo 180°) e a segunda tinha quase o dobro da distância e direção aproximadamente perpendicular. Este estudo introduz novos vínculos sobre a história da perda de massa das variáveis estudadas e sobre a morfologia de suas regiões mais internas.

Résumé

Les variables de type Mira et R Coronae Borealis (R CrB) sont des étoiles très évoluées qui ont accumulées autour d'elles une épaisse couche de matériel stellaire. Nous présentons une étude morphologique détaillée, à haute résolution spatiale, sur les environnements autour de IRC+10216, la variable de type Mira riche en Carbone la plus proche de la Terre; de *o* Ceti, le prototype de la classe Mira; et de RY Sagittarii (RY Sgr), la variable de type R CrB la plus brillante de l'hémisphère sud. Des images de IRC+10216, dans les bandes J, H, K, et L, avec l'optique adaptative et à haut intervalle dynamique, et dans le visible, avec une haute résolution angulaire et une haute profondeur optique, ont été analysées, ainsi que des images NACO de *o* Ceti dans I et J. Des observations de RY Sgr avec l'interféromètre VLTI/MIDI nous ont permis d'étudier les régions les plus internes autour de l'étoile centrale. L'enveloppe circumstellaire (ECS) de IRC+10216 montre, dans l'infrarouge proche, des grumeaux, dont les mouvements relatifs paraissent plus complexes que ce que des études précédentes proposaient. Dans le visible, la plupart des couches non-concentriques, dans les régions les plus externes de l'ECS, paraissent être composées d'autres couches moins épaisses. Globalement, la connexion morphologique entre les couches et le coeur de la nébuleuse bipolaire des régions les plus externes et les grumeaux des régions plus internes est complexe et son interprétation est difficile. Autour de *o* Ceti, des résultats préliminaires pourraient indiquer la présence de possibles grumeaux. Dans les régions les plus internes de RY Sgr ($\lesssim 110$ UA), deux nuages de poussière ont été détectés à des époques différentes, dans une enveloppe gaussienne variable. Basé sur une vérification rigoureuse, un nuage a été trouvé à $\sim 100 R_*$ (~ 30 UA) du centre, dans la direction est-nord-est (modulo 180°) et l'autre, dans une direction perpendiculaire, à presque $2\times$ cette distance. Cet étude introduit de nouvelles contraintes sur l'histoire de la perte de masse des variables étudiées et sur la morphologie de ces régions les plus internes.

Abstract

Mira and R Coronae Borealis (R CrB) variable stars are evolved objects surrounded by circumstellar envelopes (CSE) composed of the ejected stellar material. We present a detailed high-spatial resolution morphological study of the CSE of three stars: IRC+10216, the closest and more studied Carbon-Rich Mira; *o* Ceti, the prototype of the Mira class; and RY Sagittarii (RY Sgr), the brightest R CrB variable of the south hemisphere. JHKL near-infrared adaptive optics images of IRC+10216 with high dynamic range and V-band images with high angular resolution and high depth, collected with the VLT/NACO and VLT/FORS1 instruments, were analyzed. NACO images of *o* Ceti were also analyzed. Interferometric observations of RY Sgr collected with the VLTI/MIDI instrument allowed us to explore its CSE innermost regions ($\sim 20\text{--}40$ mas). The CSE of IRC+10216 exhibit, in near-infrared, clumps with more complex relative displacements than proposed in previous studies. In V-band, the majority of the non-concentric shells, located in the outer CSE layers, seem to be composed of thinner elongated shells. In a global view, the morphological connection between the shells and the bipolar core of the nebulae, located in the outer layers, together with the clumps, located in the innermost regions, has a difficult interpretation. In the CSE of *o* Ceti, preliminar results would be indicating the presence of possible clumps. In the innermost regions ($\lesssim 110$ UA) of the CSE of RY Sgr, two clouds were detected in different epochs, embedded in a variable gaussian envelope. Based on a rigorous verification, the first cloud was located at $\sim 100 R_*$ (or ~ 30 AU) from the centre, toward the east-north-east direction (modulo 180°) and the second one was almost at a perpendicular direction, having approximately $2\times$ the distance of the first cloud. This study introduces new constraints to the mass-loss history of these kind of variables and to the morphology of their innermost CSE regions.

Índice

Agradecimentos	i
Resumo	ii
Resume	iii
Abstract	iv
1 Introdução	1
1.1 Plano de Trabalho	2
1.2 A evolução estelar	2
1.2.1 Ramo das Gigantes Vermelhas	4
1.2.2 Ramo assintótico precoce	6
1.2.3 Ramo assintótico com pulsos térmicos	7
1.2.4 As estrelas AGB	8
1.2.5 As estrelas Pós-AGB	10
1.3 As variáveis de tipo Mira	13
1.4 As variáveis de tipo R Coronae Borealis	16
2 Observações e métodos de redução e análise	20
2.1 Observações no visível e no infravermelho próximo de IRC+10216	20
2.1.1 Observações VLT/NACO	21
2.1.2 Observações VLT/FORS1	23
2.2 Observações NACO de Mira A (<i>o Ceti</i>) no infravermelho próximo	24
2.2.1 A subtração da PSF	27
2.2.2 Deconvolução com o método de Monte Carlo	30

2.3	Observações VLTI/MIDI de RY Sagitarii	32
2.3.1	Princípios básicos do instrumento MIDI	32
2.3.2	As observações	34
3	O envoltório de IRC+10216 em escalas de milisegundos a segundos de arco	38
3.1	As regiões mais internas do envoltório	38
3.1.1	Morfologia em diferentes comprimentos de onda	41
3.1.2	Variação temporal	42
3.2	As camadas externas de IRC+10216	44
3.2.1	Estrutura das camadas externas	45
3.2.2	Espessura das conchas	48
3.3	Visão global de IRC+10216	52
3.4	Discussões	54
4	As regiões mais internas em torno de Mira A (<i>o Ceti</i>) no infravermelho próximo: resultados preliminares	56
4.1	Testes realizados	57
4.2	Possíveis interpretações	66
5	A morfologia mais interna do entorno de RY Sagitarii	69
5.1	Uma fotografia das regiões mais internas (<110 UA)	70
5.1.1	Interpretação das curvas de visibilidade	70
5.1.2	Validação do modelo proposto	74
5.1.3	Verificação complementar: testando outros modelos geométricos simples com os dados observacionais	76
5.1.4	Discussões	84
5.2	Uma nova nuvem detectada nas regiões mais internas	86
6	Conclusões e Perspectivas	91
6.1	Conclusões	91
6.2	Perspectivas	95
6.2.1	Novas observações NACO de R Fornacis são mandatórias	97

6.2.2	Morfologia em diferentes épocas do entorno de RY Sgr entre 60 e 400 UA sendo analisada	100
A	Lista de abreviações e termos	104
B	Publicações	110

Lista de Figuras

1.1	<i>Diagrama cor-magnitude do aglomerado NGC 5024, obtido por fotometria com o Telescópio Espacial Hubble (HST¹) (Piotto et al. 2002), onde estão mostradas as diferentes fases evolutivas (agradecimento: C. Cortés).</i>	4
1.2	<i>Diagrama HR representando a evolução de uma estrela com massa inicial = 1 M_⊙ (fonte: adaptada de Lagadec 2005b).</i>	5
1.3	<i>Diagrama HR representando a evolução de uma estrela com massa inicial = 5 M_⊙ (fonte: adaptada de Lagadec 2005b).</i>	6
3.1	<i>Imagens de IRC+10216 coletadas com o instrumento NACO nas bandas J, H, K e L. Os contornos correspondem a 80, 60, 40, 20, 10, 8, 6, 4, 2, 1, 0,5 e 0,2% do pico de intensidade de cada imagem. A ascensão reta (AR) relativa ao centro de cada imagem e a declinação (Dec) relativa são representadas nos eixos verticais e horizontais. O Norte se encontra para cima e o Leste para esquerda. A cruz localizada no centro de cada imagem representa a posição considerada para a estrela central e seu tamanho é proporcional ao erro de 0,03" tal como dado por Murakawa et al. (2005). As concentrações de matéria (grupos) A a D mostradas na banda H seguem as nomenclaturas dadas por Haniff & Buscher (1998). A resolução é cerca de 70 mas nas bandas J e H, 80 mas em K e 120 mas em L (representada pelas circunferências no canto superior esquerdo de cada imagem).</i>	39

3.2	<i>Composição em 3 cores, sem calibração fotométrica, das imagens apresentadas na figura 3.1. Esquerda: composição das bandas K, H e J convertidas para tonalidades de cores vermelho, verde e azul (RGB), respectivamente, com os picos de intensidade normalizados. Direita: composição das bandas LKH convertidas em RGB, com os picos normalizados. Como estas composições não tiveram calibração fotométrica, fornecem a mesma informação morfológica contida na figura 3.1, mas permite uma melhor comparação visual entre cada grupo de três bandas.</i>	40
3.3	<i>Mapa na banda H de IRC+10216, onde somente as frequências espaciais mais altas do brilho foram mantidas no espaço de Fourier. Os contornos correspondem a 80, 50, 20, 10, 8, 5, 2, 1 e 0,5% (sendo o nível mínimo o ruído estimado). O círculo pontilhado é a posição considerada para a estrela, tal como na figura 3.1. Os grupos principais são indicados pelas letras A a D e algumas subestruturas pelos nomes menores. As posições destes grupos estão representadas pelas cruces brancas. As trajetórias estimadas (a partir dos resultados de Tuthill et al. 2000) para alguns grupos com relação ao grupo A estão mostradas pelas setas com linhas tracejadas e pontilhadas (ver texto para detalhes).</i>	43
3.4	<i>Imagem deconvoluída de IRC+10216 na banda V, obtida com o instrumento FORS1. O Norte se encontra para cima e o Leste para esquerda.</i>	45
3.5	<i>Imagem deconvoluída de IRC+10216 na banda V após a subtração do halo e da remoção da maioria das estrelas e galáxias compondo o fundo.</i>	46
3.6	<i>Mapa esquemático das conchas em torno de IRC+10216 (ver texto para detalhes).</i>	47
3.7	<i>Mapas das conchas obtidos a partir de uma transformação de coordenadas polares para uma representação cartesiana. Cada secção horizontal destes mapas representa uma estreita tira radial das imagens FORS1, sendo os ângulos relativos ao Norte. Os mapas à esquerda, no centro e à direita foram obtidos a partir das imagens das figuras 3.4, 3.5 e 3.6, respectivamente.</i>	48

3.8	<i>Comparação entre o perfil da concha d calculado como em MH00 (painel superior) e o perfil da mesma concha obtido a partir do nosso método mais complexo (painel inferior, ver texto para detalhes). São dadas as suas distâncias ao centro, d, e seus ângulos de posição, ang. A intensidade relativa é dada com referencial no pico de intensidade da imagem original.</i>	50
3.9	<i>Perfis de algumas conchas considerando sua natureza não-concêntrica (ver texto para detalhes). Há duas conchas no painel (a) e uma nos outros painéis. Os parâmetros dados seguem as definições da figura 3.8. As distâncias das conchas ao centro, d, são dadas em intervalos devido à natureza não-concêntrica das conchas.</i>	51
3.10	<i>Relação entre a espessura das conchas e suas distâncias ao centro.</i>	51
3.11	<i>Morfologia das regiões mais internas do ECS de IRC+10216. O painel à esquerda mostra as estruturas mais próximas em torno do centro detectadas na banda V com o instrumento FORS1. O painel direito mostra o caroço da mesma imagem na banda V, sobre a qual a imagem NACO na banda H está apresentada. Para esta representação, consideramos os picos de intensidade das imagens NACO e FORS1 encontrando-se na mesma posição.</i>	53
4.1	<i>Imagens deconvoluídas de Mira coletadas em 2002 com os filtros NB 1.08 (painel esquerdo) e NB 1.24 (painel direito), com uso do algoritmo de Richardson-Lucy (cf. Cap 2). O Norte é para cima e o Leste é para esquerda. Os contornos representam 90, 70, 50, 30, 20, 10, 5, 2, 1, 0,5 e 0,2% do pico de intensidade em cada imagem deconvoluída. O contorno de menor nível tem cor branca e seu valor é indicado na figura. Também de cor branca, o contorno da PSF com nível de 50% do pico de intensidade está mostrado na parte superior esquerda de cada imagem.</i>	58

4.2	<i>Subtrações da PSF (ver seção 2.2.1) aplicadas às imagens de Mira coletadas em 2002 com os filtros NB 1.08 (painel esquerdo) e NB 1.24 (painel direito). Cada imagem foi normalizada e, em seguida, foi aplicada a subtração: Mira – ζ Cet, com um ajuste de melhor correlação, dando o resíduo de menor χ^2. O Norte é para cima e o Leste é para esquerda. Os contornos representam 90, 70, 50, 30, 20 e 10% do pico de intensidade em cada imagem subtraída. O contorno de menor nível tem cor branca e seu valor é indicado na figura. Também de cor branca, o contorno da PSF com nível de 50% do pico de intensidade está mostrado na parte superior esquerda de cada imagem.</i>	59
4.3	<i>Perfis de intensidade (ver seção 2.2) em torno de $\pm 10^\circ$ para as possíveis estruturas A ($PA \simeq 115^\circ$, painéis superiores), B ($PA \simeq 240^\circ$, painel inferior esquerdo) e C ($PA \simeq 345^\circ$, painel inferior direito), identificadas nas imagens coletadas com o filtro NB 1.08 de Mira (curvas sólidas) e da PSF (curvas tracejadas). O painel superior direito mostra a região que, no painel superior esquerdo, está indicada pelo retângulo de linhas sólidas. Em cada painel, a reta pontilhada horizontal representa o nível de ruído e a reta pontilhada vertical representa a resolução ótica da imagem (com base na FWHM média da PSF).</i>	61
4.4	<i>Perfis de intensidade para as possíveis estruturas A, B e C, identificadas nas imagens coletadas com o filtro NB 1.24. Estes perfis foram obtidos e estão representados segundo as mesmas descrições da figura 4.3.</i>	63
4.5	<i>Modelos geométricos cuja convolução com a PSF se ajusta razoavelmente às imagens de Mira coletadas em 2002 com os filtros NB 1.08 (painel esquerdo) e NB 1.24 (painel direito). Estes modelos foram gerados automaticamente com uso do método de Monte Carlo, tal como descrito na seção 2.2.2. O procedimento foi realizado com a escala da imagem reduzida a 6,625 mas/pixel, tal como representada na figura. O Norte é para cima e o Leste é para esquerda. Os contornos representam 50, 10, 1 e 0,1% do pico de intensidade em cada imagem modelada. O contorno de menor nível tem cor branca e seu valor é indicado na figura. Também de cor branca, o contorno da PSF com nível de 50% do pico de intensidade está mostrado na parte superior esquerda de cada imagem.</i>	64

5.1	<p><i>Curvas de visibilidade observadas em função da frequência espacial e do ângulo de posição (PA). Um mapa representando os comprimentos e os PAs das linhas de base observadas se encontra no canto superior esquerdo, com as mesmas identificações usadas na tabela 2.3.2. O melhor ajuste teórico no plano u-v é ilustrado no fundo do mapa. Abaixo deste mapa, é ilustrada a imagem do modelo que melhor se ajustou às curvas de visibilidade observadas. Os diferentes PAs estão indicados em cada painel. Barras de erro médias estão mostradas em cada extremidade das curvas de visibilidade, representando sua variação média em função do comprimento de onda. As curvas não-sólidas mostradas em cada painel representam seções do ajuste teórico, com os PAs correspondentes aos dados observacionais, com os parâmetros descritos na seção 2.3, e também descartando qualquer variação morfológica em função do comprimento de onda.</i></p>	71
5.2	<p><i>Curvas de visibilidade em função do comprimento de onda para diferentes linhas de base. Seus respectivos comprimentos (D) e ângulos de posição (PA) estão indicados em cada painel. As barras de erro médias das curvas estão mostradas nas extremidades de cada curva representando suas variações médias em função do comprimento de onda. O melhor ajuste teórico (considerando possíveis variações morfológicas ao longo de diferentes comprimentos de onda) com os parâmetros descritos na seção 5.1.1 estão representados pelas linhas tracejadas.</i></p>	73

- 5.3 *Soluções para o Modelo Zero (estrela central embebida em um envoltório gaussiano com um grumo próximo ao centro), aquele considerado na seção 5.1.1. Painel esquerdo: mapa χ^2 , onde as regiões mais escuras representam as possíveis posições para a nuvem. A posição da nuvem detectada em 2005 é indicada pela letra A. As direções das linhas de base observadas são representadas pelas retas tracejadas. Painel direito: ilustração no plano u-v do melhor ajuste teórico (solução A), onde as linhas de base são representadas pelas retas sólidas ao longo de cada PA. Parâmetros solução A: separação da nuvem ao centro = 15 mas; PA = 79°; FWHM do envoltório = 18 mas; fluxo relativo da estrela = 0,11; fluxo relativo da nuvem = 0,09; fluxo relativo do envoltório gaussiano = 0,80; $\chi^2 = 0,31$. Estes são valores pontuais para o mínimo indicado pela letra A, sem considerarmos os erros das medidas (por isto que diferem ligeiramente dos valores apresentados na seção 5.1). 79*
- 5.4 *Soluções para o Modelo 1 (somente um disco uniforme em torno da estrela). Painel esquerdo: mapa χ^2 , onde o mínimo (região mais escura) identifica a solução mais provável, denominada A, para este caso. Painéis à direita: melhor ajuste com as curvas de visibilidade em função da frequência espacial para cada linha de base, considerando a solução A. As linhas sólidas representam os dados observacionais e as linhas tracejadas, os ajustes teóricos. Parâmetros encontrados com a solução A: diâmetro do disco = 33 mas; fluxo relativo da estrela = 0,21; fluxo relativo do disco = 0,79; mínimo $\chi^2 = 1,7$ 80*
- 5.5 *Soluções para o Modelo 2 (disco uniforme assimétrico em torno da estrela). Painel esquerdo: mapa χ^2 , onde as regiões mais escuras representam condições em que o comprimento e o PA do semieixo maior têm um melhor ajuste com as curvas de visibilidade (ver texto para detalhes). As direções das linhas de base observadas são representadas pelas retas tracejadas. Painel direito: ilustração teórica no plano u-v da solução A, que apresenta o melhor ajuste com as curvas de visibilidade. As linhas de base (a)–(g) são representadas pelas retas sólidas orientadas em cada PA. Parâmetros encontrados com a solução A: semieixo maior: 18 mas; PA = 79°; b/a = 0,72; fluxo relativo da estrela = 0,20; fluxo relativo do disco = 0,80; mínimo $\chi^2 = 1,1$ 82*

- 5.6 *Melhores ajustes teóricos (linhas tracejadas) baseados no Modelo 2 (disco uniforme assimétrico em torno da estrela), comparados com as curvas de visibilidade observadas (linhas sólidas), para cada linha de base, considerando a solução A. Painéis à esquerda: ajuste monocromático, ignorando-se quaisquer variações morfológicas em função do comprimento de onda. Painéis à direita: ajuste cromático, considerando-se possíveis variações morfológicas em função do comprimento de onda. Parâmetros considerados constantes para todos os comprimentos de onda: $PA = 79^\circ$; $b/a = 0,72$ 83*
- 5.7 *Soluções para o Modelo Zero (estrela central embebida em um envoltório gaussiano com um grumo próximo ao centro), considerando os novos dados coletados em 2007. Painel esquerdo: mapa χ^2 , onde o mínimo global, representando a posição mais provável para uma nuvem é indicado pela letra A. Painel direito: ilustração teórica no plano $u-v$ da solução A, onde as linhas de base observadas são representadas pelas retas ao longo de cada PA. Parâmetros solução A: separação da nuvem ao centro = 25 mas; $PA = 175^\circ$; FWHM do envoltório = 37 mas; fluxo relativo da estrela = 0,15; fluxo relativo da nuvem = 0,11; fluxo relativo do envoltório gaussiano = 0,74; $\chi^2 = 1,3$ 87*
- 5.8 *Painel esquerdo: melhor ajuste teórico com as curvas de visibilidade observadas em 2007. Painel direito: melhor ajuste cromático para o Modelo Zero. Parâmetros considerados constantes em toda a banda N: $sep = 25$ mas, $PA = 175^\circ$. 89*

Lista de Tabelas

2.1	<i>Log</i> das observações de IRC+10216 coletadas com o NACO.	21
2.2	<i>Log</i> das observações NACO de <i>o</i> Cet de 24 de Agosto de 2002.	25
2.3	<i>Log</i> das observações MIDI de RY Sgr, coletadas em 2005, e de seu calibrador.	35
2.4	<i>Log</i> das observações MIDI de RY Sgr, coletadas em 2007.	37

Capítulo 1

Introdução

Uma questão fundamental para o ser humano diz respeito, certamente, ao futuro da Terra, seja esse próximo ou longínquo. Em meio à complexa e diversificada rede de conhecimentos da ciência, a Astronomia fornece respostas a questões como esta através do céu. Entre as bilhões de estrelas distribuídas na Via Láctea, aquelas mais evoluídas nos fornecem, em particular, indicativos essenciais sobre o futuro do Sol, fonte de energia de toda a vida existente na superfície terrestre, que controla de forma dominante o nosso ambiente planetário.

Além de darem pistas sobre o futuro do Sol, as estrelas evoluídas são laboratórios de fenômenos físicos sob condições extremas, que não podem ser estudados na Terra ou em suas proximidades. A Física necessária para modelar os fenômenos observados nos interiores e nos entornos desses objetos é até hoje limitada. Por sua vez, os dados observacionais, coletados com instrumentos cada vez mais modernos, contribuem com a introdução de mais e mais vínculos sob os quais tais modelos são baseados. Em particular, os modelos hidrodinâmicos e de transporte radiativo desenvolvidos para reproduzirem as observações de objetos em condições extremas encontrados no espaço são parentes dos modelos utilizados para as previsões do clima terrestre. Portanto, todo aperfeiçoamento de tais modelos astronômicos contribui diretamente com o aperfeiçoamento dos modelos da própria atmosfera terrestre e, assim, da capacidade de se prever o futuro da Terra.

1.1 Plano de Trabalho

Apresentamos nesta Tese um estudo observacional detalhado, com base em observações coletadas com instrumentos de última geração, de três estrelas: IRC+10216 (CW Leonis), Mira A (*o* Ceti) e RY Sagittarii (RY Sgr). Em comparação com o Sol, estas se encontram em fases extremamente evoluídas, denominadas AGB e Pós-AGB (cf. seção 1.2).

Neste capítulo, introduziremos os principais aspectos evolutivos e morfológicos destas classes de estrelas. No capítulo 2, descreveremos as configurações instrumentais das observações realizadas para esta Tese, assim como os métodos de redução e análise utilizados. Os principais resultados obtidos durante o desenvolvimento deste trabalho serão apresentados nos capítulos 3, 4 e 5. No capítulo 3, apresentaremos um estudo detalhado sobre a morfologia em diferentes escalas e a evolução temporal do ambiente em torno da variável de tipo Mira extremamente rica em Carbono IRC+10216, juntamente com uma discussão física. No capítulo 4, mostraremos resultados preliminares sobre a morfologia em alta resolução espacial de *o* Ceti (*o* Cet), o protótipo das variáveis de tipo Mira, onde algumas interpretações iniciais serão discutidas. As variáveis de tipo R Coronae Borealis serão analisadas no capítulo 5, com base em um estudo detalhado da morfologia em altíssima resolução espacial e da evolução temporal do ambiente em torno da estrela RY Sgr. Finalmente, as conclusões gerais deste trabalho e as perspectivas para estudos futuros serão apresentadas no capítulo 6.

1.2 A evolução estelar

No conhecido diagrama HR, que mostra a distribuição das estrelas em função de sua luminosidade e da temperatura efetiva (ou da magnitude e da cor), é possível identificar suas diferentes fases evolutivas. É na região mais populosa, a seqüência principal (SP), onde as estrelas passam o maior tempo de suas vidas. Toda estrela passa por diversas fases anteriores à SP, quando estão em formação, e por diversas fases posteriores, quando se tornam evoluídas. Uma vez que o foco desta Tese se encontra nas fases evoluídas, descreveremos a evolução estelar a partir da SP, detalhando um pouco mais sobre as fases evoluídas.

Durante a SP, o Hidrogênio é queimado de forma estável no núcleo estelar. As estrelas de baixa massa (localizadas na região inferior direita do diagrama HR) passam praticamente toda a vida (bilhões de anos) nesta fase, pois precisam de pouca energia nuclear para se manterem estáveis. Já as estrelas mais massivas (distribuídas na região superior esquerda do diagrama HR), queimam as reservas de Hidrogênio de seu núcleo muito mais rapidamente (em alguns milhões de anos), deixando muito cedo a SP. A evolução após a SP depende em grande parte da massa estelar inicial. Cada estágio seguinte apresenta suas próprias características de temperatura e cor, povoando diferentes regiões do diagrama HR.

Podemos classificar as estrelas quanto à massa em três grupos (Iben & Renzini 1983):

- i.** Estrelas de baixa-massa ($0,8-1,0 < M < 2,0-2,3 M_{\odot}$): cujo núcleo se torna rico em Hélio e degenerado logo após a SP, experimentando uma forte reação termonuclear (flash do Hélio) antes de queimar Hélio estavelmente.
- ii.** Estrelas de massa intermediária ($2,0-2,3 < M < 8-9 M_{\odot}$): que desenvolvem um núcleo rico em Hélio não-degenerado, iniciando uma fusão de Hélio de forma não-violenta.
- iii.** Estrelas massivas ($M > 9 M_{\odot}$): que experimentam um fim explosivo sob forma de supernova, enquanto que as de menor massa dão origem a nebulosas planetárias com uma anã-branca no centro.

Os limites entre estas classes não são conhecidos exatamente e dependem da composição química inicial da estrela. As estrelas de baixa-massa e de massa intermediária normalmente evoluem para o ramo das gigantes vermelhas (RGB) e depois para o ramo assintótico das gigantes (AGB), onde se tornam variáveis de tipo Mira e, em um estágio ainda mais avançado, podem vir a se tornar variáveis de tipo R Coronae Borealis. Uma vez que esta Tese será focada nessas variáveis, não consideraremos as estrelas massivas.

Cada uma dessas classes segue uma trajetória particular no diagrama HR, atravessando diferentes regiões. Estas regiões podem ser melhor visualizadas no diagrama HR de

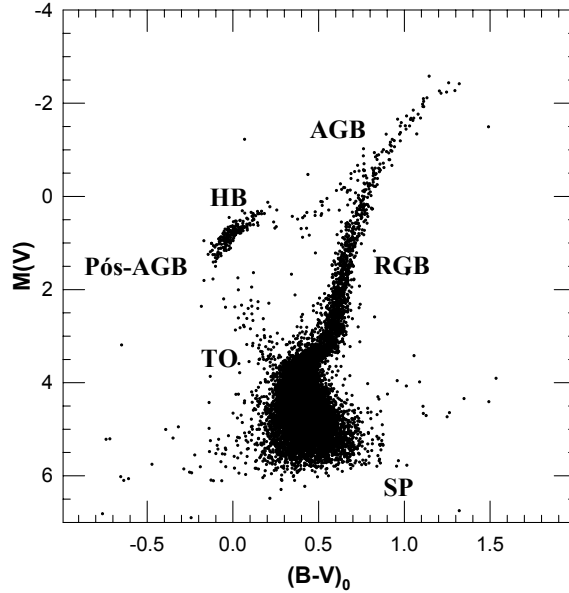


Figura 1.1: *Diagrama cor-magnitude do aglomerado NGC 5024, obtido por fotometria com o Telescópio Espacial Hubble (HST ¹) (Piotto et al. 2002), onde estão mostradas as diferentes fases evolutivas (agradecimento: C. Cortés).*

um aglomerado globular, onde as estrelas têm a mesma idade. A figura 1.1 mostra uma representação do diagrama HR para o aglomerado NGC 5024 (Piotto et al. 2002). Algumas estrelas de baixa massa ainda se encontram na SP, enquanto parte delas está deixando a SP na região denominada *turn-off* (TO). As estrelas mais massivas já deixaram a SP e se encontram em estágios mais avançados, os quais dependem essencialmente de suas massas iniciais.

1.2.1 Ramo das Gigantes Vermelhas

A figura 1.2 mostra uma representação da trajetória evolutiva de uma estrela de $1 M_{\odot}$. As estrelas de baixa massa passam quase toda a vida queimando Hidrogênio estavelmente em seu núcleo. Após um gradual esgotamento deste elemento, a energia necessária para se contrapor à força gravitacional da estrela se torna insuficiente para tal equilíbrio. Por sua vez, o núcleo estelar, que neste estágio é rico em Hélio, se contrai e aquece pouco a pouco, levando seus elétrons a um estado de degenerescência. O núcleo atinge então a

¹*Hubble Space Telescope*, <http://www.stsci.edu/hst/>

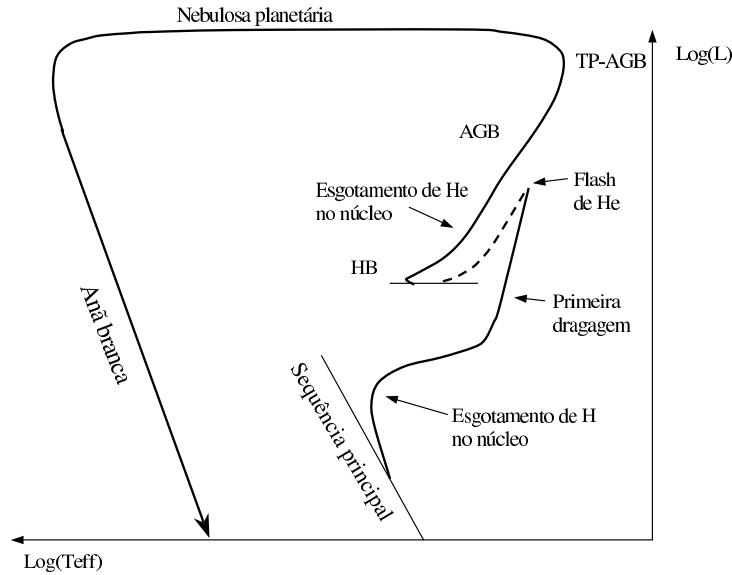


Figura 1.2: Diagrama HR representando a evolução de uma estrela com massa inicial $= 1 M_{\odot}$ (fonte: adaptada de Lagadec 2005b).

temperatura necessária para a ignição da queima de Hidrogênio numa estreita camada em seu entorno. Esta queima produz energia suficiente para causar uma expansão, e assim, uma diminuição na temperatura das camadas externas da estrela. No decorrer deste processo, a estrela migra em direção ao ramo das gigantes vermelhas (RGB) no diagrama HR, atingindo uma luminosidade de até $2500 L_{\odot}$ e uma temperatura efetiva de 4000 K ou menos. Ao mesmo tempo, o núcleo estelar continua aquecendo com os elétrons degenerados, até que a temperatura se torna alta suficiente para dar início à queima de Hélio. Devido à degenerescência, ocorre uma explosiva reação em cadeia denominada *flash do Hélio*, que provoca uma expansão do núcleo estelar. Tal expansão remove a degenerescência, e assim a queima do Hélio no núcleo passa a ocorrer de forma estável. As camadas mais externas então se contraem pouco a pouco, causando uma diminuição da luminosidade e um aumento da temperatura efetiva, fazendo a estrela migrar para o ramo horizontal (HB). Quando no HB, a estrela pode apresentar variabilidade em seu brilho, comportando-se como uma variável de tipo RR Lyrae.

A figura 1.3 mostra uma representação da trajetória evolutiva de uma estrela de $5 M_{\odot}$. As estrelas de massa intermediária ($2,0\text{--}2,3$ a $8\text{--}9 M_{\odot}$) deixam a SP com seu núcleo suficientemente quente e sem degenerescência dos elétrons, dando início à queima de Hélio

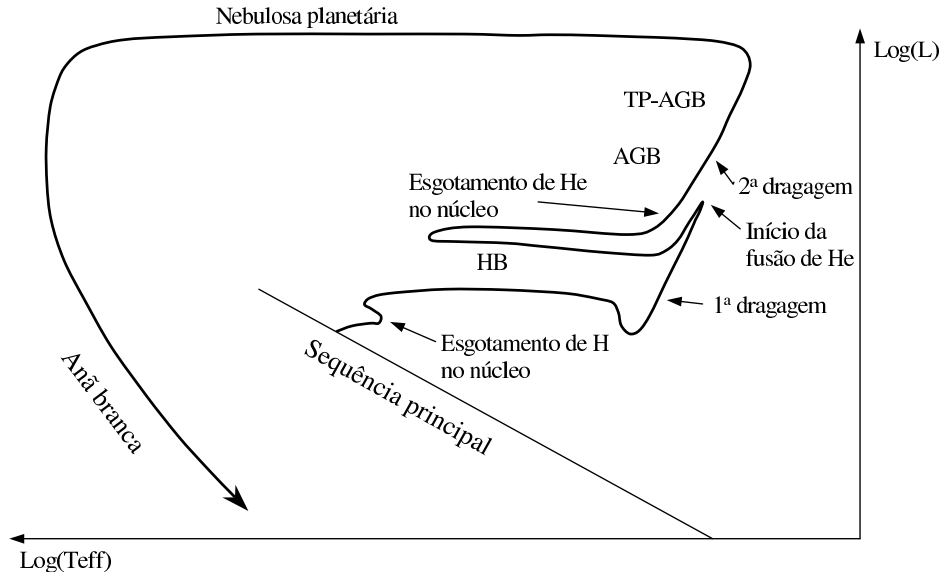


Figura 1.3: Diagrama HR representando a evolução de uma estrela com massa inicial $= 5 M_{\odot}$ (fonte: adaptada de Lagadec 2005b).

no núcleo sem uma reação explosiva notável. Estas estrelas se deslocam então para o HB de uma maneira relativamente calma.

1.2.2 Ramo assintótico precoce

Pouco a pouco, praticamente todo o Hélio do núcleo estelar é convertido em Carbono e Oxigênio, havendo inicialmente uma maior quantidade de Oxigênio. O núcleo novamente se contrai e aquece sob uma condição de degenerescência dos elétrons. A temperatura jamais atinge um valor capaz de remover a degenerescência dos elétrons, mas se a massa do núcleo for de até $1,4 M_{\odot}$ (limite de Chandrasekhar), não ocorre um colapso gravitacional completo, ao contrário do que ocorre com as estrelas mais massivas. O aumento da temperatura dá início à queima de Hidrogênio e Hélio nas camadas em torno do núcleo, causando novamente uma expansão das camadas mais externas e fazendo a estrela migrar para a região superior direita do diagrama HR. Assim, a estrela se aproxima do RGB pelo lado azul, ocupando a região das AGBs. Acredita-se que nem mesmo a mais massiva das estrelas AGB possui um núcleo com massa superior a $1,4 M_{\odot}$, pois esta é a maior massa possível para uma anã branca, que é descendente das estrelas AGB.

1.2.3 Ramo assintótico com pulsos térmicos

Inicialmente, a queima de Hélio nas camadas em torno do núcleo é dominante, mas posteriormente a queima de Hidrogênio supera a queima de Hélio, que por sua vez, torna-se instável. Lentamente, a queima de Hidrogênio aumenta a massa da estreita camada de Hélio, fazendo a estreita camada de Hidrogênio afastar-se do núcleo. Em um certo ponto, a pressão na base da camada de Hélio é tão alta que a queima deste elemento ocorre em um ambiente degenerado. Mais uma vez, ocorre uma reação em cadeia termonuclear e a estrela sofre um tipo de flash do Hélio mais brando, denominado pulso térmico, introduzindo-a no ramo assintótico com pulsos térmicos (TP-AGB). No momento do pulso, a luminosidade aumenta dramaticamente e a expansão subsequente das camadas externas causa uma diminuição da temperatura efetiva, que fica menor do que o valor necessário para a queima de Hidrogênio. As partes convectivas mais externas da camada de Hidrogênio, por sua vez, estendem-se para a região intracamadas resultando numa dragagem de material rico em Carbono. Pouco a pouco, vários processos de dragagem podem tornar o Carbono dominante sobre o Oxigênio nas regiões externas da atmosfera estelar, assim formando uma *estrela de Carbono*. Após o pulso, a camada de Hélio se contrai, diminuindo a luminosidade, até que a queima na camada de Hidrogênio se reestabeleça. A queima desse Hidrogênio que ainda resta pode então produzir a massa necessária na camada de Hélio para o próximo pulso térmico. Este evento se repete de forma semi-periódica em intervalos de 10^4 – 10^5 anos.

É neste estágio que a perda de massa se torna significativa, passando a ter um papel crucial nas fases subsequentes da evolução estelar. Esta perda de massa não pode ser calculada a partir de princípios físicos fundamentais, pois o seu mecanismo exato é ainda desconhecido. Muito provavelmente, a perda de massa é relacionada com algum fator complicador na evolução das estrelas AGB: em algum ponto, a camada de Hidrogênio se torna instável e começa a pulsar. O estudo dos modos de pulsação somente começou a ser resolvido com interferometria no infravermelho próximo, o qual forneceu as primeiras determinações razoáveis dos diâmetros estelares. O consenso atual é que as estrelas AGB pulsantes, ou de tipo Mira, pulsam no modo fundamental.

1.2.4 As estrelas AGB

As estrelas AGB são classificadas, de acordo com a química de sua fotosfera, nos tipos M, S e C e evoluem nesta ordem (Iben & Renzini 1983). As AGB de tipo M, também denominadas ricas em Oxigênio, possuem tipicamente uma razão C/O em torno de 0,4 e apresentam intensas bandas moleculares de TiO e VO. Na medida em que a estrela evolui, ocorre um enriquecimento dos elementos oriundos do processo-s, e as bandas de TiO frequentemente desaparecem, dando lugar a bandas de ZrO. Neste estágio, elas se classificam como de tipo S, tendo aproximadamente iguais quantidades de C e O. As AGB de tipo C, também denominadas ricas em Carbono, possuem tipicamente $C/O > 1$ e todas as suas bandas moleculares são de compostos de C. No infravermelho, as AGB de tipo M apresentam forte absorção de H₂O, CO, SiO e OH. Os espectros das AGB ricas em Carbono são dominados por moléculas de C₂H₂, HCN, SiC, entre outras.

O interior de uma estrela AGB consiste em um núcleo degenerado de C-O envolto por camadas de He e de H em processo de fusão e de um envoltório convectivo cuja composição química se parece com aquela do meio interestelar onde a estrela foi criada. A região contendo o núcleo estelar e as camadas de H e He possui metade da massa da estrela. Sua dimensão é muito pequena ($R \sim 0,035 R_{\odot}$ para uma estrela de $1 M_{\odot}$), sendo comparável à de uma anã-branca. O envoltório convectivo representa, neste caso, quase todo o volume da estrela ($R \sim 225 R_{\odot}$ para uma estrela de $1 M_{\odot}$). A estrela é, dessa forma, instável e pode produzir pulsações de grandes amplitudes. Estrelas com tais características são denominadas de tipo Mira, possuindo um período de pulsação típico de 200 a 600 dias.

Quando a extensa atmosfera dessas estrelas se torna instável, uma pulsação transfere energia mecânica para as partes mais externas da atmosfera, que possuem uma fraca estabilidade gravitacional. Isto faz com que a contribuição da pressão seja muito maior do que no caso hidrostático e provoca choques entre as partículas do envoltório de poeira. Os choques e as baixas temperaturas do gás nas regiões de pós-choque favorecem a condensação de grãos de poeira. O momentum transferido para estes grãos, e possivelmente também para as moléculas, através das pulsações e da pressão de radiação é suficiente para o gás e a poeira ultrapassarem a velocidade de escape, resultando em notáveis per-

das de massa. Tal cenário é geralmente aceito, mas a compreensão física desta região é ainda muito limitada. O principal problema consiste no desconhecimento da sequência de condensação da poeira, especialmente nas estrelas ricas em Oxigênio. Algum progresso tem sido obtido com modelos dinâmicos de atmosfera principalmente para as estrelas ricas em Carbono, onde o processo de condensação dos grãos é melhor compreendido.

Durante a fase AGB, as estrelas perdem massa a uma taxa que pode chegar a $10^{-4} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$, podendo assim perder $1 M_{\odot}$ a cada 10^4 anos. Esta taxa de perda de massa é muito grande comparada com aquela do Sol ($\sim 10^{-14} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$), ou mesmo com as taxas observadas nas gigantes vermelhas ($\sim 10^{-8} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$). Os mecanismos que explicam a forte taxa de perda de massa observada durante a fase AGB são pouco conhecidos. A explicação mais comum considera que essa perda de massa se origina de uma combinação da pulsação da estrela e da pressão de radiação sobre os grãos de poeira. A pulsação da estrela expulsa matéria suficientemente longe da estrela central para que a poeira possa formar-se. A pressão de radiação sobre esses grãos de poeira provoca o afastamento dessa poeira que, por sua vez, empurra o gás por fricção.

As estrelas AGB produzem ventos com velocidades típicas de $3\text{--}30 \text{ km s}^{-1}$ a alguns raios estelares de sua superfície. Essa ejeção de matéria a grande taxa e a baixa velocidade provoca a formação de um envoltório circunstelar composto de gás e poeira. A razão entre as massas do gás e da poeira é tipicamente $< 1\%$ (Habing 1996). Os tipos de grãos de poeira e as moléculas formadas nesse envoltório depende da razão C/O da atmosfera da estrela. Por sua vez, o Carbono e o Oxigênio se combinam para formar a molécula de CO, que é bastante estável. Assim, somente os átomos do elemento mais abundante farão parte dos processos de nucleação e crescimento dos grãos. Conseqüentemente, a química dos envoltórios das estrelas ricas em Carbono ($C/O > 1$) é totalmente diferente daquela das estrelas ricas em Oxigênio ($C/O < 1$). A poeira absorve a radiação emitida pela estrela central e a reemite no infravermelho.

Os envoltórios circunstelares de estrelas AGB apresentam simetria globalmente esférica a grandes escalas. Isto é o que se observa, por exemplo, em torno de

IRC+10216 (cf. Cap. 3), a estrela AGB rica em Carbono mais próxima e, por sua vez, a mais estudada. O envoltório desta estrela é constituído de conchas (que parecem arcos nas imagens) semi-concêntricas, indicando que o processo de perda de massa certamente não ocorre de maneira contínua. Admite-se globalmente que as conchas observados são formadas por variações esporádicas do fenómeno de perda de massa (Su, 2004).

O estudo dos envoltórios das estrelas AGB, em escalas espaciais menores revela, para a maioria delas, importantes desvios da simetria esférica. Observações das regiões internas do envoltório circunstelar (ECS) de IRC+10216 (Leão et al 2006) mostram uma morfologia bastante complexa, composta de diversas concentrações de matéria, ou grupos². Observações de outras estrelas AGB obtidas com técnicas de imageamento em alta resolução espacial, tais como aquelas de V Hya (Sahai et al. 2003; Lagadec et al. 2005a), IRC+10011 (Hofmann et al. 2001), RV Boo (Bergman et al. 2000; Biller et al. 2005) e CIT 6 (Monnier et al. 2000; Schmidt et al. 2002; Lagadec et al. 2005a) parecem indicar que, a partir da fase AGB, as regiões internas dos envoltórios se desviam da simetria esférica.

1.2.5 As estrelas Pós-AGB

Na fase AGB, o vento estelar é extremamente forte (usualmente denominado *super-vento*) e assim o envoltório de poeira obscurece completamente a estrela central (o caroço rico em Carbono e Oxigênio). Esta mantém sua luminosidade, mas se contrai, assim aumentando sua temperatura efetiva. A fase AGB termina quando a massa do envoltório fica abaixo de $0,001 M_{\odot}$ e a forte perda de massa da estrela central cessa. Esta estrela, depois de ter sido totalmente obscurecida pelo envoltório de poeira (fase OH/IR, caracterizada pela produção de fortes *masers*³ de hidroxila (OH) e por um forte excesso de infravermelho), torna-se novamente visível. Isto faz a estrela migrar horizontalmente no diagrama-HR para o azul, assim entrando na fase Pós-AGB. O campo de radiação se

²*Clumps*. Concentrações proeminentes de matéria numa região heterogênea do envoltório circunstelar.

³*Microwave amplification by stimulated emission of radiation*. Amplificação de microondas por emissão estimulada de radiação.

torna mais denso e os restos do fluxo expelido na fase AGB podem ionizar-se, resultando numa nebulosa planetária (PN). O caroço central que ainda resta é uma anã-branca, que vai resfriando-se lentamente com um raio constante e descendo ao longo da trilha de resfriamento das anãs-brancas no diagrama HR.

A fase de transição entre o fim da fase AGB e o início da fotoionização é denominada fase pré-nebulosa planetária (PPN) (Kwok 1993; Sahai et al. 2005). Durante esta fase, o envoltório circunstelar é separado da estrela central, mas esta ainda não é suficientemente quente para dar início às reações de fotoionização. As PPNs têm as seguintes características:

- i.** Um forte excesso de infravermelho devido à absorção seguida da reemissão em comprimentos de onda mais longos da radiação proveniente da estrela central através da poeira do ECS. As PPNs são, portanto, mais facilmente detectadas no infravermelho.
- ii.** A temperatura da estrela central de uma PPN se encontra entre aquela de uma estrela AGB e a da estrela central de uma PN: entre 3.000 e 30.000 K.
- iii.** A distribuição de energia espectral (SED) apresenta dois picos no infravermelho, indicando que o envoltório circunstelar se separa da estrela central.
- iv.** O envoltório de uma PPN é neutro e, por isto, não produz raias de emissão, ao contrário das PNs, que são ionizadas.

Observações de PNs e de PPNs obtidas ao longo de mais de dez anos, em virtude dos telescópios com espelhos tendo diâmetros em torno de 10 m e do HST, têm mostrado uma variedade morfológica bastante impressionante e espetacular (ver e.g. Lagadec 2005a). Há nebulosas semi-esféricas (Abell 39), elípticas (NGC 6720), bipolares (M 2-9, NGC 7027, retângulo vermelho) e multipolares (NGC 6543, Hen 2-47). Conchas concêntricas similares às aquelas observadas em torno de IRC+10216 são igualmente observadas em torno de PNs (NGC 7027, NGC 6543) e de PPNs (CRL 2688). Jatos bipolares também são encontrados em PPNs (CRL 2688).

Uma grande quantidade de trabalhos, na tentativa de compreender os mecanismos responsáveis pela formação das PNs (e.g. Balick 1987; Manchado et al. 2004), têm pouco a pouco estabelecido diferentes classificações morfológicas para estes objetos. AS PNs são atualmente classificadas em três categorias: esféricas, elípticas e bipolares. A classe bipolar também inclui, em um contexto mais geral, as nebulosas multipolares (Manchado et al. 1996; Sahai & Traugger 1998). Há, entretanto, uma grande dificuldade no estabelecimento destas classificações, por diferentes razões:

- i. As morfologias observadas são afetadas por efeitos de projeção.
- ii. Tais morfologias podem depender do comprimento de onda em que são observadas.
- iii. Também dependem das características instrumentais, tais como: resolução espacial, tempo de exposição, sensibilidade do detector, entre outras.

Com base numa amostra de 255 PNs galáticas e considerando os efeitos de projeção, Manchado (2004) estima que 25% das PNs são esféricas, 58% são elípticas e 17% são bipolares. As PN são também classificadas em quatro tipos, dependendo de suas propriedades químicas, cinemáticas, morfológicas e de sua distribuição galática (Peimbert 1978): de tipos I, II, III e IV. As nebulosas de tipo I são enriquecidas em He e N e se localizam próximas ao plano galático. As de tipo II têm menores abundâncias de He e N e são encontradas fora do plano galático ($z \sim 150$ pc). As de tipo III pertencem ao disco espesso galático e as de tipo IV pertencem ao halo galático. As nebulosas de tipo I são aquelas que possuem os progenitores mais massivos. Diferentes trabalhos têm indicado que as nebulosas bipolares possuem progenitores mais massivos que as nebulosas esféricas ou elípticas (Zuckerman & Aller 1986; Corradi & Schwarz 1995). As nebulosas bipolares são, portanto, geralmente de tipo I, enquanto que a maioria das nebulosas de tipos II e III são elípticas. No contexto geral, as morfologias das PNs são muito complexas e variadas e suas formações são difíceis de serem compreendidas.

1.3 As variáveis de tipo Mira

Iben & Renzini (1983) propõem que, quando a estrela se encontra próxima ao TP-AGB, a terceira dragagem que ocorre durante o ciclo de flash de Hélio nas camadas em torno do núcleo causa um aumento na razão Carbono-Oxigênio (C/O), assim originando as estrelas de Carbono intrínsecas. Quando estas estrelas atingem o TP-AGB, elas são conhecidas como variáveis de tipo Mira (Whitelock 2000). Neste estágio, a estrela ejetou uma considerável quantidade de material durante toda sua história evolutiva, sendo assim envolta por uma camada de poeira ópticamente espessa. Esta camada de poeira é tanto mais espessa quanto mais vermelhas são suas cores no infravermelho próximo (ver Whitelock 2000, 2003). A distribuição de energia espectral (SED) das estrelas de Carbono e de tipo Mira apresenta um excesso no infravermelho com um pico em torno da banda L, região onde o envoltório de poeira apresenta a maior intensidade com relação ao fluxo estelar.

IRC+10216, ou CW Leonis (CW Leo), é uma variável de tipo Mira extremamente rica em Carbono com um período de pulsação de ~ 650 dias (Le Bertre 1992). É o exemplo mais bem conhecido das estrelas AGB com um envoltório circumstelar (ECS) ópticamente espesso. Tal envoltório absorve quase que completamente os fótons emitidos pela estrela central no visível e em comprimentos de onda mais curtos. Por esta razão, o ambiente circumstelar de IRC+10216 é estudado principalmente nos domínios do infravermelho e de milímetros, onde o envoltório emite radiação e espalha a luz estelar.

O envoltório de IRC+10216 apresenta notáveis assimetrias e a conexão entre suas morfologias em diferentes comprimentos de onda não é clara. Imagens recentes coletadas com o instrumento VLT/NACO⁴ foram apresentadas por Leão et al. (2006) em um detalhado estudo do ECS de IRC+10216, incluindo um estudo morfológico em diferentes escalas e diferentes comprimentos de onda, assim como uma análise da evolução temporal das estruturas em torno da estrela. Tais resultados serão mostrados no capítulo 3.

⁴ *Very Large Telescope, Nasmyth Adaptive Optics System (NAOS) & Near-Infrared Imager and Spectrograph (CONICA)*. <http://www.eso.org/instruments/naco>, ver capítulo 2.

Na escala de segundos de arco ou menos, uma descrição detalhada de IRC+10216 já vem sendo apresentada por diversos grupos (ver e.g. Haniff & Buscher 1998; Weigelt et al. 1998, 2002; Tuthill et al. 2000, 2005; Leão et al. 2006). A região mais interna do ECS parece ser composto de uma série de concentrações de matéria, ou grumos, cujas posições e brilhos variam no decorrer de poucos anos. A complexidade das estruturas detectadas tem levado a diversas hipóteses sobre a localização precisa da estrela central.

Em escalas muito maiores (acima de minutos de arco), Maun & Huggins (1999, 2000, MH99-00 daqui por diante) mostraram que o ECS de IRC+10216 também pode ser estudado na região do visível se sua imagem for coletada com profundidade suficiente. Com a estrela central obscurecida pela poeira, sua luz limita-se a espalhar-se em regiões próximas ao centro. Sendo assim, o brilho da nebulosa origina-se da luz ambiental da Galáxia, que é espalhada pelas partículas de poeira do ECS. A nebulosa é detectada até distâncias muito grandes da estrela central (até cerca de 6.000 R_*). A poeira nessas regiões guardam, portanto, informações sobre a história de alguns milhares de anos da perda de massa estelar. MH99-00 também mostraram que este envoltório aproximadamente circular é consistente com um campo de radiação galáctico isotrópico e uma distribuição esfericamente simétrica de poeira (ver também Maun et al. 2003). Entretanto, com uma melhor resolução espacial ($\sim 1''$), o envoltório consiste de uma série de camadas mais densas, ou conchas, que aparentam uma distribuição discreta de arcos na imagem. A origem destas conchas ainda não é estabelecida. Apesar de IRC+10216 ser a única AGB conhecida com tais conchas, uma morfologia similar já foi detectada em torno de uma dúzia de outras PNs e cerca de seis PPNs. Entretanto, todas estas PNs e PPNs são bipolares, ao contrário do que observamos em seu progenitor (considerando que as propriedades do ECS de IRC+10216 são comuns para todas as estrelas AGB). A causa e ocorrência da transição de um ECS esférico com múltiplas conchas para um ECS bipolar é fundamental para a compreensão sobre o mecanismo de perda de massa nas estrelas AGB e sobre a evolução do material ejetado para o meio interestelar. Recentemente, Dinh-V-Trung & Lim (2008) observaram com os radiotelescópios do VLA⁵ a distribuição de HC₃N and HC₅N no envoltório de IRC+10216, encontrando uma distribuição compatível com

⁵*NRAO Very Large Array*, <http://www.vla.nrao.edu/>

as imagens observadas no visível por Leão et al. (2006).

Mira, o protótipo de sua classe, é de tipo M, fazendo parte das AGBs ricas em Oxigênio. Esta estrela compõe um sistema binário simbiótico separado, onde a componente primária, Mira A, transfere material para a componente secundária, Mira B, sem haver preenchimento de seus lóbulos de Roche. A transferência de matéria ocorre mais por interação de ventos do que pela interação por marés gravitacionais. Mira A, classificada como uma M7IIIe (Castelaz & Luttermoser 1997), apresenta um gradativo aumento em sua perda de massa enquanto se move ao longo da região das AGBs. Mira B, menos luminosa e cuja perda de massa é insignificante em comparação com a de Mira A, era classificada como uma anã branca, mas atualmente sua classificação é incerta (Karovska et al. 2005; Ireland et al. 2007).

Mira tem sido amplamente estudada. Observações de Mira AB coletadas em diferentes comprimentos de onda têm revelado um sistema bastante complexo, com consideráveis variações temporais nas componentes e em seus ambientes circunstelares (e.g. Karovska et al. 1997, 2005; Wood & Karovska 2004; Matthews & Karovska 2006; Karovska 2006). Estas variações se devem em grande parte ao processo de perda de massa sofrido por Mira A ($\dot{M} \simeq 2,8 \times 10^{-7} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$) através de um vento frio e de baixa velocidade ($V_{\infty} \simeq 5 \text{ km s}^{-1}$; Bowers & Knapp 1988). O material proveniente deste vento desloca-se em direção a Mira B, formando um disco de acreção quente, tal como revelado pelos vários alargamentos rotacionais das linhas de emissão em ultravioleta (Reimers & Cassatella 1985). Observações de Mira A em UV, coletadas com o HST, revelam um alongamento em forma de gancho, com a extremidade curvando-se em direção à componente B, possivelmente caracterizando a interação descrita acima (Karovska et al. 1997). Imagens de Mira A no visível, coletadas com o HST, apresentam uma clara assimetria, que se ajusta razoavelmente com uma distribuição de intensidade gaussiana e elíptica (Karovska et al. 1997). Recentemente, foi detectado em UV, com o satélite espacial GALEX⁶, a interação de Mira AB com o meio interestelar, revelando um *choque*

⁶ *Galaxy Evolution Explorer* <http://www.galex.caltech.edu/>

*de proa*⁷ e um extenso rastro de matéria, compatível com o movimento próprio do sistema, mostrando 30.000 anos de história da perda de massa deste objeto (Martin et al. 2007).

Os estudos morfológicos de diversos objetos AGB têm sido cada vez mais freqüentes, em virtude da rápida evolução dos instrumentos de alta resolução angular. Os envoltórios de poeira óticamente espessos destes objetos possuem importantes informações sobre a história da perda de massa estelar e podem ser detectados no infravermelho como estruturas relativamente extensas. Seus grandes raios podem ser medidos atualmente com interferometria de base longa e, além disso, assimetrias e grumos também têm sido detectados (ver e.g. Tuthill et al. 1999; Ragland et al. 2006). Estes estudos têm contribuído para uma melhor compreensão de como as estrelas AGB e pós-AGB se interligam entre os diferentes estágios evolutivos, um problema ainda não estabelecido. A morfologia em torno das estrelas AGB é bastante complexa: diversas formas assimétricas têm sido largamente observadas (ver e.g. Prieur et al. 2002). Estas formas apresentam algumas semelhanças com aquelas das nebulosas planetárias, sendo que numa região menos extensa.

1.4 As variáveis de tipo R Coronae Borealis

As variáveis de tipo R Coronae Borealis (R CrB) são estrelas supergigantes deficientes em Hidrogênio caracterizadas por altas luminosidades ($0,3-1,0 \times 10^4 L_{\odot}$) e temperatura efetiva entre 5.000 e 20.000 K (a maioria delas tem $T_{\text{eff}} \sim 7.000$ K). Localizadas na região Pós-AGB, estas estrelas evoluídas apresentam altas taxas de perda de massa ($\sim 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$) e são extremamente deficientes em Hidrogênio, comparadas com outras estrelas Pós-AGB (Asplund et al. 1997). Dois cenários têm sido propostos para seu estado evolutivo (Renzini 1990):

- i. Elas poderiam ser provenientes de uma colisão entre duas anãs brancas.

⁷*Bow chock*. Choque da magnetosfera de um sistema com o meio interestelar devido ao movimento próprio do sistema.

- ii. Alternativamente, poderiam se originar de um último *flash* de He numa estrela Pós-AGB.

Suas curvas de luz na banda visível são caracterizadas por apresentarem declínios de até 8 magnitudes no decorrer de algumas semanas e retornarem ao nível normal mais lentamente, em cerca de alguns meses (ver revisão de Clayton 1996). Estes decaimentos ocorrem em intervalos imprevisíveis na ordem de alguns meses. Loreta (1934) foi o primeiro a propor que esses decaimentos seriam causados por materiais ejetados pela estrela que absorveriam radiação e, ao passarem pela linha de visada, provocariam um obscurecimento. O’Keefe (1939) mostrou que o material ejetado condensaria a pequenas distâncias da estrela central e formaria nuvens ricas em compostos de Carbono. Estas nuvens se dissipariam gradualmente ao mesmo tempo em que seriam empurradas pela pressão da radiação estelar. Desde então, este cenário tem sido largamente aceito durante todos estes anos.

Acredita-se portanto que as diminuições de intensidade observadas nas curvas de luz das estrelas de tipo R CrB se originam de obscurecimentos da superfície estelar causados por nuvens de poeira óticamente espessas e recentemente formadas. Há diversas evidências a favor deste cenário (Clayton 1996). Citamos abaixo algumas delas:

- i. A poeira é composta principalmente de partículas de Carbono amorfo.
- ii. As taxas de perda de massa são maiores do que $10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ e episódicas, com escalas de tempo de poucos meses.
- iii. A perda de massa é causada por ventos rápidos (Clayton et al. 2003).
- iv. A poeira poderia ser formada somente na região de um pequeno ângulo sólido da superfície estelar (talvez as regiões frias sobre grandes células convectivas), tal como proposto primeiramente por Wdowiak (1975) ou ejetadas em algumas direções específicas (Clayton et al. 1997).
- v. Observações com polarimetria podem revelar a presença de envoltórios de poeira não-esféricos (Clayton et al. 1997; Yudin et al. 2003).

- vi. Maiores polarizações são observadas durante os declínios das curvas de luz, revelando um maior número de partículas espalhando a radiação na direção da linha de visada (ver referências em Clayton 1996).
- vii. As escalas de tempo características das variações nas curvas de luz são compatíveis com a formação de nuvens próximas à fotosfera estelar e com a sua diluição nas regiões mais externas (Hartmann & Apruzese 1976; Zubko 1997).

Apesar das evidências acima, não havia até pouco tempo atrás qualquer evidência direta da existência destas nuvens de poeira. Recentemente, de Laverny & Mékarnia (2004) apresentaram observações coletadas com o instrumento NACO da estrela RY Sgr, a variável de tipo R CrB mais brilhante do hemisfério Sul. Claras evidências da presença destas nuvens foram detectadas nas regiões circunstelares mais internas. Estas observações forneceram novos vínculos sobre as regiões circunstelares internas desta estrela, entre os quais citamos abaixo:

- i. Diversas nuvens de poeira extensas e brilhantes estão certamente presentes no entorno das estrelas R CrB.
- ii. Estas nuvens foram detectadas em diferentes direções a várias centenas de raios estelares da superfície estelar.
- iii. Elas podem apresentar brilhos de até 2% do fluxo estelar no infravermelho próximo.

Esta foi a primeira confirmação direta do cenário padrão proposto para explicar as variabilidades encontradas nas estrelas de tipo R CrB, mostrando a presença de heterogeneidades em seu envoltório circumstelar mais interno.

Mais recentemente, as primeiras curvas de visibilidade de RY Sgr, coletadas com o instrumento VLTI/MIDI⁸, foram apresentadas por Leão et al. (2007), onde foi detectada uma nuvem a uma distância de 30 UA, comparável à distância entre a Terra e Netuno. Esta é a estrutura mais próxima da superfície de uma variável de tipo R CrB detectada

⁸ *Very Large Telescope Interferometer, MID-infrared Interferometric instrument*, <http://www.eso.org/instruments/midi>, ver capítulo 2.

até o presente. Tal resultado será apresentado no capítulo 5. Vale notar que as variáveis de tipo R CrB constituem uma classe particularmente rara. Somente cerca de 50 objetos com estas características foram até hoje identificados na Via Láctea e nas nuvens de Magalhães, entre as milhões de estrelas atualmente catalogadas. Por esta razão, estes estudos recentes em altíssima resolução angular representam um importante avanço sobre as características morfológicas destes objetos.

Capítulo 2

Observações e métodos de redução e análise

Neste capítulo, descrevemos as observações referentes aos resultados que serão mostrados nos próximos capítulos. Descreveremos também os procedimentos de redução e os métodos utilizados na análise das imagens observadas. As configurações instrumentais e os métodos de redução e análise para as observações de IRC+10216, coletadas com os instrumentos NACO e FORS1¹, serão descritas na seção 2.1. Na seção 2.2, descreveremos as observações de Mira A, coletadas com o instrumento NACO, e forneceremos mais detalhes (seções 2.2.1 e 2.2.2) sobre dois métodos utilizados na análise das imagens. As observações de RY Sgr, coletadas com o instrumento MIDI, serão descritas na seção 2.3.

2.1 Observações no visível e no infravermelho próximo de IRC+10216

As observações de IRC+10216 constituem diversas imagens coletadas no infravermelho próximo, no limite de difração, e imagens com alta profundidade coletadas no visível. As observações coletadas com o NACO serão descritas na seção 2.1.1, enquanto que aquelas coletadas com o instrumento FORS1 serão descritas na seção 2.1.2.

¹*Focal reducer and low dispersion spectrograph*. Redutor focal e espectrógrafo de baixa dispersão, localizado no telescópio Yepun do observatório Paranal, ESO, Chile. <http://www.eso.org/instruments/fors/>

Tabela 2.1: *Log* das observações de IRC+10216 coletadas com o NACO.

Data	Filtro	Tempo de exposição	<i>Seeing</i>	<i>Air-</i> <i>mass</i>	Interv. dinâmico
(UT)		(s)	($''$)		(UAF)
22 Nov 02	NB 1.64	128	0,6	1,5	28.700
	NB 2.17	120	0,6	1,6	6.200
16 Mar 03	NB 1.26	120	<0,5	1,3	6.900
	NB 1.64	70	<0,5	1,3	8.300
	NB 2.17	60	<0,5	1,3	4.800
18 Mar 03	NB 1.24	210	0,6	1,3	7.200
	NB 1.75	103	0,7	1,3	41.500
	NB 2.17	200	0,8	1,3	5.200
	L'	183	0,6	1,3	92.500

2.1.1 Observações VLT/NACO

Imagens no infravermelho próximo de IRC+10216 foram recuperadas dos arquivos públicos do ESO² (Progs. ID: 70.C-0565A, 70.C-0271B, 70.D-0271B). Estas foram obtidas em Novembro de 2002 e Março de 2003, usando o sistema de ótica adaptativa NACO, instalado no telescópio Yepun do VLT. NACO é uma associação do sistema de ótica adaptativa NAOS (Rousset 2000) e o espectro-imageador CONICA (Lenzen 2003).

Recuperamos observações de IRC+10216 obtidas com filtros de banda estreita NB 1.24 (centrado a $\lambda_c = 1,237 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0,015 \mu\text{m}$), NB 1.26 ($\lambda_c = 1,257 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0,014 \mu\text{m}$), NB 1.64 ($\lambda_c = 1,644 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0,018 \mu\text{m}$), NB 1.75 ($\lambda_c = 1,748 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0,026 \mu\text{m}$), NB 2.17 ($\lambda_c = 2,166 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0,023 \mu\text{m}$) e o filtro de banda larga L' ($\lambda_c = 3,80 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0,62 \mu\text{m}$). A escala de pixel do CONICA foi de 13,25 mas com os filtros de banda estreita e 27,12 mas com o filtro L'. Condições observacionais, assim como

²European Southern Observatory, <http://www.eso.org/>

o tempo de integração total *on-source*³ para cada filtro estão resumidos na tabela 2.1. Arquivos de calibração (exposições de *flat-field*⁴ e de *dark*⁵) e observações da estrela de referência (PSF) HR 3550 também foram recuperadas. A técnica *Jitter*⁶ foi usada em todas as observações. A área dentro da qual a estrela foi diferentemente posicionada foi de aproximadamente $7'' \times 7''$ com o filtro L' e variou de $4'' \times 4''$ a $7'' \times 7''$ com os filtros de banda estreita. Tal como mostrado na tabela 2.1, o *seeing*⁷ variou entre cerca de $0,5''$ e $0,8''$. Os intervalos dinâmicos totais obtidos para as imagens finais (não-deconvoluídas) de IRC+10216 foram de aproximadamente 7.000, 40.000, 6.000 e 90.000 UAF (unidade arbitrária de fluxo) para as bandas J, H, K e L, respectivamente. O nível de ruído foi estimado em menos de 30 UAF para todas as imagens. Para as observações da PSF, o *seeing* variou ligeiramente entre $0,5''$ e $0,6''$ e a *massa de ar*⁸ variou entre 1,3 e 1,4. A largura à meia altura (FWHM) estimada para a PSF foi em torno de 70 mas nas bandas J e H, 80 mas na banda K e 120 mas na banda L.

Para a redução das imagens, desenvolvemos nossas próprias rotinas seguindo procedimentos padrões. O céu foi subtraído das imagens brutas, que foram em seguida divididas pelo *flat-field* e os pixels defeituosos foram corrigidos. Para cada filtro, as imagens foram posicionadas de modo a terem a melhor correlação (deslocando-as em passos de 0,5 sub-pixel) e então combinadas fornecendo a imagem final, onde os raios cósmicos foram eliminados. Finalmente, as imagens de IRC+10216 foram deconvoluídas com a PSF. Para a deconvolução, utilizamos o algoritmo de Richardson-Lucy (Richardson 1972; Lucy 1974).

³Tempo efetivo de integração usado para a estrela ciência, sem considerar o tempo adicional consumido pela coleta de dados de calibração e por processos como o apontamento do instrumento e registro dos dados.

⁴Iluminação sobre todo o CCD usada para corrigir proporcionalmente os níveis de intensidade do campo.

⁵Imagem de escuro do CCD. Ausência completa de iluminação sobre o CCD usada para o mapeamento dos pixels defeituosos.

⁶Técnica em que a estrela é observada em diferentes posições do CCD, assim evitando erros sistemáticos produzidos por pixels defeituosos e também permitindo o cálculo de um céu médio (ignorando-se as regiões em torno da estrela em cada imagem), sem a necessidade de serem coletadas imagens do céu.

⁷Aproximadamente, a FWHM da PSF na banda visível, sem correção de ótica adaptiva. O valor aumenta com o aumento da turbulência atmosférica.

⁸Espessura da atmosfera ao longo da linha de visada.

Como não encontramos uma PSF para IRC+10216 entre as observações de 22 de Novembro de 2002, construímos imagens de uma pseudo-PSF para esta noite a partir da análise e comparação de outras observações de IRC+10216 com suas respectivas PSF. A persistência de estruturas proeminentes encontradas nas imagens deconvoluídas mostraram que a escolha da PSF e o número de iterações (tipicamente 20) para o processo de deconvolução foi realizado cuidadosa e conservadoramente. Nós então somamos as imagens deconvoluídas em cada banda (ver Fig. 3.1). Na banda J, o maior intervalo dinâmico foi de 14.000 UAF, obtido com a soma das imagens coletadas a $1,24 \mu\text{m}$ e $1,26 \mu\text{m}$. Para a banda H, somamos as imagens a $1,64 \mu\text{m}$ e $1,75 \mu\text{m}$, obtendo um intervalo dinâmico de aproximadamente 78.000 UAF. As três imagens a $2,17 \mu\text{m}$ foram combinadas, resultando numa imagem que representa a banda K (~ 16.000 UAF). Finalmente, a imagem na banda L tem cerca de 92.000 UAF. Estas imagens dotam portanto dos melhores intervalos dinâmicos publicados até o momento (ver e.g. Tuthill et al. 2005). Sublinhamos que, no decorrer do intervalo de aproximadamente 4 meses entre a primeira e a última observação analisadas aqui, não há uma variação clara das posições relativas das estruturas detectadas.

2.1.2 Observações VLT/FORS1

As observações em V foram coletadas com o telescópio Antu do VLT, equipado com o redutor focal FORS1 (Prog. ID: 63.I-0177A). O detector é um chip Tektronix com 2048×2048 pixels de $24 \mu\text{m}$ de espessura. O campo de visão das imagens individuais é de $6,8' \times 6,8'$ com uma escala de $0,2''$ por pixel (ver Appenzeller et al. 1998). Todas as exposições foram adquiridas em *modo de serviço*⁹ usando-se um filtro Bessel clássico na banda V. Os dados disponíveis consistem de oito exposições de 10 min e duas exposições de 20 min coletadas nas noites de 10 e 11 de Janeiro de 2000, fornecendo um tempo de exposição total de 2 horas. As exposições selecionadas foram obtidas sob ótimo *Seeing* e com céu fotométrico. Algumas outras exposições de 10 min foram então rejeitadas por terem sido coletadas com *Seeing* moderado. A massa de ar média foi de 1,3. O telescópio

⁹*Service mode*. Modo em que as observações são conduzidas sem a presença do *investigador principal* (P.I.) ou dos colaboradores do projeto.

foi deslocado em alguns segundos de arco entre cada imagem individual.

Verificamos que a maioria das imagens individuais reduzidas com o *pipeline*¹⁰ padrão de redução do ESO (incluindo correções padrões tais como subtração do *bias*, *flat-field* etc; ver Hanuschik & Amico 2000) apresentaram baixa qualidade. Suspeitamos que isto ocorreu devido ao uso de um *flat-field* corrompido. Portanto, realizamos nossos próprios procedimentos de redução para todas as exposições individuais (com a remoção de pixels cósmicos aberrantes, correção de *flat-field* usando um céu médio específico para cada noite, etc). Todas as exposições obtidas numa mesma noite foram então posicionadas com a melhor correlação e somadas. A imagem final foi obtida combinando-se as imagens somadas de cada noite considerando seus respectivos tempos totais de exposição. Tal imagem possui 1900×1900 pixels, o que corresponde a um campo de visão de $6,3' \times 6,3'$. O *seeing* médio, medido a partir do perfil de intensidade de estrelas individuais, foi de aproximadamente $0,65''$. As regiões do ECS de IRC+10216 próximas ao pico de intensidade possuem uma razão S/N maior do que 100 por pixel e o S/N do envoltório a $20''$ do centro é em torno de 5–6 por pixel. Para uma descrição mais detalhada destes procedimentos de redução, ver Vandame (2002), e uma apresentação preliminar desta imagem foi introduzida por de Laverny (2003). Devido ao extenso campo desta imagem, estimamos uma PSF a partir da mediana de um conjunto de fontes pontuais presentes no campo, as quais tiveram primeiramente o céu subtraído, em seguida foram centradas por correlação e normalizadas. A imagem final FORS1 (ver seção 3.2) foi então deconvoluída usando-se o algoritmo de Richardson-Lucy (Richardson 1972; Lucy 1974).

2.2 Observações NACO de Mira A (o Ceti) no infravermelho próximo

As observações de Mira A constituem imagens de excelente qualidade nas bandas I e J. Tal como feito para IRC+10216 (cf. seção 2.1.1), imagens no infravermelho próximo de Mira A também foram recuperadas dos arquivos públicos

¹⁰conjunto de rotinas de redução desenvolvidas especificamente para o instrumento.

Tabela 2.2: *Log* das observações NACO de α Cet de 24 de Agosto de 2002.

Filtro	Tempo de exposição <i>On-source</i> (s)	<i>Seeing</i> médio (")	Massa de ar média	Interv. dinâmico (UAF)
NB 1.08	48	0,5	1,1	8.600
NB 1.24	48	0,5	1,1	11.900

do ESO (Prog. ID: 60.A-9026A). Recuperamos observações coletadas em Agosto de 2002 com o instrumento NACO, onde foram utilizados os filtros de banda estreita NB 1.08 (centrado a $\lambda_c = 1,083 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0,015 \mu\text{m}$, em torno da linha de He I) e NB 1.24 (centrado a $\lambda_c = 1,237 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0,015 \mu\text{m}$) e uma escala de pixel de 13,25 mas. Também recuperamos os arquivos de calibração (exposições de *flat-field* e de *dark*), e observações da estrela de referência (PSF) ζ Ceti. O *log*¹¹ das observações de Mira A é apresentado na tabela 2.2.

Durante estas observações, foram coletadas 3 exposições individuais de cada objeto com cada um dos filtros em alternância com imagens do céu. Verificamos que todas as 3 exposições individuais de Mira A coletadas com o filtro NB 1.08 e todas as 3 exposições individuais da PSF coletadas com este filtro tiveram boa qualidade. Já as imagens coletadas com o filtro NB 1.24 tiveram que ser cuidadosamente selecionadas. Em um balanço entre um maior intervalo dinâmico e uma melhor correção, selecionamos todas as 3 exposições individuais de Mira A, mas somente uma exposição individual da PSF, pois as outras duas, que tiveram uma menor *razão de Strehl*¹², aumentariam relativamente o nível de ruído.

Considerando as imagens selecionadas, o *seeing* foi bastante favorável, tendo sido em torno de 0,5", tal como mostrado na tabela 2.2. A razão de Strehl foi em torno de 60%

¹¹Resumo com as informações principais.

¹²*Strehl Ratio*. Razão entre o pico de intensidade da imagem observada, corrigida de ótica adaptativa, e o pico de intensidade de uma imagem teórica ideal no limite de difração. Indica o percentual de correção da imagem, com relação ao caso ideal, obtido com o sistema de ótica adaptativa.

para todas as imagens. O intervalo dinâmico total obtido para as imagens finais (não-deconvoluídas) de Mira A foram de aproximadamente 9.000 e 12.000 UAF (unidade arbitrária de fluxo) para as bandas I e J, respectivamente. O nível de ruído foi estimado em menos de 5 UAF para todas as imagens. Para as observações da PSF, o *seeing* variou ligeiramente entre 0,4'' e 0,7'' e a massa de ar também foi de 1,1. A FWHM da PSF foi de 59 mas a 1,08 μm e de 65 mas a 1,24 μm .

Para a redução das imagens, seguimos os mesmos procedimentos utilizados para IRC+10216, isto é, o céu foi subtraído das imagens brutas, que foram em seguida divididas pelo *flat-field*, os pixels defeituosos foram corrigidos e, para cada filtro, as imagens foram correlacionadas (deslocando-as em passos de 0,1 subpixel) e somadas, resultando na imagem final, onde os raios cósmicos foram eliminados.

A análise destas imagens foi realizada com o auxílio de quatro métodos, descritos abaixo, que nos permitiram investigar detalhadamente a morfologia no entorno de Mira A. O primeiro foi o mesmo aplicado para IRC+10216 (cf. seção 2.1.1), isto é, as imagens finais de Mira A foram deconvoluídas com a PSF (em 20 iterações), com uso do algoritmo de Richardson-Lucy. O segundo é relativamente simples e nos referiremos como *subtração da PSF*. Neste método, o resíduo de menor χ^2 foi calculado numa subtração entre o objeto científico e a PSF. Tal método permite a identificação de possíveis assimetrias nas regiões mais internas do envoltório, sem entretanto fornecer uma descrição morfológica confiável destas regiões. O terceiro método que realizamos consiste na análise de perfis de intensidade calculados a partir de médias azimutais em torno de determinadas direções. As direções são escolhidas com base nas informações obtidas com os dois primeiros métodos. Usualmente, calculamos os perfis azimutais em torno de $\pm 10^\circ$ de cada direção escolhida. Finalmente, o quarto método consiste numa deconvolução numérica usando o método de Monte Carlo, onde estimamos um modelo geométrico (uma imagem teórica) que representa a morfologia em estudo, seguindo um procedimento iterativo que procura o modelo de melhor ajuste com os dados observacionais. O método de Monte Carlo foi usado numa grande quantidade de tentativas e erros, onde pixels foram testados aleatoriamente e incrementados gradativamente na direção do menor χ^2 entre o modelo convoluído com

a PSF observada e a imagem final (não-deconvoluída) de Mira A.

A deconvolução analítica de Richardson-Lucy e a obtenção de perfis de intensidade foram realizadas de forma padrão e, por isto, não serão descritas em detalhes nesta Tese. Descreveremos abaixo com mais detalhes como foram realizados os procedimentos da subtração da PSF e o a deconvolução numérica com uso do método de Monte Carlo.

2.2.1 A subtração da PSF

A subtração da PSF foi realizada da seguinte maneira:

- i. As imagens de Mira A e da PSF foram normalizadas com relação a seus picos de intensidade.
- ii. Para cada filtro, as imagens foram ajustadas às posições de melhor correlação.
- iii. Uma simples subtração foi aplicada, calculando-se a imagem final de Mira A menos a da PSF.

O resultado é, para cada filtro, uma imagem residual (Objeto científico – PSF) tendo o menor χ^2 e um pico com nível entre ~ 0 e ~ 1 (pois cada imagem foi normalizada antes da subtração).

Esta técnica poderia ser, basicamente, comparada com aquela utilizada por Kervella & Domiciano de Souza (2007) para a tentativa de detecção de uma companheira em torno da estrela Achernar com o instrumento VLT/VISIR¹³. Contudo, estes autores utilizaram observações apropriadas para a aplicação deste método, com intervalos de integração muito curtos, que evitam a degradação das imagens causada pelo ruído de fundo. Segundo estes autores, esta técnica não funciona bem para imagens coletadas com intervalos longos de integração. Intervalos longos usualmente fazem as flutuações oriundas do ruído de fundo deformarem as imagens. As exposições individuais de Mira A coletadas com

¹³ *VLT Imager and Spectrometer for mid Infrared*. <http://www.eso.org/instruments/visir/>

o NACO tiveram intervalos longos de integração (16 s) e, a princípio, não seriam apropriadas para a aplicação da subtração da PSF. Por outro lado, o *seeing* e a razão de Strehl foram muito favoráveis, podendo ter diminuído consideravelmente eventuais deformações. Sugerimos que esta técnica possa funcionar razoavelmente se aplicada em dados de boa qualidade, desde que com cautela e somente como um complemento a outros métodos. Para validar este método, realizamos uma série de testes com os dados observacionais e com imagens sintéticas.

Primeiramente, realizamos uma análise estatística entre todas as exposições individuais de Mira A e da PSF. Para as imagens coletadas com o filtro NB 1.08, aplicamos a subtração da PSF entre 3 exposições individuais de Mira A e 3 exposições individuais da PSF, resultando em um total de 9 subtrações independentes. O mesmo foi feito para o filtro NB 1.24, incluindo as exposições que foram descartadas. Verificamos nas imagens residuais uma clara estabilidade das estruturas, que se repetiram em praticamente todas as subtrações independentes para ambos os filtros. Considerando somente as exposições selecionadas, coletadas com o filtro NB 1.24, verificamos que estas, de fato, resolvem melhor as estruturas do que as exposições que foram descartadas.

Também realizamos subtrações entre as exposições individuais da PSF. Para cada filtro, foram aplicadas subtrações entre as 3 exposições individuais da PSF, resultando em um total de 6 subtrações independentes. As imagens residuais, neste caso, não apresentaram quaisquer tendências. Para explicar porque isto ocorreu enquanto que, no primeiro caso, não houve fortes flutuações, verificamos quais são os níveis máximos das imagens residuais.

Como dito acima, a imagem residual tem um pico entre ~ 0 e ~ 1 , pois as imagens foram normalizadas antes da subtração. As imagens residuais resultantes das subtrações “Objeto científico – PSF” tiveram picos com níveis de 0,16 a 0,21 com o filtro NB 1.08 e de 0,11 a 0,14 com o filtro NB 1.24. Já para as subtrações “PSF – PSF”, os picos tiveram, a 1,08 μm , níveis de 0,02 a 0,08. A 1,24 μm , como somente uma exposição individual da PSF foi selecionada, estimamos o nível das flutuações considerando a subtração

entre todas as exposições da PSF. Em média, os picos das imagens residuais foram, para as subtrações “Objeto científico – PSF”, de 0,18 com o filtro NB 1.08 e de 0,12 com o filtro NB 1.24 e, para as subtrações “PSF – PSF”, de 0,05 com o filtro NB 1.08 e de 0,08 com o filtro NB 1.24. Com base nos testes acima, sugerimos que a estabilidade das estruturas obtidas com a subtração “Objeto científico – PSF” se deve ao fato de seus níveis serem cerca de $2\text{--}3\times$ maiores do que o nível das flutuações. Já o fato de a subtração “PSF – PSF” não apresentar qualquer tendência sugere que possivelmente não haja erros sistemáticos evidentes na subtração “Objeto científico – PSF”. As subtrações “PSF – PSF” fornecem, portanto, uma idéia do nível abaixo do qual ocorrem flutuações notáveis nas imagens residuais. Considerando que, numa imagem média, as flutuações tendem a diminuir relativamente (já que não há erros sistemáticos evidentes), sugerimos que as imagens residuais resultantes das subtrações “Objeto científico – PSF” são razoavelmente confiáveis em níveis a partir de cerca de $\sim 20\%$ de seus picos de intensidade. Com base numa comparação entre as imagens deconvoluídas e subtraídas da PSF, consideramos, para as imagens deconvoluídas, níveis a partir de $\sim 0,2\%$.

Realizamos ainda um teste com imagens sintéticas. Construímos diferentes modelos geométricos para as estruturas em torno de Mira A e convoluímos estes modelos com distribuições gaussianas de intensidade (representando a PSF). Em seguida, testamos os dois métodos que estamos considerando: a deconvolução com a PSF, usando o algoritmo de Richardson-Lucy, e a subtração da PSF. Verificamos que estruturas muito próximas à estrela central não são resolvidas claramente com a deconvolução, enquanto que, com a subtração da PSF, podem mostrar tendências mais facilmente detectáveis. Entretanto, a subtração da PSF não é capaz de diferenciar se possíveis estruturas próximas ao centro seriam prolongamentos ou concentrações de matéria (grumos).

Com base nestes testes, concluímos que o método da subtração da PSF, quando analisado estatisticamente e com o devido cuidado, pode mostrar algumas tendências que a deconvolução não resolve claramente para objetos pouco extensos, que é o caso de Mira A no infravermelho próximo (mas não é o caso de IRC+10216). A análise estatística das subtrações entre diferentes exposições individuais auxiliou na estimativa do nível das flu-

tuações. Uma comparação entre as imagens deconvoluídas e as imagens subtraídas da PSF também nos auxiliou na estimativa do nível de ruído para as imagens deconvoluídas. Veremos na seção 4.1 que as imagens subtraídas da PSF poderiam estar mostrando indícios de uma estrutura que não foi resolvida com a deconvolução.

2.2.2 Deconvolução com o método de Monte Carlo

Cada um dos métodos descritos acima apresenta algumas vantagens e desvantagens. O método de Richardson-Lucy é considerado na literatura um dos melhores procedimentos analíticos para a deconvolução de imagens astronômicas, fornecendo uma morfologia confiável em termos de distribuição de intensidades, porém, pode ter problemas com ruídos e pixels negativos. A subtração da PSF pode fornecer importantes indícios da presença de estruturas em regiões muito próximas ao centro, mas apresentam pouca confiabilidade no que diz respeito às posições, intensidades e formas das estruturas detectadas, pois a PSF subtraída deforma estas estruturas. O método numérico que descreveremos abaixo segue o mesmo princípio daquele descrito por Frieden (1975) e parece resolver com melhor nitidez as regiões mais internas de um envoltório circunestelar do que a deconvolução analítica de Richardson-Lucy.

Para investigarmos refinadamente as regiões mais internas do envoltório, realizamos um ajuste do melhor modelo geométrico por iterações, utilizando o método de Monte Carlo, testando aleatoriamente o incremento ou não de cada pixel por tentativas e erros. Em suma, este procedimento segue os seguintes passos:

- i. A partir de uma imagem vazia (com todos os pixels tendo valor zero), um pixel aleatório da imagem é incrementado de uma unidade.
- ii. A imagem é convoluída com a PSF observada com um dos filtros.
- iii. Após convoluído, o modelo é então comparado com a imagem final de Mira A (não-deconvoluída) coletada com o mesmo filtro da PSF, calculando-se o χ^2 entre as duas imagens.

- iv. Se o χ^2 diminuir (com relação à iteração anterior) o pixel incrementado é considerado para a próxima iteração.
- v. Se o χ^2 aumentar, o incremento não é considerado.
- vi. Os passos (i) a (v) são então repetidos com a imagem do modelo tendo ou não (dependendo dos casos (iv) e (v)) o incremento dado a cada pixel sorteado.

Os passos acima são repetidos em tantas iterações quanto forem desejadas, de modo que a soma total de todos os pixels quantifica o total de acertos obtidos após diversas iterações. O total de erros depende dos métodos computacionais e não tem relevância física. O total de acertos tem significado físico, representando aproximadamente um valor proporcional ao fluxo total proveniente do campo analisado. Por sua vez, o modelo representa diretamente uma distribuição de intensidades, sendo uma deconvolução da imagem observada. Quanto maior o número de acertos obtidos, mais o modelo deve se aproximar da morfologia real.

Para as imagens NACO de Mira A, obtivemos um total de ~ 5.000 acertos dentro de um campo de $\sim 50 \times 50$ pixels, atingindo um pico com nível de ~ 2.200 unidades a $1,08 \mu\text{m}$ e ~ 4.100 a $1,24 \mu\text{m}$. Esta quantidade foi suficiente para resolver características básicas das estruturas mais internas do envoltório, que não foram esclarecidas com os outros métodos. Em particular, pudemos diferenciar prolongamentos de grumos e identificar mais claramente as orientações de algumas assimetrias. É importante sublinharmos que artefatos também aparecem com este método, pois dependem do instrumento e da qualidade das observações. A identificação de artefatos e estruturas foi realizada cuidadosamente com base na análise estatística de várias imagens independentes, tal como descrito na seção 2.2.1.

Verificamos a validade deste método aplicando-o a imagens sintéticas, convoluídas com a mesma PSF usada nas observações NACO de Mira A. Em todos os testes realizados, este método convergiu e foi capaz de resolver estruturas de diferentes formas e grumos separados entre si a distâncias muito pequenas (a partir de ~ 30 mas). Contudo, foi necessário um número muito grande de iterações para obtermos uma estimativa razoavelmente confiável da morfologia analisada. Um número baixo de iterações produz artefatos

numéricos, que vão sendo corrigidos gradativamente com mais iterações. Os testes acima nos deram uma idéia dos níveis destes artefatos, ajudando-nos na análise dos modelos das imagens observadas. Apesar destas verificações, precisamos reiterar que este estudo é preliminar. Vários outros testes ainda precisam ser realizados para sua validação definitiva.

2.3 Observações VLTI/MIDI de RY Sagitarii

O instrumento VLTI/MIDI¹⁴ (*MID-infrared Interferometer*; Leinert et al. 2003) é um interferômetro ótico no infravermelho médio que funciona como um interferômetro de Michelson, onde dois telescópios escolhidos entre os 4 UTs do VLT atuam como na experiência de dupla fenda de Thomas Young (ver abaixo). A vantagem da interferometria ótica é que esta permite o estudo morfológico de um objeto a resoluções espaciais melhores do que o próprio limite de difração no comprimento de onda considerado. Antes de descrevermos as observações de RY Sgr, faremos uma breve introdução sobre interferometria. Para uma leitura mais detalhada, sugerimos o trabalho de revisão de Monnier (2003 e referências).

2.3.1 Princípios básicos do instrumento MIDI

Os princípios básicos da interferometria estelar são familiares a qualquer físico, sendo fundamentada nas propriedades das ondas de luz determinadas por Thomas Young em 1803, no conhecido experimento de dupla fenda. No formato clássico deste experimento, uma luz monocromática vinda de uma fonte pontual distante atravessa duas fendas e é projetada em um anteparo, onde um padrão de interferência das ondas de luz é observado. A frequência espacial das franjas (franjas por unidade angular) da distribuição de intensidade no anteparo é proporcional à separação projetada entre as fendas, ou *linha de base* b , em unidades do comprimento de onda λ observado, isto é: $u = b/\lambda \text{ rad}^{-1}$.

¹⁴<http://www.eso.org/instruments/midi/>

Este princípio é aplicado na astronomia para o estudo morfológico com alta resolução espacial dos objetos celestes. Pode ser utilizado para a determinação de raios estelares, para a medida da separação entre componentes binárias ou mesmo para a detecção de estruturas próximas à superfície estelar. Na prática, dois telescópios fazem o papel da dupla fenda colocando a luz provinda de um objeto celeste para interferirem em um detector apropriado. O método consiste na obtenção de *curvas de visibilidade*, ou seja, da *visibilidade* em função da frequência espacial, que variam entre 0 e 1. A visibilidade nada mais é do que o contraste das franjas de um padrão de interferência, isto é: $V = (I_{\text{máx}} - I_{\text{mín}})/(I_{\text{máx}} + I_{\text{mín}})$, determinado tal como descrito por Monnier (2003).

Se o objeto for uma fonte pontual, então $I_{\text{mín}} = 0$ e a visibilidade é igual a 1. Se houver uma segunda fonte pontual de luz (de igual intensidade mas incoerente com a primeira) localizada a uma separação angular $\lambda/(2b)$ da primeira fonte, os padrões de interferência dessas fontes ficam defasados de 180° . Dessa forma, dois padrões senoidais interferem destrutivamente e a superposição desses padrões é um contínuo, cujo contraste é nulo, ou seja, neste caso, a visibilidade é igual a zero. Tomando como exemplo um sistema binário com uma separação angular fixa entre as componentes, se considerarmos diferentes valores de b ou de λ para o instrumento, os padrões de difração interferem-se resultando em diferentes valores para a visibilidade. Na prática, isto significa variar a distância entre os telescópios ou aplicar uma dispersão de comprimento de onda, assim obtendo-se alguns pontos ou trechos de uma curva de visibilidade.

A resolução ótica de uma imagem representa basicamente a capacidade de se resolverem duas componentes de um sistema binário. Tal resolução corresponde à separação angular entre duas fontes pontuais idênticas que se localizam nos vales dos padrões de difração uma da outra. De maneira semelhante, a resolução de um interferômetro pode ser estimada considerando-se a maior linha de base b possível para um certo par de telescópios, no comprimento de onda λ observado, isto é: Resolução = $\lambda/2b$ rad. O maior valor de b é limitado, basicamente, pelos diâmetros dos espelhos dos telescópios. Quanto maiores esses diâmetros, melhor a razão S/N das franjas, então maior o limite prático de b e, assim, melhor a resolução espacial a ser obtida.

Segundo o teorema de Van Cittert-Zernike, considerando-se que um objeto astronômico emite luz a uma frequência ν com uma distribuição de intensidades $I_\nu(\theta, \phi)$, podemos representar a resposta do interferômetro (amplitude e fase das franjas) como uma visibilidade complexa $\tilde{\mathcal{V}}_\nu(u, v)$ dependente da frequência espacial, definida como sendo a transformada de Fourier da distribuição de intensidades $I_\nu(\vec{r}_\Omega)$, normalizada de modo que $\tilde{\mathcal{V}}(\frac{\vec{D}}{\lambda} = 0) = 1$.

$$\left| \mathcal{V}_\nu \left(\frac{\vec{D}}{\lambda} \right) \right| e^{-i\phi_{\mathcal{V}_\nu}} = \frac{\int_{\delta\Omega} dx_\Omega dy_\Omega I_\nu(\vec{r}_\Omega) e^{-2\pi i \left(\frac{\vec{D}}{\lambda} \cdot \vec{r}_\Omega \right)}}{\int_{\delta\Omega} dx_\Omega dy_\Omega I_\nu(\vec{r}_\Omega)},$$

onde $\vec{r}_\Omega = (x_\Omega, y_\Omega)$ e \vec{D} representa a linha de base projetada no plano do céu, comumente expressa como (u, v) . As curvas de visibilidade são normalmente representadas na forma de módulo ao quadrado. No caso do instrumento MIDI, a visibilidade pode ser coletada em diferentes direções do plano (u, v) com um elemento dispersivo que produz uma variação de λ . É importante sublinhar que, ao utilizarmos um elemento dispersivo, estamos introduzindo nas curvas de visibilidade possíveis variações morfológicas do objeto observado em função do comprimento de onda.

2.3.2 As observações

Dados interferométricos de RY Sgr na banda N foram coletados em 2005 (Prog. ID: 75.D-0660) com o instrumento MIDI. Sete conjuntos de observações foram realizados com dois pares de telescópio: UT1-UT4 e UT3-UT4. Estas observações cobriram um total de 5 linhas de base (baselines) diferentes. Suas orientações serão mostradas na seção 5.1. Todas as observações foram coletadas sob condições atmosféricas favoráveis. As observações foram realizadas em modo *High-Sens*¹⁵, com 4 *templates*¹⁶: aquisição, busca de franjas, registro das franjas e fotometria. Estes *templates* fornecem uma combinação de fluxos de visibilidade com uma dispersão em comprimento de onda de 7,5 a 13,5 μm e,

¹⁵Modo do instrumento MIDI em que a fotometria em cada telescópio é obtida após o registro das franjas.

¹⁶Seqüência bem definida de observações.

Tabela 2.3: *Log* das observações MIDI de RY Sgr, coletadas em 2005, e de seu calibrador.

		RY Sgr				HD 177716
Base	Data	Hora	Linha de base projetada	Massa		Hora
			comprimento PA	de ar		
		(UT)	(m)			(UT)
UT3-4	26 Mai	06h01-06h11	(e) 57 98°	1,1		04h54-05h04
		10h11-10h21	(g) 57 135°	1,2		10h36-10h46
UT1-4	25 Jun	03h01-03h10	(a) 122 34°	1,2		02h28-02h36
		03h12-03h20	(b) 123 36°	1,2		03h44-03h52
		06h18-06h26	(c) 128 65°	1,0		05h52-06h00
	26 Jun	06h42-06h50	(d) 125 68°	1,0		06h19-06h28
UT3-4	28 Jun	05h28-05h36	(f) 62 110°	1,0		05h05-05h13

Nota: para as identificações (a) a (g) das linhas de base, ver Fig. 5.1.

além destes dados, também fornecem imagens de aquisição corrigidas com ótica adaptativa e dados espectro-fotométricos para cada linha de base. Para a dispersão em comprimento de onda, utilizamos o elemento *grism*, que tem uma resolução ($\lambda/\delta\lambda = 230$). Finalmente, utilizamos a estrela HD 177716 como estrela de calibração para interferometria, espectrofotometria e imageamento. O *log* das observações é apresentado em resumo na tabela 2.3.2.

Reduzimos estas observações com o programa MIA¹⁷. O registro de franjas nas linhas de base *a* e *c* não foi satisfatório, sendo que selecionamos cuidadosamente somente trechos de boa qualidade com base em um histograma de Amplitude de Fourier. Estimamos o erro nas curvas de visibilidade examinando as flutuações nos níveis e nas formas das visibilidades de diversos calibradores coletados a ± 2 horas de intervalo em relação a todas as observações de RY Sgr. Sublinhamos que as incertezas existentes nas curvas de visibilidade são, em sua maioria, acromáticas, sendo dominadas pelas flutuações fotométricas que ocorrem entre o registro das franjas e a medição da fotometria. O erro na forma espectral da curva de visibilidade é menor do que 2% e portanto considerado como um

¹⁷<http://www.mpia-hd.mpg.de/MIDISOFT/>

importante vínculo no processo de ajuste com o modelo. As curvas de visibilidade serão mostradas na seção 5.1.

O espectro MIDI de RY Sgr foi calibrado com uso de um *template*¹⁸ da estrela HD 177716 (Cohen et al. 1999) e estimamos um erro médio de aproximadamente 12% para o fluxo com base nas flutuações de nível entre todos os espectros coletados. O espectro MIDI de RY Sgr é semelhante ao espectro ISO, sendo que com o nível do fluxo cerca de 25% menor (provavelmente devido a variações fotométricas e ao menor campo de visão do MIDI). Ambos os espectros apresentam uma suave declínio entre 7,5 e 13,5 μm , compatível com um contínuo dominado por emissão de poeira aquecida.

Finalmente, processamos as imagens de aquisição coletadas a 8,7 μm com um único telescópio de 8m (a FWHM do feixe é de 225 mas) utilizando o mesmo procedimento de soma de imagens com ajuste de correlação descrito na seção 2.1.1. Concluímos que RY Sgr não foi resolvida nas imagens de aquisição. Nenhuma estrutura foi resolvida nestas imagens na banda N, que dispõem de um campo de visão de $\sim 2''$ e que têm usualmente baixos intervalos dinâmicos ($\sim 20\text{--}40$).

Para os dados de 2007, cinco conjuntos de observações foram realizados com dois pares de telescópio: UT2-UT3 e UT3-UT4. Estas observações cobriram um total de 4 linhas de base diferentes. Suas orientações serão mostradas na seção 5.1. Todas as observações foram coletadas sob condições atmosféricas favoráveis. As observações foram realizadas em modo *High-Sens*, com 4 *templates*, tal como descrito para as observações de 2005. A dispersão do comprimento de onda foi obtida com o elemento *grism* ($\lambda/\delta\lambda = 230$) para as linhas de base $a'-d'$ e com o elemento *prism* ($\lambda/\delta\lambda = 30$) para a linha de base e' . Diferentes estrelas de calibração coletadas em cada noite foram rigorosamente selecionadas e utilizadas para a correção do nivelamento das curvas de visibilidade e dos espectros. O *log* das observações é apresentado em resumo na tabela 2.4. As reduções e estimativas de erro foram realizadas com o *software* MIA, tal como descrito para as observações de 2005. Algumas informações sobre os procedimentos de redução

¹⁸Neste caso, modelo teórico usado para a calibração do espectro.

Tabela 2.4: *Log* das observações MIDI de RY Sgr, coletadas em 2007.

		RY Sgr				Calibrador(es) mais próximo(s)
Base	Data	Hora (UT)	Linha de base proj. comprimento (m)	PA	Massa de ar	
UT2-3	29 Jun	04h24-04h35	(a') 47	32°	1,0	HD169916, HD163376
		07h48-08h00	(b') 41	54°	1,2	HD177716
		09h13-09h25	(c') 34	58°	1,6	HD177716
UT3-4	30 Jun	03h18-03h30	(d') 54	94°	1,1	HD163376, HD177716
		07h25-07h34	(e') 59	129°	1,1	HD177716

Nota: para as identificações (a') a (e') das linhas de base, ver Fig. 5.8.

e sobre os calibradores são dadas por Chesneau et al. (2008), que analisaram um outro objeto observado nas mesmas noites das novas observações MIDI de RY Sgr. Maiores detalhes, especificamente, sobre as observações MIDI de RY Sgr, coletadas em 2007, serão descritos em um trabalho em preparação (Clayton et al. 2008).

Capítulo 3

O envoltório de IRC+10216 em escalas de milisegundos a segundos de arco

Até recentemente, não havia uma descrição global da morfologia do envoltório circunstar (ECS) de IRC+10216 em diferentes escalas. Este capítulo mostra tal descrição a partir da combinação de imagens com alto intervalo dinâmico e alta resolução espacial das regiões mais internas do ECS, coletadas com ótica adaptativa, juntamente com imagens dotadas de alta profundidade de suas camadas mais externas. Analisaremos a morfologia das regiões mais internas e suas variações temporais na seção 3.1. Apresentaremos na seção 3.2 uma análise das diversas conchas encontradas nas camadas externas do ECS e algumas de suas propriedades. Na seção 3.3, discutiremos a coexistência das diferentes morfologias encontradas no ECS de IRC+10216. Estes resultados se encontram atualmente publicados (ver Leão et al. 2006).

3.1 As regiões mais internas do envoltório

As imagens em J, H, K e L de IRC+10216, coletadas com o instrumento NACO (cf. seção 2.1.1) no limite de difração, são mostradas na figura 3.1 em escala logarítmica para o brilho, permitindo que os detalhes da morfologia em todos os níveis de fluxo sejam vistos. As estruturas A a D mostradas na imagem na banda H

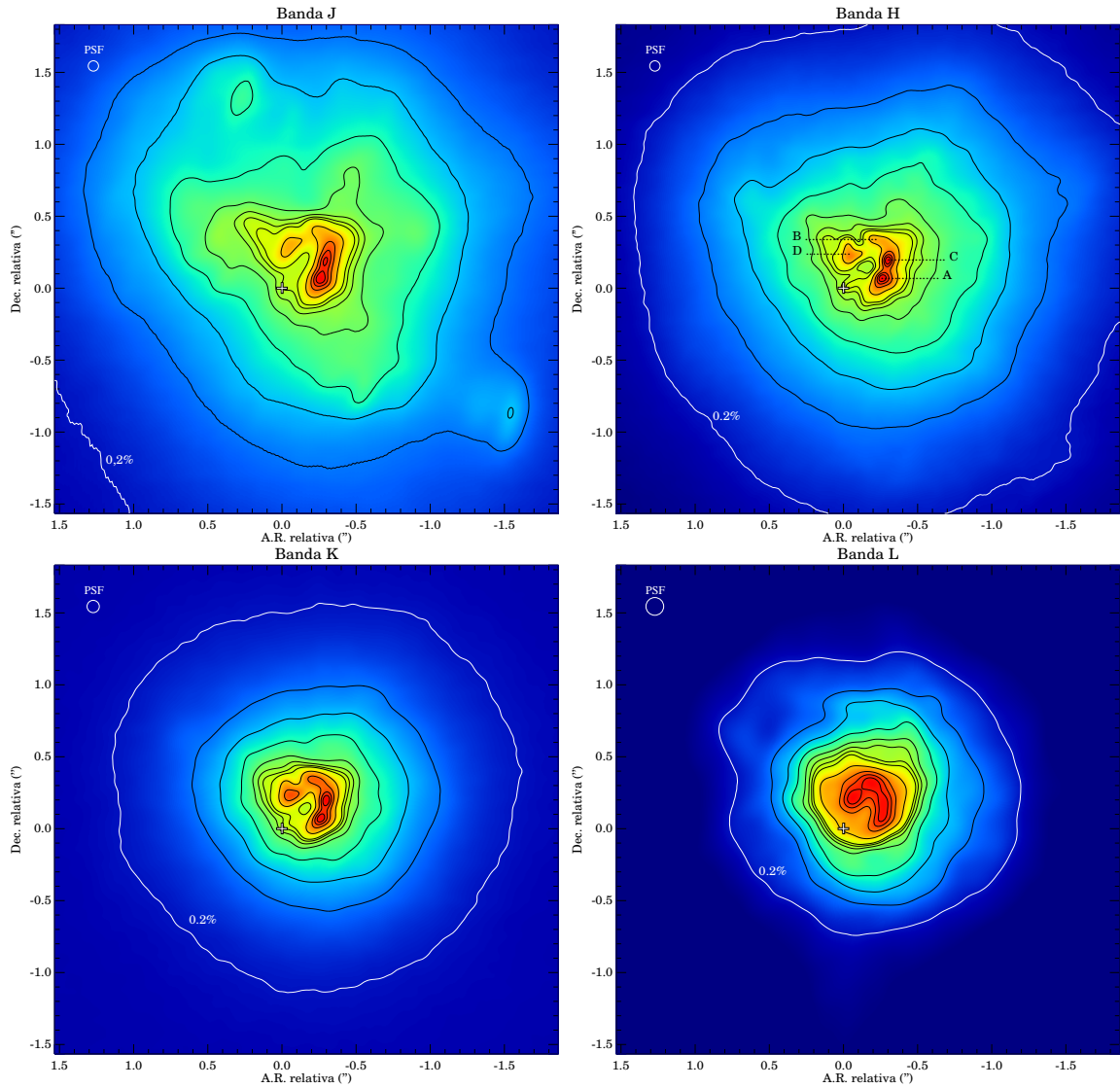


Figura 3.1: *Imagens de IRC+10216 coletadas com o instrumento NACO nas bandas J, H, K e L. Os contornos correspondem a 80, 60, 40, 20, 10, 8, 6, 4, 2, 1, 0,5 e 0,2% do pico de intensidade de cada imagem. A ascensão reta (AR) relativa ao centro de cada imagem e a declinação (Dec) relativa são representadas nos eixos verticais e horizontais. O Norte se encontra para cima e o Leste para esquerda. A cruz localizada no centro de cada imagem representa a posição considerada para a estrela central e seu tamanho é proporcional ao erro de $0,03''$ tal como dado por Murakawa et al. (2005). As concentrações de matéria (grupos) A a D mostradas na banda H seguem as nomenclaturas dadas por Haniff & Buscher (1998). A resolução é cerca de 70 mas nas bandas J e H, 80 mas em K e 120 mas em L (representada pelas circunferências no canto superior esquerdo de cada imagem).*

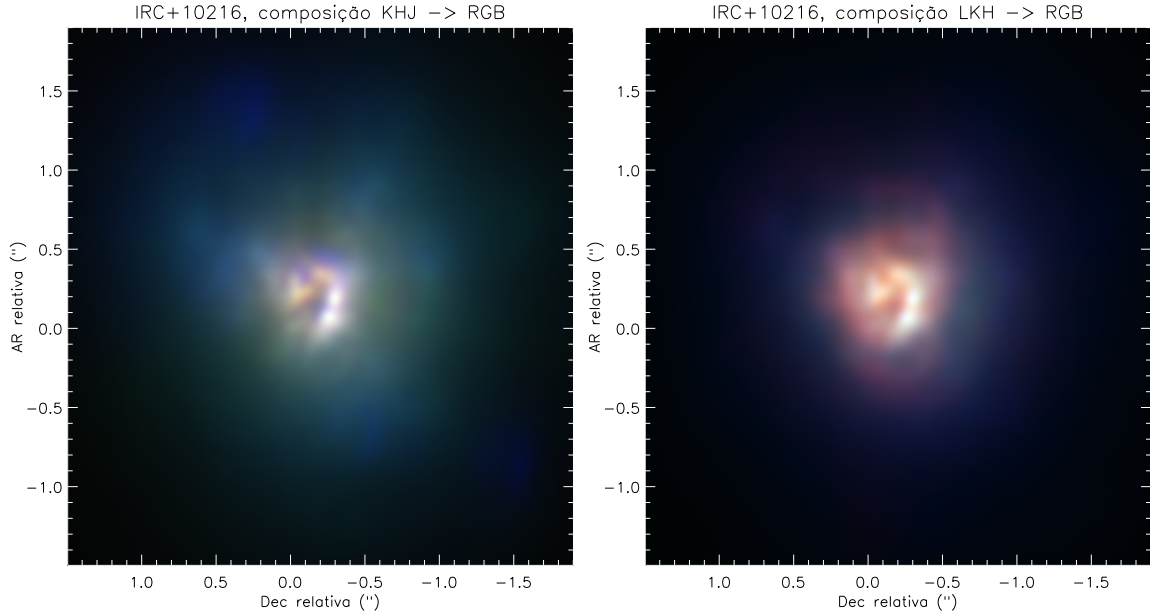


Figura 3.2: *Composição em 3 cores, sem calibração fotométrica, das imagens apresentadas na figura 3.1. Esquerda: composição das bandas K, H e J convertidas para tonalidades de cores vermelho, verde e azul (RGB), respectivamente, com os picos de intensidade normalizados. Direita: composição das bandas LKH convertidas em RGB, com os picos normalizados. Como estas composições não tiveram calibração fotométrica, fornecem a mesma informação morfológica contida na figura 3.1, mas permite uma melhor comparação visual entre cada grupo de três bandas.*

da figura 3.1 são aquelas identificadas por Haniff & Buscher (1998). As imagens foram centralizadas na posição da estrela central estimada por Murakawa et al. (2005). Com base em polarimetria na banda H, estes autores encontraram de maneira independente uma possível posição para a estrela central, após uma série de hipóteses contraditórias (ver Weigelt et al. 2002; Tuthill et al. 2005). A partir do que foi dado por Murakawa et al. (2005), utilizamos o grumo A como referência para determinarmos a posição da estrela central. É importante sublinharmos que as observações mostradas por estes autores foram realizadas na mesma época que as imagens apresentadas nesta seção. Também mostramos na figura 3.2 duas composições em 3 cores, sem correção fotométrica, das imagens apresentadas na figura 3.1, onde à esquerda as bandas J, H e K foram convertidas em RGB (vermelho, verde, azul) e à direita as bandas H, K e L foram convertidas em RGB. Estas imagens são ilustrativas, fornecendo a mesma informação morfológica da

figura 3.1, mas permite uma visualização da composição entre três bandas simultâneas.

3.1.1 Morfologia em diferentes comprimentos de onda

As imagens apresentam uma estrutura brilhante e heterogênea que aparenta, grosso-modo, um anel com um diâmetro de aproximadamente $0,5''$ composto de grumos (incluindo os grumos A a D) em torno de uma depressão aproximadamente circular. A depressão é localizada a cerca de $(0,5; 0,15)''$ do centro da imagem e corresponde a cerca de 6% do pico de intensidade. Os grumos A a C são as estruturas mais brilhantes. O grumo B aparenta uma estrutura alongada, localizada aproximadamente na direção Nordeste do grumo C, e o grumo D apresenta uma forma espalhada. Há também um extenso envoltório aproximadamente esférico (localizado a partir de cerca de $\sim 0,5''$ até mais de $1''$ do centro), o qual parece estar centrado em torno da depressão. Esta depressão poderia assim corresponder a um centro aparente das imagens. A estrela central está localizada na parte Sudoeste menos brilhante do anel. Sua posição também coincide com uma estrutura particular alongada na distribuição de brilho do anel, que pode ser vista mais claramente na banda H. Finalmente, verificamos que as estruturas mais fracas observadas na banda J são fantasmas, provavelmente formados pela reflexão da luz nos elementos óticos do NACO.

Uma diferença clara entre as imagens em J, H, K e L é a variação de brilho dos grumos A a D com relação ao pico de intensidade. O grumo A permanece próximo ao pico em todas as bandas, enquanto que os grumos B e D se tornam mais brilhantes a comprimentos de onda mais longos (a partir de cerca de 10% e 20% do pico de intensidade em J, respectivamente, até cerca de 100% em L). O brilho do grumo C aumenta mais suavemente e é sempre mais brilhante do que 80%. Sublinhamos que a diferença de brilho entre os quatro grumos diminui notavelmente com o aumento do comprimento de onda. A região Sudeste do anel, próxima à posição considerada para a estrela central, permanece fraca, variando de cerca de 8% a 20% do pico de intensidade de J a L. Finalmente, a espessura do envoltório externo parece diminuir com o aumento do comprimento de onda. Considerando seus limites a 0,2% do pico de intensidade, seu diâmetro médio é de apro-

ximadamente $4,8''$, $3,5''$, $2,7''$ e $2,0''$ nas bandas J, H, K e L, respectivamente.

A variação no brilho dos grumos, assim como a espessura do envoltório em diferentes comprimentos de onda, indicam que detectamos, em K e L, principalmente a emissão de poeira aquecida, enquanto que nos comprimentos de onda mais curtos, a contribuição da luz estelar espalhada na poeira do envoltório se torna mais importante. Isto parece concordar com os modelos de distribuição de energia espectral (SED) calculados para IRC+10216 (ver e.g. Mauron et al. 2003). Nas bandas K e L, a emissão da poeira é, de fato, $\sim 100\times$ maior do que a luz estelar espalhada, que se torna dominante abaixo de $\sim 1\mu m$. Portanto, podemos deduzir que a maioria dos grumos observados próximos às estrelas na banda L têm aproximadamente a mesma temperatura. Em contraste, efeitos de profundidade ótica na banda J poderia explicar a diferença de brilho entre os grumos.

3.1.2 Variação temporal

Estudos sobre as variações temporais das regiões mais internas do ECS de IRC+10216 já foram realizados por Tuthill et al. (2000), Weigelt et al. (2002) e referências. Weigelt et al. (2002) estimam um deslocamento aproximadamente linear entre os grumos A-C e A-D e uma possível aceleração de 5 mas ano^{-2} para a separação A-B. Tuthill et al. (2000, 2005) identificam duas sub-estruturas no grumo B: NE1 e NE2, uma próxima e outra mais distante do grumo C, que serão denominadas daqui em diante B_1 e B_2 , respectivamente. Estes autores propõem que os grumos B_1 , B_2 e D se afastam de A, aparentemente com uma aceleração uniforme de $3,4 \text{ mas ano}^{-2}$.

Nós aplicamos um filtro usando transformada de Fourier para a imagem na banda H¹ para remover estruturas de frequências espaciais mais baixas (ver figura 3.3). Nós também identificamos novas estruturas, em particular, as sub-estruturas B'_0 , B'_1 e B'_2 no grumo B. Encontramos uma estrutura, não identificada em trabalhos anteriores, próxima à posição

¹Selecionamos a imagem na banda H (no lugar da imagem na banda K, mais comumente analisada) porque esta possui melhor resolução espacial e intervalo dinâmico consideravelmente maior. Verificamos que os grumos detectados e suas posições estimadas são semelhantes àqueles encontrados na banda K.

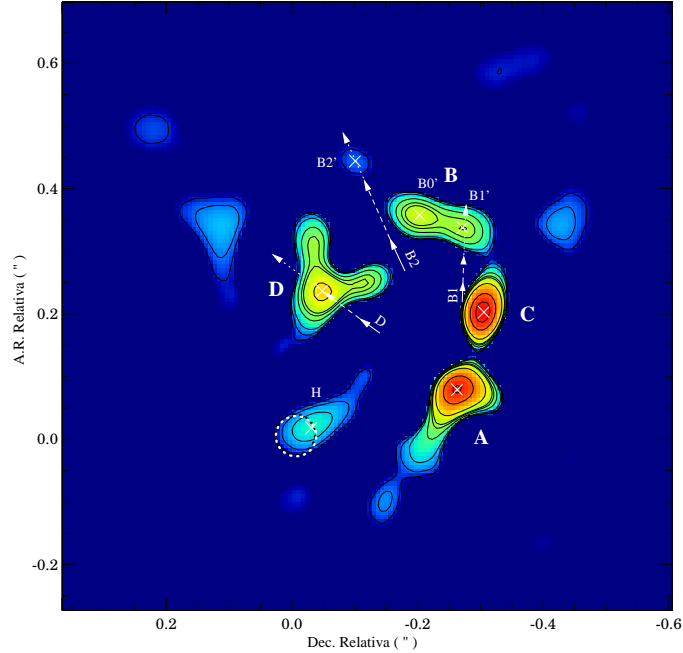


Figura 3.3: Mapa na banda H de IRC+10216, onde somente as frequências espaciais mais altas do brilho foram mantidas no espaço de Fourier. Os contornos correspondem a 80, 50, 20, 10, 8, 5, 2, 1 e 0,5% (sendo o nível mínimo o ruído estimado). O círculo pontilhado é a posição considerada para a estrela, tal como na figura 3.1. Os grupos principais são indicados pelas letras A a D e algumas sub-estruturas pelos nomes menores. As posições destes grupos estão representadas pelas cruces brancas. As trajetórias estimadas (a partir dos resultados de Tuthill et al. 2000) para alguns grupos com relação ao grupo A estão mostradas pelas setas com linhas tracejadas e pontilhadas (ver texto para detalhes).

considerada para a estrela (denominada H). Sublinhamos que a posição considerada neste trabalho para a estrela ainda poderia ser discutida e sua conexão com o grupo H é muito incerta. Este grupo poderia ser, por exemplo, uma nuvem de poeira que estaria passando pela linha de visada durante as observações. Observações futuras são necessárias para verificarmos como a posição deste grupo evolui em comparação com a posição da estrela central.

A figura 3.3 mostra as trajetórias aparentes para os grupos B_1 , B_2 e D com relação a A, detectados em trabalhos anteriores. Estas trajetórias foram estimadas considerando-se as separações espaciais entre os grupos dadas por Tuthill et al. (2000). É importante sublinhar que o grupo A foi escolhido como referencial para fins de comparação com o

trabalho de Tuthill et al. (2000), sendo que este grumo não representa necessariamente a origem de onde os outros grumos se afastam. As setas com linhas sólidas representam o deslocamento destes grumos durante o período em que foram anteriormente observados, de Janeiro de 1997 a Abril de 1999. As setas com linhas tracejadas mostram uma previsão para o deslocamento destes grumos até Março de 2003, considerando-se a velocidade média dada por Tuthill et al. (2000). As setas com linhas pontilhadas representam uma previsão alternativa, considerando-se a aceleração uniforme de $3,4 \text{ mas ano}^{-2}$ proposta por Tuthill et al. (2000). O erro é de aproximadamente 10 mas para as setas com linhas tracejadas e 30 mas para as setas com linhas pontilhadas. Podemos ver que os grumos B_1 e B_2 , detectados por estes autores, são provavelmente as sub-estruturas B'_1 e B'_2 , detectadas no presente trabalho. Nas observações aqui apresentadas, os grumos B'_1 e B'_2 e D se encontram a uma separação de 258 ± 20 , 394 ± 20 e 261 ± 20 mas do grumo A, respectivamente. Segundo as previsões mostradas na figura 3.3, B_1 e B_2 parecem estar menos acelerados do que o previsto, enquanto que o grumo D parece ter-se deslocado a uma velocidade constante. A partir das separações dadas por Weigelt et al. (2002), também verificamos que o grumo C (localizado a 131 ± 20 mas de A nas observações do presente trabalho) aparenta estar aproximadamente parado com relação ao grumo A. Devemos reiterar que, ao escolhermos o grumo A como referência, provocamos a ilusão de que os outros grumos estão escapando de A, sendo que suas posições de origem são desconhecidas. Concluímos portanto que os movimentos dos grumos são incompatíveis com a aceleração uniforme proposta por Tuthill et al. (2000), apesar de que alguma aceleração pode existir para os grumos B_1 e B_2 . Novas observações com alta resolução angular são necessárias para uma melhor compreensão da morfologia tridimensional das regiões mais internas do ECS de IRC+10216 e para o estudo da evolução temporal desses grumos.

3.2 As camadas externas de IRC+10216

A figura 3.4 mostra a imagem deconvoluída em campo extenso de IRC+10216 na banda V, obtida com o instrumento FORS1 (cf. seção 2.1.2). Tal como já mostrado por MH99-00, há um halo espesso composto de múltiplas conchas irregulares. Estas

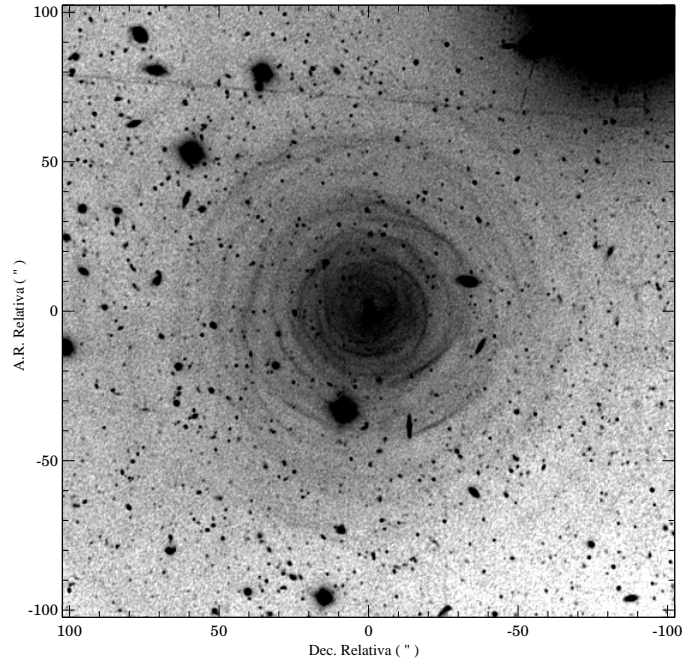


Figura 3.4: *Imagem deconvoluída de IRC+10216 na banda V, obtida com o instrumento FORS1. O Norte se encontra para cima e o Leste para esquerda.*

conchas parecem ser não-concêntricas e azimutalmente incompletas. Este ECS pode ser visualizado devido à iluminação externa produzida pela luz ambiental da Galáxia, espalhada pela poeira. Uma vez que os fótons podem penetrar facilmente neste ECS (sua profundidade ótica é muito baixa do exterior para o centro), a natureza incompleta destas conchas revelam de fato menores densidades em algumas partes do ECS. Obviamente, as descontinuidades destas conchas não podem originar-se de algum efeito de obscurecimento provocado por materiais mais externos.

3.2.1 Estrutura das camadas externas

Para contrastar a morfologia das conchas, removemos o halo espesso central, aplicando o mesmo processo de filtragem por transformada de Fourier tal qual aquele realizado para as imagens NACO. Também removemos do fundo do céu diversas fontes (estrelas e galáxias) selecionando aquelas com intensidades maiores do que um valor referencial. Os pixels destas fontes foram substituídos por valores médios, considerando-se o nível de fundo e o ruído em suas proximidades. A imagem resultante é mostrada na figura 3.5.

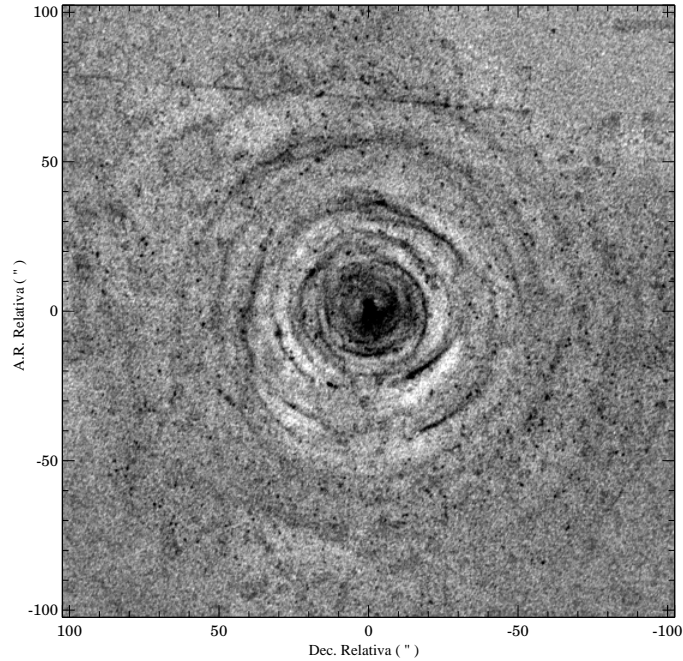


Figura 3.5: *Imagem deconvoluída de IRC+10216 na banda V após a subtração do halo e da remoção da maioria das estrelas e galáxias compondo o fundo.*

Aplicamos então uma média azimutal de 20° em torno do centro. Apesar deste processo diminuir a resolução espacial na direção azimutal, o mapa resultante (figura 3.6) fornece uma clara visualização das conchas e uma representação mais realista e completa do que aquela apresentada por MH00.

A distribuição das conchas observadas nas figuras 3.5 & 3.6 é semelhante àquela apresentada por MH00. Por exemplo, as três conchas aparentemente espessas ao Norte, localizadas a cerca de $30\text{--}40''$, $50\text{--}60''$ e $70\text{--}80''$ do centro, também podem ser vistas na imagem CFHT² de MH99-00. Entretanto, sendo melhor resolvidas nas imagens FORS1, estas conchas parecem ser compostas de uma complexa sub-distribuição de conchas mais finas. Conchas semelhantemente finas, distribuídas por distâncias muito pequenas, podem ser claramente vistas em todas as partes do ECS. Por exemplo, as conchas denominadas *e* e *f* por MH00 (localizados a cerca de $55''$ e $58''$ do centro entre $347\text{--}20^\circ$ e $23\text{--}53^\circ$, respectivamente) são claramente uma complexa distribuição de várias conchas finas superpostas. Outra concha proeminente localizada na direção Sul a cerca de $15''$ do centro se une a uma

²Canada-France-Hawaii Telescope, <http://www.cfht.hawaii.edu/>

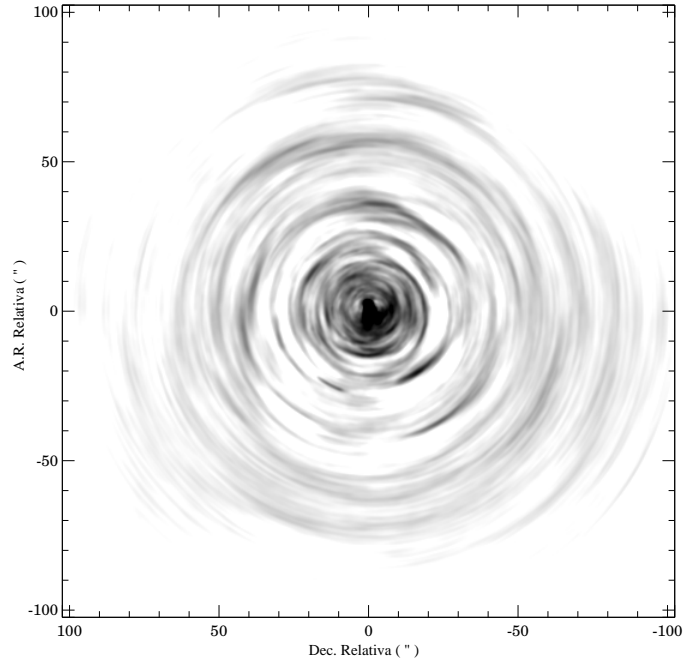


Figura 3.6: *Mapa esquemático das conchas em torno de IRC+10216 (ver texto para detalhes).*

série de conchas proeminentes menos espessas distribuídas ao longo da direção Sudeste entre 10–30'' do centro. Além disso, mesmo em regiões mais internas, diversas conchas finas parecem superpor-se como conchas mais espessas entre 4'' e 20''. A totalidade do ECS, portanto, parece compor um complexo de diversas conchas finas e irregulares que poderiam ser identificadas como conchas mais espessas em imagens menos resolvidas. Finalmente, sublinhamos que a separação entre conchas aparentemente espessas varia bastante ao longo da direção radial.

Uma média azimuthal do perfil radial obtida, calculando-se a média de todos os pixels encontrados com annuli de 0,9'' de espessura (ver MH99-00 para mais detalhes), confirma que a poeira é detectada até cerca de 200'' (aproximadamente 5.800 R_*). Esta poeira corresponde ao material ejetado cerca de 8.000 anos atrás (considerando-se uma velocidade de escape de 14 km s^{-1} e uma distância de 120 pc), i.e. uma importante fração de um interpulso desta AGB. Na verdade, não encontramos um limite para o envoltório de poeira, pois sua espessura ultrapassa o campo do detector.

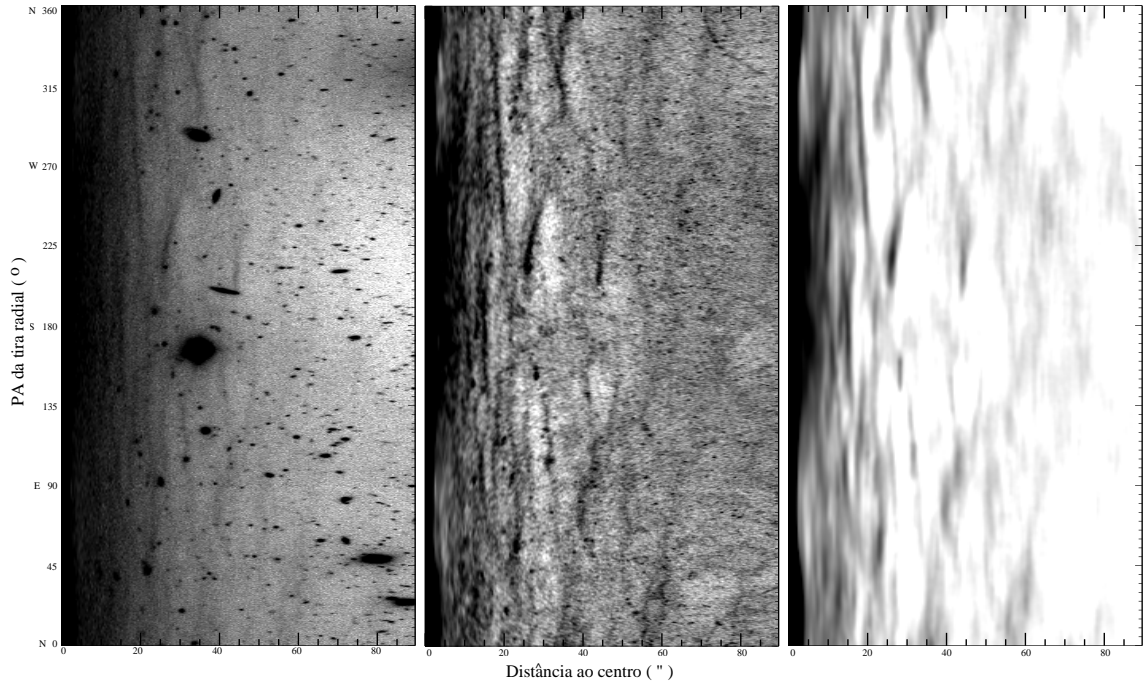


Figura 3.7: *Mapas das conchas obtidos a partir de uma transformação de coordenadas polares para uma representação cartesiana. Cada secção horizontal destes mapas representa uma estreita tira radial das imagens FORS1, sendo os ângulos relativos ao Norte. Os mapas à esquerda, no centro e à direita foram obtidos a partir das imagens das figuras 3.4, 3.5 e 3.6, respectivamente.*

3.2.2 Espessura das conchas

MH00 propõem que a espessura das conchas aumenta com o aumento da distância ao centro, o que é compatível com um efeito da expansão natural do envoltório. Para analisarmos a espessura das conchas e verificarmos esses resultados, propomos aqui um novo método, mais preciso, considerando a natureza não-concêntrica das conchas e a possibilidade de uma concha aparentemente espessa ser resolvida em diversas conchas mais finas.

A figura 3.7 apresenta a morfologia deste ECS em um mapa de tiras radiais estreitas³. A partir deste diagrama, fica clara a natureza não concêntrica das conchas, assim como a complexidade de sua distribuição espacial. Por exemplo, a concha longa e fina localizada a cerca de 15–20'' do centro, entre 220° e 340° do Norte, apresenta uma inclinação de cerca

³Secções radiais com espessura de 1 pixel e um passo de rotação de 0,2°. Em cada passo, foram aplicadas interpolações entre os pixels da imagem original.

de 4° com relação ao eixo vertical deste diagrama. A concha localizada a distâncias de aproximadamente $30\text{--}35''$ ao centro, entre 300° and 360° do Norte, tem uma inclinação de aproximadamente 17° . Ao mesmo tempo, há conchas com orientações opostas, tais como aquelas localizadas a cerca de $25\text{--}30''$ e $45''$ do centro, entre 210° e 260° , e entre 200° e 230° do Norte, respectivamente, as quais formam um ângulo de cerca de -16° e -2° com relação ao eixo vertical.

Para o estudo dos perfis das conchas mais espessas, analisamos cuidadosamente a concha denominada d por MH00. A figura 3.8(a) mostra tal perfil obtido a partir do mesmo método aplicado por estes autores. A figura 3.8(b) mostra o perfil da mesma concha estimado a partir de uma região mais restrita, região esta localizada a uma distância de aproximadamente $39''$ do centro, entre $70\text{--}90^\circ$, onde a concha parece mais regular. Nós então integramos perfis perpendiculares à sua direção e subtraímos a contribuição do halo. A largura à meia altura (FWHM) do perfil (a) é de aproximadamente $3,0''$ (tal como em MH00), enquanto que o perfil (b) apresenta uma FWHM de $2,6''$. O erro é de aproximadamente $0,4''$. Apesar de ambas as estimativas concordarem dentro das barras de erro, uma análise mais profunda desta concha revela que mesmo o nosso perfil (b) poderia estar aparentando ser largo devido a uma superposição de duas conchas mais finas. De fato, os perfis mostrados na figura 3.8 resultam da superposição de dois picos próximos um do outro localizados a $\pm 0,5''$ com relação ao centro da concha espessa. Isto levanta a suspeita de que haveria na verdade duas conchas finas próximas uma da outra nesta região e que, assim, não foram espacialmente resolvidas. Sublinhamos que esta concha foi cuidadosamente analisada, tendo este par de picos sido identificado em todos os perfis calculados. Se decompuermos o perfil (b) em duas conchas próximas uma da outra, suas FWHM estimadas são de aproximadamente $1,8'' \pm 0,4''$. Como consequência, calculamos diversos perfis identificando, como acima, diversas conchas bem resolvidas a diferentes distâncias do centro (ver figura 3.9). Os perfis (a) a (d) têm boas razões sinal/ruído (S/N). O perfil (e), que possui uma razão S/N menor, é na verdade uma estrutura fina compondo uma concha aparentemente mais espessa que também foi detectada por MH00. As FWHM das duas estruturas mostradas no perfil (a) e das outras quatro estruturas no perfil (b) a (e) são de aproximadamente: $1,2''$, $1,6''$, $1,5''$, $1,7''$, $1,6''$ e $1,4''$, respectivamente. Os erros

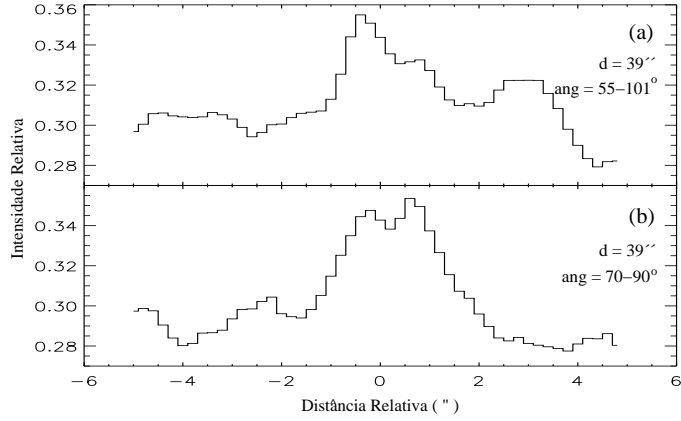


Figura 3.8: *Comparação entre o perfil da concha d calculado como em MH00 (painel superior) e o perfil da mesma concha obtido a partir do nosso método mais complexo (painel inferior, ver texto para detalhes). São dadas as suas distâncias ao centro, d , e seus ângulos de posição, ang . A intensidade relativa é dada com referencial no pico de intensidade da imagem original.*

variam ligeiramente em torno de $0,4''$.

Numa análise mais geral, estimamos a FWHM de 23 conchas a separações a partir de $4''$ até $80''$ (ver Fig. 3.10). O valor médio das FWHM é de $1,6''$, com um desvio padrão de $0,3''$. O valor mínimo de $1,2''$ foi calculado para a concha mais interna, localizada a cerca de $4''$ do centro entre $40-100^\circ$, e também para as duas conchas localizadas a cerca de $9''$ e $11''$ do centro, entre $150-180^\circ$ e $205-255^\circ$, respectivamente. O valor máximo da FWHM de $2,0''$ foi calculado para as conchas localizadas a cerca de $24''$ e $25''$ do centro, entre $105-135^\circ$ e $60-85^\circ$, respectivamente. A concha mais distante que analisamos, localizada a cerca de $80''$ do centro, entre $30-45^\circ$, tem $FWHM \simeq 1,9''$. Os erros variam de $0,3''$ a $0,6''$. Conchas finas são portanto detectadas em todo o envoltório e mesmo distantes do centro. Desta forma, não podemos encontrar claramente uma relação de crescimento entre a espessura das conchas e sua distância ao centro tal como proposto por MH00. Entretanto, as conchas localizadas próximas ao centro poderiam ser resolvidas em conchas ainda mais finas. Poderíamos assim ter superestimado suas espessuras. Em consequência, ou o aumento da espessura em função da distância ao centro proposto por MH00 poderia ainda valer, mas sendo as conchas muito mais finas próximas à estrela, ou a espessura das conchas aumenta muito menos do que estimado por esses autores.

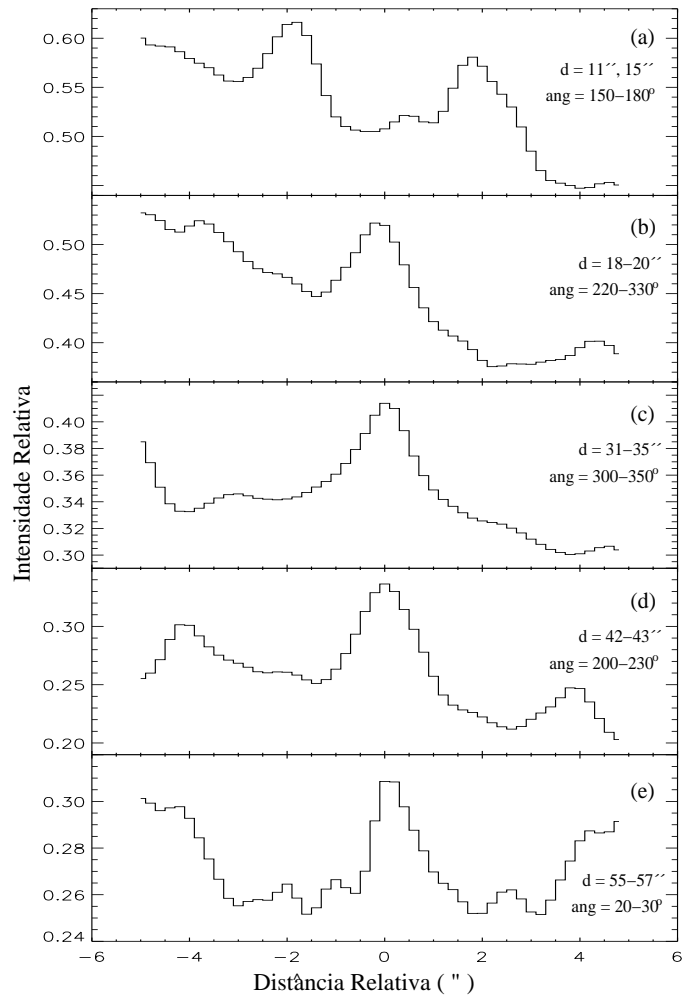


Figura 3.9: *Perfis de algumas conchas considerando sua natureza não-concêntrica (ver texto para detalhes). Há duas conchas no painel (a) e uma nos outros paineis. Os parâmetros dados seguem as definições da figura 3.8. As distâncias das conchas ao centro, d , são dadas em intervalos devido à natureza não-concêntrica das conchas.*

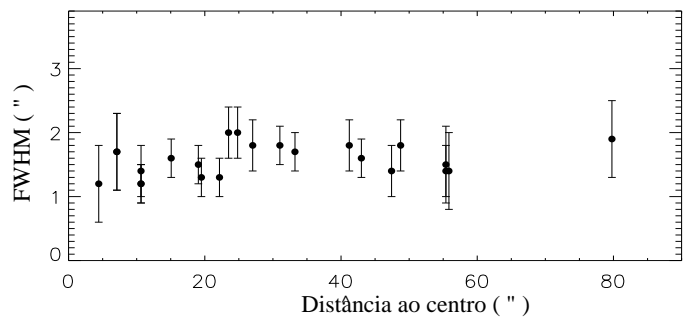


Figura 3.10: *Relação entre a espessura das conchas e suas distâncias ao centro.*

3.3 Visão global de IRC+10216

Para melhor compreendermos a possível conexão entre as conchas semi-esféricas e os grumos encontrados na região mais interna do ECS, descrevemos aqui a morfologia das camadas internas do ECS observadas com o instrumento FORS1 juntamente com os dados coletados com o NACO.

A figura 3.11 (painel esquerdo) mostra uma visão mais próxima da figura 3.5. MH99-00 detectaram três estruturas suspeitas de serem conchas nas camadas a cerca de $3,1''$ do centro. Não encontramos tais conchas nas observações do presente trabalho, possivelmente porque os dados coletados com o Telescópio Espacial Hubble (HST) têm uma melhor resolução espacial, apesar de possuir uma menor razão S/N. As estruturas mais próximas do centro que identificamos se localizam entre $\sim 3''$ e $16''$ do centro. O caroço da nebulosa apresenta uma forma claramente assimétrica. Há em torno do centro dois lóbulos dominantes bem mais brilhantes do que o resto do envoltório, traçando juntos uma direção de aproximadamente $22^\circ \pm 2^\circ$ com relação ao Norte. O lóbulo Sul é 40% mais brilhante do que o lóbulo Norte. Estas estruturas resultam provavelmente de fótons da estrela espalhados, em contraste com a luz galáctica refletida observada nas outras partes do ECS. Esta morfologia bipolar poderia indicar que o espalhamento é mais eficiente na direção polar. Este efeito poderia ser reproduzido de maneira aproximada a partir de um modelo simples de espalhamento da luz por grãos de poeira em um envoltório de poeira não-esférico, com as regiões polares alongadas em torno da estrela, estando o sistema inclinado com a parte Norte mais afastada do observador (ver e.g. Men'shchikov et al. 2001). Entretanto, sublinhamos que as características principais da forma da nebulosa bipolar difere ligeiramente daquela observada por MH00 com o HST, possivelmente devido à resolução espacial.

A figura 3.11 (painel direito) fornece uma representação do caroço em torno de IRC+10216 onde a imagem NACO na banda H está colocada sobre a imagem FORS1. As duas imagens foram posicionadas de forma arbitrária, fazendo-se seus picos de intensidade coincidirem. Sabemos que este posicionamento pode ser grosseiro uma vez que as

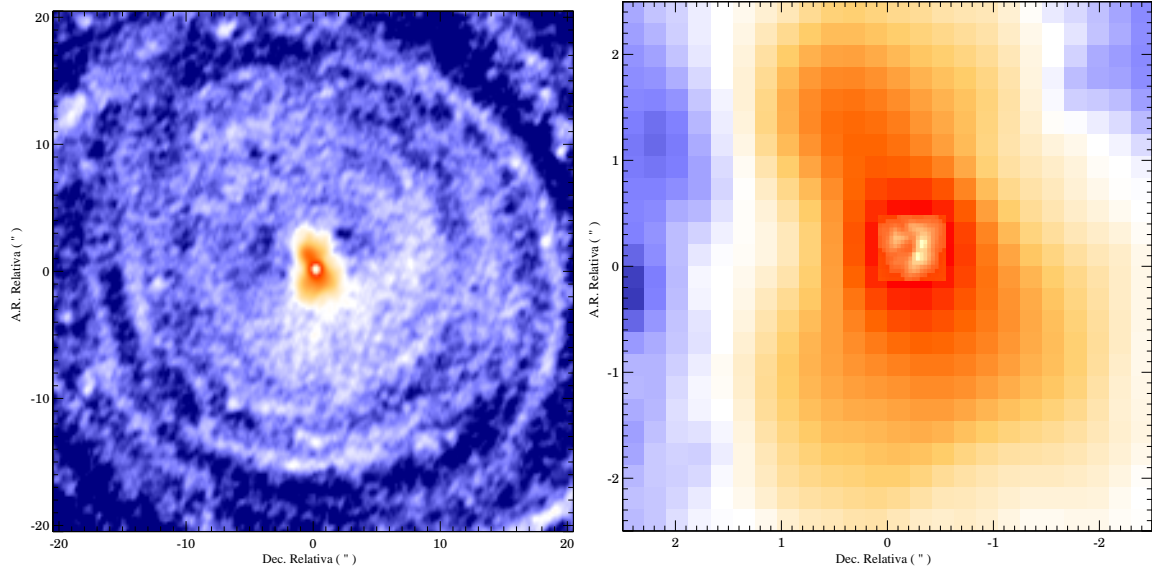


Figura 3.11: *Morfologia das regiões mais internas do ECS de IRC+10216. O painel à esquerda mostra as estruturas mais próximas em torno do centro detectadas na banda V com o instrumento FORS1. O painel direito mostra o caroço da mesma imagem na banda V, sobre a qual a imagem NACO na banda H está apresentada. Para esta representação, consideramos os picos de intensidade das imagens NACO e FORS1 encontrando-se na mesma posição.*

imagens no visível e no infravermelho se originam de processos físicos muito diferentes. Entretanto, esta composição de imagens representa, pela primeira vez, a região do caroço bipolar juntamente com os grumos internos numa mesma escala espacial e mostra claramente a dificuldade em encontrarmos uma conexão entre estas morfologias. Primeiro, não há uma evidência de grumos nas regiões mais externas do ECS, tal como verificado por Huggins & Mauron (2002) numa análise anterior da mesma imagem FORS1. Segundo, também não encontramos estruturas semelhantes a conchas nas imagens NACO. Sublinhamos que, apesar da região composta pelos grumos A a D parecer ligeiramente com um anel, seu centro (a depressão) não é compatível com a posição da estrela estimada por Murakawa et al. (2005). Finalmente, a estrutura bipolar detectada na banda V também não pode ser identificada claramente no infravermelho próximo.

3.4 Discussões

Descrevemos aqui imagens de alta qualidade do ECS de IRC+10216, a partir de suas regiões mais internas até as camadas mais externas. Na escala de segundos de arco das imagens JHKL, grumos identificados por outros autores foram detectados cerca de 4 anos depois. Também apresentamos um mapa dos grumos mais brilhantes localizados próximos ao centro. A morfologia destes grumos varia bastante em função do comprimento de onda e propomos que as estruturas mais próximas do centro têm aproximadamente a mesma temperatura. Além disso, uma análise de seus movimentos relativos mostrou que não podemos confirmar a lei de aceleração uniforme proposto anteriormente por outros autores, uma vez que somente duas estruturas brilhantes parecem estar aceleradas (com uma taxa menor do que a previamente estimada), enquanto que outros grumos estariam a velocidades constantes ou mesmo sem deslocamento relativo. Em escalas muito maiores (até alguns minutos de arco), apresentamos um novo mapa das conchas não esféricas e incompletas que caracterizam o ECS de IRC+10216. Devido à alta resolução espacial de nossa imagem, a maioria das conchas mais espessas aparentam serem compostas na verdade por conchas mais finas. Suas espessuras parecem distribuir-se uniformemente entre cerca de $1''$ e $2''$, independente da distância ao centro. Finalmente, combinamos as imagens NACO e FORS1 para permitir uma visão mais global deste ECS e comparar em escala os grumos muito próximos do centro com a nebulosa bipolar e as conchas mais externas.

Este estudo confirmou a natureza bastante complexa do ECS de IRC+10216, que apresenta fortes assimetrias já na fase AGB. Nem a morfologia em diferentes escalas espaciais, nem os movimentos detectados muito próximo ao centro podem ser satisfatoriamente explicados pelos atuais modelos que consideram o mecanismo de perda de massa em estrelas AGB e suas escalas de tempo típicas. Por exemplo, Steffen & Schönberner (2000) estudaram a formação de tais conchas discretas e mostraram que curtos episódios de forte perda de massa poderiam resultar numa concha fina e de alta densidade, movendo-se através do envoltório. Estes autores também propõem um mecanismo alternativo resultante de uma interação entre um vento estelar interno que atravessa um vento estelar externo mais lento. Entretanto, muito poucas conchas parecem ser produzidas por tais

mecanismos e suas distâncias mútuas não podem ser conectadas facilmente com a evolução estelar ou com a variabilidade estelar das AGB. Ao mesmo tempo, considerando um modelo mais consistente, Sandin & Höfner (2004 e referências) calculam distribuições de densidade para as conchas incompatíveis com aquelas observadas em torno de IRC+10216. Outro cenário para a formação de conchas em um vento estelar esfericamente simétrico foi explorado por Soker (2000, 2002). Ele propõe que estas conchas poderiam estar conectadas a manchas existentes na superfície estelar. Se as manchas forem mais concentradas próximo ao equador, a geometria produzida pela perda de massa poderia desviar-se da esfericidade e assim favorecer a formação de estruturas como conchas e grumos.

Além dos problemas acima, é interessante notar que as estruturas muito complexas encontradas no entorno de IRC+10216 podem afetar a composição química do envoltório. Por exemplo, os grumos detectados muito próximos ao caroço central podem favorecer, a partir de suas propriedades termodinâmicas, a formação do grafite observado em grãos de poeira pré-solares (Bernatowicz et al. 2005). Ainda mais, a presença de conchas de alta densidade nas regiões fotoquimicamente ativas poderiam modificar a distribuição molecular no envoltório bloqueando fótons ultravioletas externos (ver e.g. MH00; Brown & Millar 2003). Assim, conchas de alto contraste compostas de moléculas complexas poderiam formar-se mais facilmente, tal como confirmado com algumas observações na região do milímetro (ver por exemplo os mapas de HCO^+ , C_2H , C_4H e HC_5N de Guélin et al. 2000, e os mapas de CO de Fong et al. 2003).

Finalizando, futuras imagens em alta resolução espacial deste ECS são ainda indispensáveis para uma melhor compreensão sobre os movimentos desses grumos (em particular do grumo H, que se localiza na região considerada para a estrela central), sobre como eles se formam e desaparecem, sobre a posição da estrela central e sobre a possível evolução das conchas externas e sua morfologia tridimensional.

Capítulo 4

As regiões mais internas em torno de Mira A (o Ceti) no infravermelho próximo: resultados preliminares

Mira AB é o sistema binário simbiótico mais próximo da Terra e é o único sistema em interação que tem sido resolvido em comprimentos de onda do raio-X ao rádio (e.g. Karovska et al. 1991, 1997, 2005; Matthews & Karovska 2006; Karovska 2006). Desde a descoberta de Mira B em 1923 por A.H. Joy (Aitken 1923), somente em 1983 as duas componentes foram resolvidas com interferometria de espalhamento (Karovska et al. 1991; Karovska 2006). Desde então, o ambiente em torno deste sistema foi analisado em diferentes escalas, revelando diversos aspectos da interação entre as duas componentes. Imagens Chandra¹ em raio-X (Karovska et al. 2005), observações IRTF² no infravermelho médio (Marengo et al. 2001) e observações VLA³ em rádio (Matthews & Karovska 2006) detectaram as regiões mais externas de Mira AB, revelando um extenso envoltório com uma forte assimetria ao longo da direção entre as duas componentes. Tais observações deixam claro o papel de Mira B na morfologia deste sistema binário. Imagens HST em UV e no visível (Karovska et al. 1997) resolveram as estruturas mais internas em torno de Mira A, com uma resolução de 30–50 mas. Em particular, imagens a 348 nm mostraram uma estrutura em forma de gancho aproximadamente na direção

¹ *The Chandra X-ray Observatory Center*, <http://chandra.harvard.edu/>

² *NASA Infrared Telescope Facility*, <http://irtfweb.ifa.hawaii.edu/>

³ *NRAO Very Large Array*, <http://www.vla.nrao.edu/>

de Mira B⁴. Tal estrutura também estaria relacionada com a interação entre as duas componentes. A distribuição de energia espectral de Mira A na região de 0,1 a 0,5 μm mostrada por Karovska et al. (1997) tem um pico próximo de 0,4 μm , que provém da contribuição da estrela central. Sendo assim, as imagens em UV mostram principalmente a emissão estelar, podendo a poeira ser detectada através da luz estelar espalhada.

Apresentamos neste capítulo resultados preliminares com base em observações do protótipo Mira A (*o* Cet, que será referida simplesmente como Mira), coletadas com o instrumento VLT/NACO. Estas imagens têm escalas comparáveis às escalas observadas em UV com o HST por Karovska et al. (1997). A resolução destas imagens NACO, tal como a daquelas em UV, resolveram o entorno de Mira em regiões muito próximas à superfície estelar. Durante as observações NACO, Mira se encontrava em um máximo de sua pulsação, ao contrário de como se encontrava durante as observações HST (quando sua pulsação estava em um mínimo). No máximo, as temperaturas na superfície estelar e no envoltório são ligeiramente mais altas. Por sua vez, a poeira também é um pouco mais quente e sua emissão se desvia levemente para o azul. Sendo assim, a contribuição desta emissão, se detectável, teria uma intensidade próxima da maior possível nas imagens NACO que serão mostradas. Na seção 4.1, faremos uma apresentação e descrição destas imagens. Em seguida, na seção 4.2, abordaremos uma discussão física sobre a morfologia observada.

4.1 Testes realizados

Para investigarmos a presença de possíveis estruturas nas regiões mais internas deste envoltório, vamos considerar os métodos descritos na seção 2.2 que, em conjunto, auxiliam na interpretação destas imagens. Primeiramente, vamos analisar as imagens deconvoluídas, por terem sido obtidas por um método padrão. Em seguida, analisaremos as imagens subtraídas da PSF, obtidas pelos procedimentos descritos na seção 2.2.1.

⁴A componente Mira B é localizada a cerca de 580 mas, ou ~ 70 UA, de Mira A, com PA = 108° (Karovska et al. 1997).

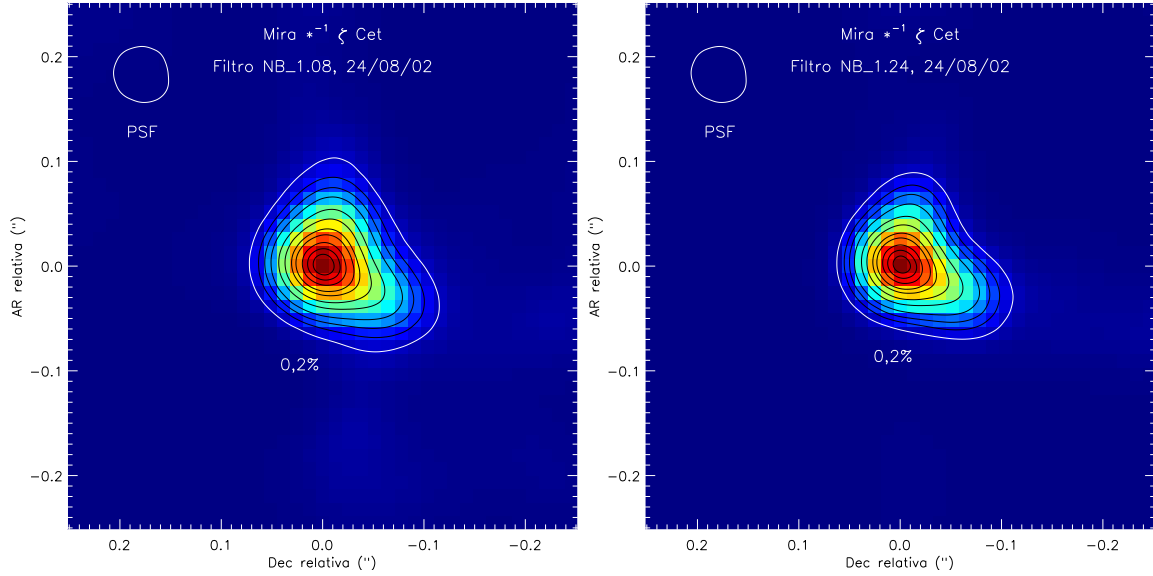


Figura 4.1: *Imagens deconvoluídas de Mira coletadas em 2002 com os filtros NB 1.08 (painel esquerdo) e NB 1.24 (painel direito), com uso do algoritmo de Richardson-Lucy (cf. Cap 2). O Norte é para cima e o Leste é para esquerda. Os contornos representam 90, 70, 50, 30, 20, 10, 5, 2, 1, 0,5 e 0,2% do pico de intensidade em cada imagem deconvoluída. O contorno de menor nível tem cor branca e seu valor é indicado na figura. Também de cor branca, o contorno da PSF com nível de 50% do pico de intensidade está mostrado na parte superior esquerda de cada imagem.*

Com base no que mostram as imagens deconvoluídas e subtraídas da PSF, analisaremos então perfis de intensidade calculados a partir de médias azimutais em torno de algumas direções específicas. Finalmente, analisaremos a deconvolução numérica obtida com o método de Monte Carlo, tal como descrito na seção 2.2.2.

Considerando o método usual para a detecção de possíveis estruturas em torno da estrela, a figura 4.1 mostra as imagens de Mira a 1,08 e 1,24 μm , onde foi aplicada uma deconvolução usando-se a PSF, tal como descrito na seção 2.1.1 e da mesma maneira como feito para IRC+10216 no capítulo 3 e para RY Sagittarii por de Laverny & Mékarnia (2004). Estas imagens apresentam claras assimetrias e suas formas são parecidas para os dois comprimentos de onda. A região mais prolongada se estende ao longo da direção sudoeste até cerca de 123 mas em torno do $\text{PA} = 243^\circ$ a 1,08 μm e até cerca de 115 mas em torno do $\text{PA} = 247^\circ$ a 1,24 μm . Na imagem HST a 348 nm apresentada por Karovska

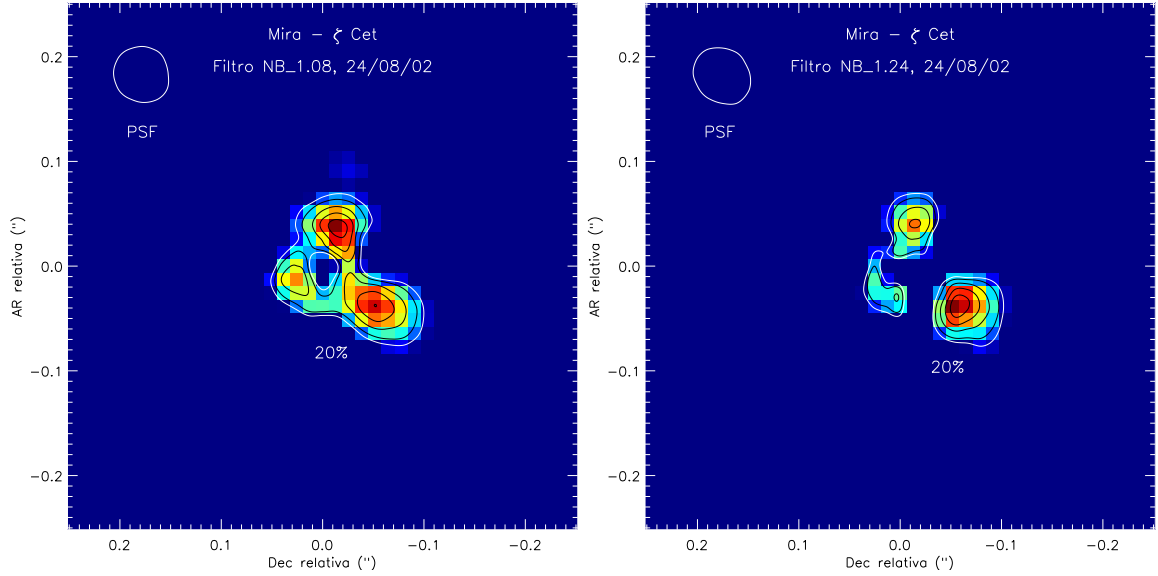


Figura 4.2: Subtrações da PSF (ver seção 2.2.1) aplicadas às imagens de Mira coletadas em 2002 com os filtros NB 1.08 (painel esquerdo) e NB 1.24 (painel direito). Cada imagem foi normalizada e, em seguida, foi aplicada a subtração: Mira – ζ Cet, com um ajuste de melhor correlação, dando o resíduo de menor χ^2 . O Norte é para cima e o Leste é para esquerda. Os contornos representam 90, 70, 50, 30, 20 e 10% do pico de intensidade em cada imagem subtraída. O contorno de menor nível tem cor branca e seu valor é indicado na figura. Também de cor branca, o contorno da PSF com nível de 50% do pico de intensidade está mostrado na parte superior esquerda de cada imagem.

et al. (1997), poderia haver, além da estrutura em forma de gancho (que se estende até ~ 40 mas), um prolongamento em torno da direção sudoeste, que estaria compatível com a assimetria observada no infravermelho próximo. Nas imagens da figura 4.1, há um outro prolongamento em torno da direção norte, que se estende até cerca de 103 mas em torno do PA = 353° a $1,08 \mu\text{m}$ e até cerca de 91 mas em torno do PA = 349° a $1,24 \mu\text{m}$. Este prolongamento parece compatível com a gaussiana assimétrica encontrada por Karovska et al. (1997) em um ajuste com imagens HST a 501 nm. Como o envoltório em torno de Mira é relativamente compacto a $1,08 \mu\text{m}$ e $1,24 \mu\text{m}$, estruturas ou assimetrias muito próximas à superfície são pouco evidentes nas imagens deconvoluídas.

A figura 4.2 mostra as imagens de Mira, a $1,08$ e $1,24 \mu\text{m}$, subtraídas de suas respectivas PSFs. Lembremos que este método foi aplicado da seguinte maneira (ver seção 2.2):

normalizamos a imagem ciência e a PSF, fazendo cada uma ter o máximo igual a um, encontramos a melhor correlação entre elas e, finalmente, calculamos a imagem ciência menos a PSF. O resultado representa, aproximadamente, a distribuição de intensidades em torno do centro, com a estrela central subtraída. Este método não fornece uma descrição morfológica confiável, mas permite identificarmos se há possíveis estruturas ou assimetrias em regiões mais internas, além de ter sido útil na estimativa do nível de ruído e na seleção das imagens. Quando a imagem ciência é resolvida, temos algumas regiões com valores positivos de intensidade acima de um certo nível de ruído, os quais referiremos como excessos em nível de intensidade da imagem ciência sobre a PSF. Na figura 4.2, os níveis dos contornos são relativos aos máximos das imagens subtraídas e não aos valores dos excessos em nível de intensidade. Os picos destas imagens correspondem a cerca de 17% de excesso a $1,08 \mu\text{m}$ e 7% a $1,24 \mu\text{m}$. Os contornos com o nível de 20% correspondem a cerca de 2% de excesso e suas formas e extensões representam aproximadamente aquelas dos contornos de menor nível das imagens deconvoluídas. O centro da imagem é escuro porque, ao termos subtraído a PSF, é aproximadamente como se tivéssemos subtraído a estrela. Vale salientar que, entretanto, a região escura não representa necessariamente a posição da estrela, e sim a região que produz o menor resíduo. Nestas imagens, tanto a $1,08 \mu\text{m}$ como a $1,24 \mu\text{m}$, as duas estruturas identificadas na imagem deconvoluída aparecem claramente e, adicionalmente, poderia haver uma 3ª estrutura ligeiramente prolongada em torno da direção sudeste. Esta possível estrutura poderia representar uma concentração de material aquecido em regiões muito próximas à superfície ou mesmo uma parte mais intensa ou mais prolongada da própria superfície da estrela. Vamos denominar A, B e C as 3 possíveis estruturas detectadas com este método, na ordem crescente de seus PAs. A possível estrutura A, que não é evidente nas imagens deconvoluídas, se encontraria em torno da direção sudeste e teria aproximadamente 11% de excesso a $1,08 \mu\text{m}$ e aproximadamente 2% a $1,24 \mu\text{m}$. A estrutura B, a região mais prolongada, está em torno da direção sudoeste e tem cerca de 15% de excesso a $1,08 \mu\text{m}$ e cerca de 7% a $1,24 \mu\text{m}$. A estrutura C, a 2ª região mais prolongada, está localizada próxima ao Norte e tem aproximadamente 17% de excesso a $1,08 \mu\text{m}$ e em torno de 5% a $1,24 \mu\text{m}$.

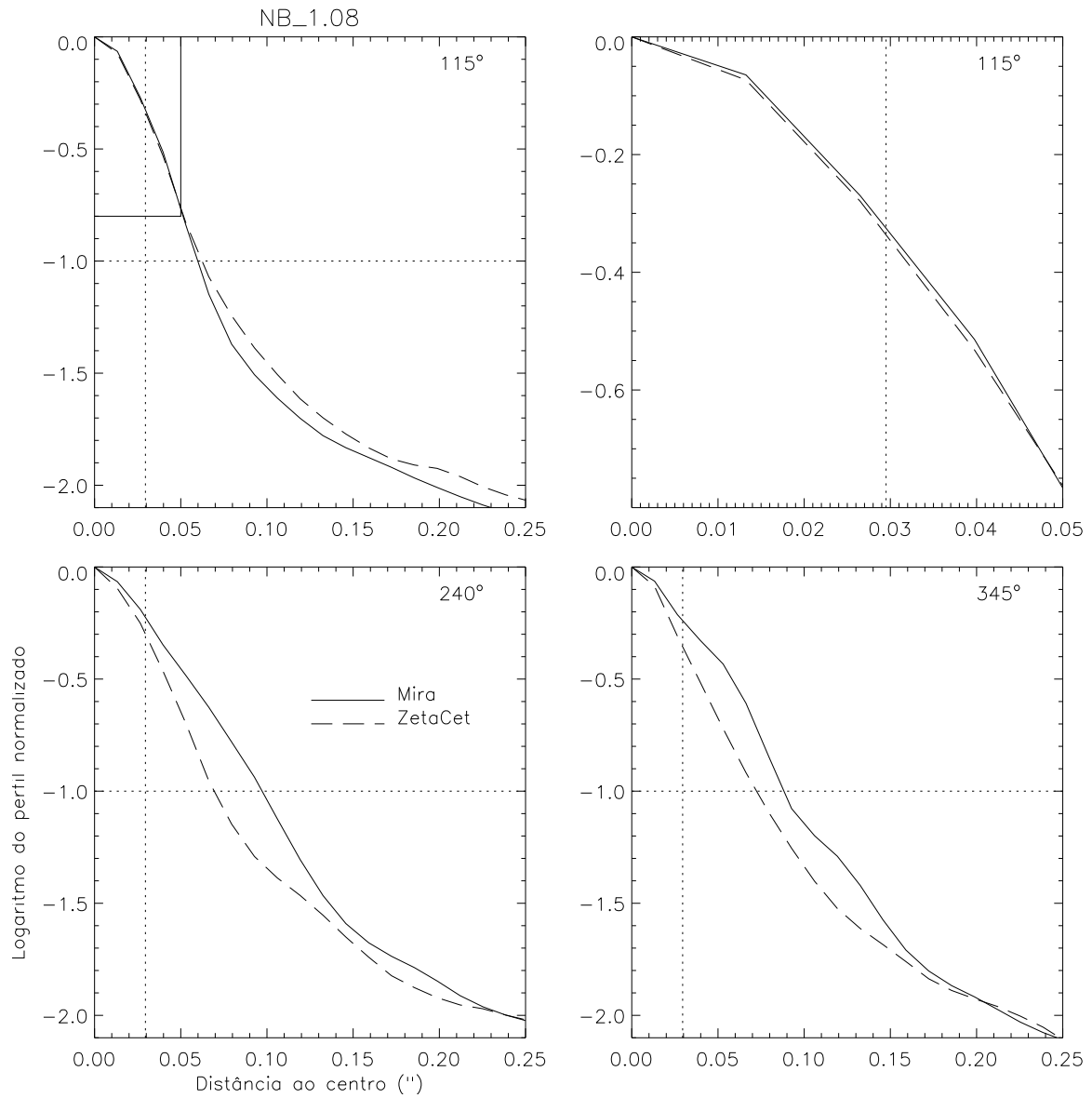


Figura 4.3: *Perfis de intensidade (ver seção 2.2) em torno de $\pm 10^\circ$ para as possíveis estruturas A ($PA \simeq 115^\circ$, painéis superiores), B ($PA \simeq 240^\circ$, painel inferior esquerdo) e C ($PA \simeq 345^\circ$, painel inferior direito), identificadas nas imagens coletadas com o filtro NB 1.08 de Mira (curvas sólidas) e da PSF (curvas tracejadas). O painel superior direito mostra a região que, no painel superior esquerdo, está indicada pelo retângulo de linhas sólidas. Em cada painel, a reta pontilhada horizontal representa o nível de ruído e a reta pontilhada vertical representa a resolução ótica da imagem (com base na FWHM média da PSF).*

A figura 4.3 mostra, para as imagens de Mira e da PSF coletadas com o filtro NB 1.08, os perfis de intensidade obtidos a partir de uma média azimutal em torno de $\pm 10^\circ$ na direção de cada uma das três possíveis estruturas identificadas. Na direção da estrutura A, a intensidade no entorno de Mira é ligeiramente maior do que na região correspondente da PSF. Poderia haver um pequeno excesso de intensidade nesta direção do envoltório se prolongando até cerca de 50 mas (ver painel superior direito), com níveis $\sim 1\text{--}2\%$ acima dos níveis da PSF. Na direção da estrutura B, há um claro excesso de intensidade que se prolonga consideravelmente além da resolução ótica (ilustrada pela linha pontilhada vertical) até cerca de 100 mas, considerando-se os níveis acima do ruído (ilustrado pela linha pontilhada horizontal). Na direção da estrutura C, a região com intensidade acima do nível da PSF se prolonga até cerca de 90 mas acima do nível de ruído. Uma vez que as médias azimutais reduzem o nível do ruído, os perfis em torno das estruturas B e C estariam indicando que estas estruturas poderiam prolongar-se até regiões mais distantes do que aquelas dadas acima. Se considerarmos as regiões abaixo do nível estimado para o ruído, as estruturas B e C poderiam se prolongar até cerca de 200–250 mas.

A figura 4.4 mostra o mesmo da figura 4.3, sendo que para as imagens coletadas com o filtro NB 1.24. Neste caso, não há qualquer excesso de intensidade evidente na direção da estrutura A, como podemos ver nos painéis superiores. Já nas direções das estruturas B e C, as intensidades de Mira estão notavelmente acima das intensidades da PSF. Tal como a $1,08 \mu\text{m}$, a estrutura B, a $1,24 \mu\text{m}$, se prolonga até cerca de 100 mas nas regiões acima do nível de ruído. A estrutura C parece se prolongar até cerca de 80 mas, que é um pouco menos do que a $1,08 \mu\text{m}$, talvez porque a imagem a $1,24 \mu\text{m}$ tem uma qualidade ligeiramente menor. Nas regiões que se encontram abaixo do ruído, Não há indícios de que as estruturas B e C se prolonguem além da distância estimada nas regiões acima do ruído. Estas estruturas poderiam se prolongar até cerca de 100–150 mas, mas isto poderia ser um mero efeito da resolução ótica.

Os testes acima mostram, portanto, que não há excessos de intensidade evidentes em torno da direção da estrutura A. Um sutil prolongamento observado a $1,08 \mu\text{m}$ poderia estar relacionado com alguma influência causada por Mira B, uma vez que a estrutura A

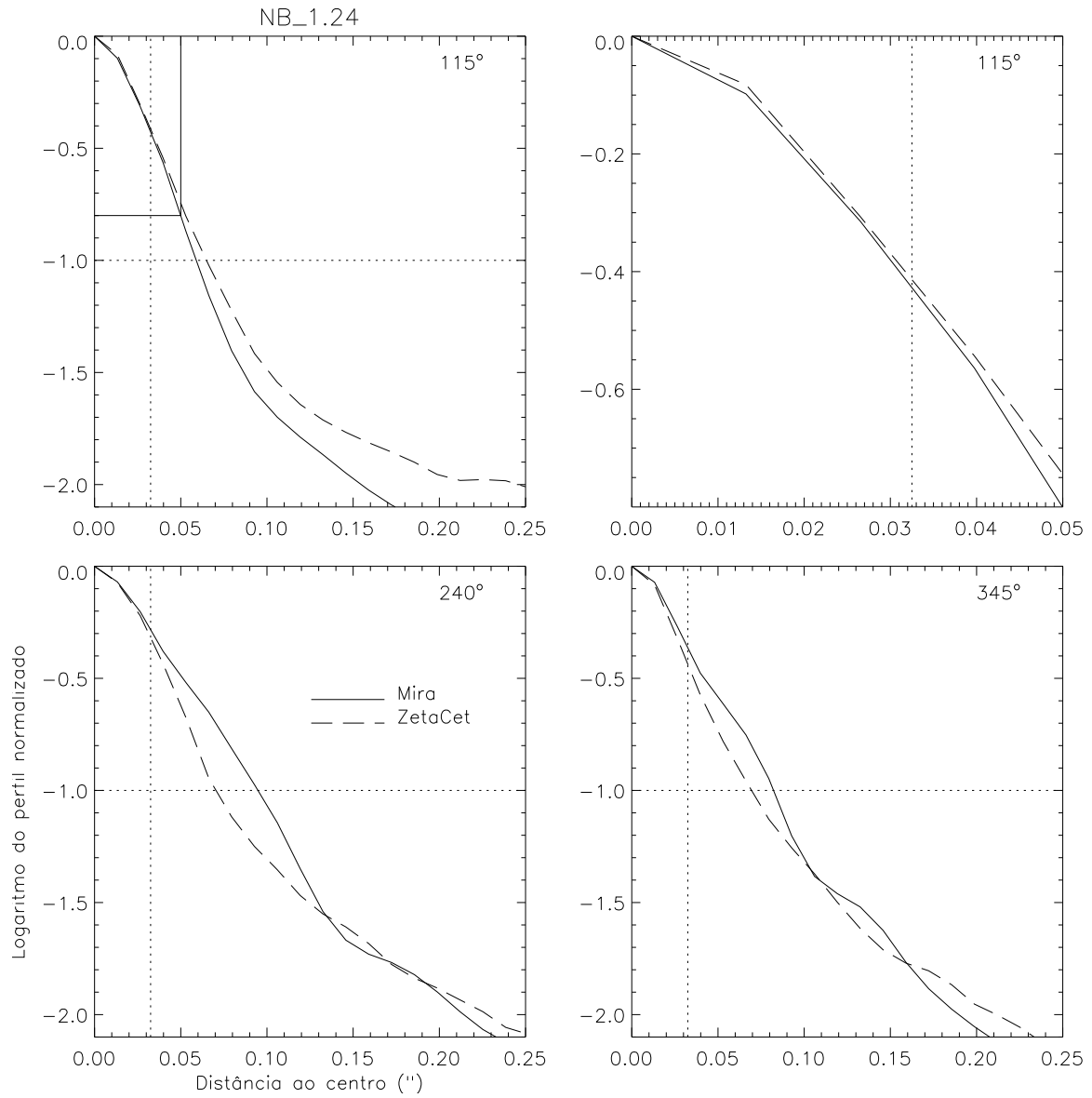


Figura 4.4: *Perfis de intensidade para as possíveis estruturas A, B e C, identificadas nas imagens coletadas com o filtro NB 1.24. Estes perfis foram obtidos e estão representados segundo as mesmas descrições da figura 4.3.*

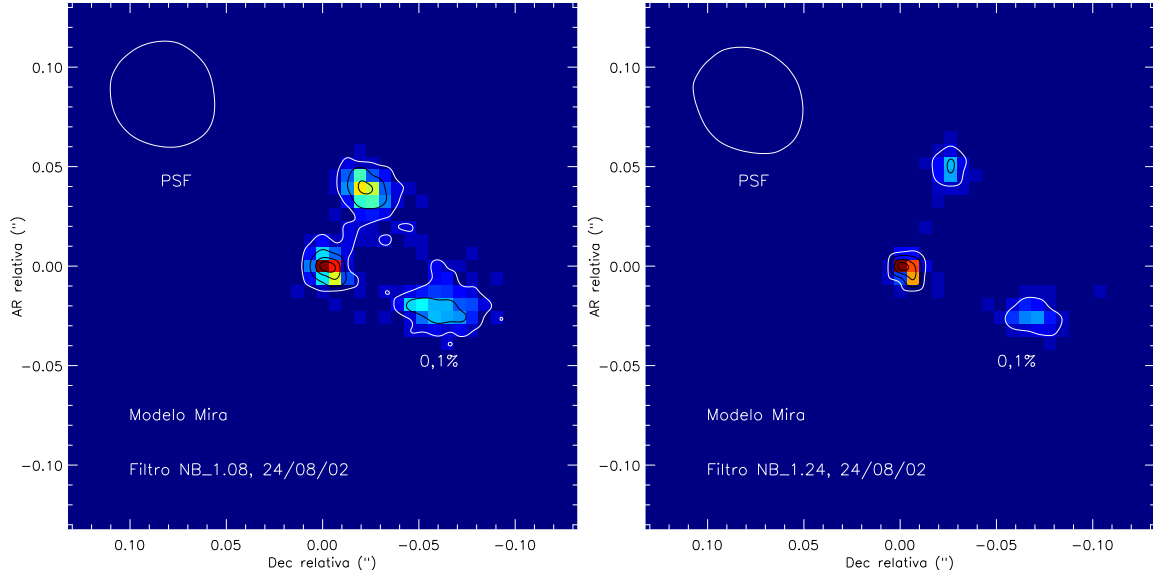


Figura 4.5: Modelos geométricos cuja convolução com a PSF se ajusta razoavelmente às imagens de Mira coletadas em 2002 com os filtros NB 1.08 (painel esquerdo) e NB 1.24 (painel direito). Estes modelos foram gerados automaticamente com uso do método de Monte Carlo, tal como descrito na seção 2.2.2. O procedimento foi realizado com a escala da imagem reduzida a 6,625 mas/pixel, tal como representada na figura. O Norte é para cima e o Leste é para esquerda. Os contornos representam 50, 10, 1 e 0,1% do pico de intensidade em cada imagem modelada. O contorno de menor nível tem cor branca e seu valor é indicado na figura. Também de cor branca, o contorno da PSF com nível de 50% do pico de intensidade está mostrado na parte superior esquerda de cada imagem.

foi identificada numa direção que coincide com aquela entre as duas componentes. A estrutura A seria, possivelmente, uma assimetria muito próxima à superfície de Mira A, prolongada na direção de Mira B. A natureza desta assimetria será discutida na seção 4.2. Nas direções das estruturas B e C, há evidentes excessos de intensidade que poderiam se prolongar além de 100 mas a partir de Mira A. Estas estruturas poderiam estar relacionadas com a poeira oriunda de eventos de ejeção, tal como discutiremos na seção 4.2.

Finalmente, analisamos a deconvolução numérica obtida com o método de Monte Carlo, tal como descrito na seção 2.2.2. A figura 4.5 mostra o modelo geométrico que melhor se ajusta à imagem de Mira a 1,08 μm . Segundo o modelo, as estruturas B e C parecem ter sido resolvidas nitidamente, aparentando ser concentrações de matéria (gru-

mos). Lembramos que testes realizados com imagens sintéticas mostraram que o método estocástico utilizado é capaz de diferenciar grumos de prolongamentos em distâncias como as das estruturas B e C.

Com base no modelo geométrico, a região de maior intensidade, localizada no centro, é supostamente a estrela. O modelo geométrico não apresenta uma assimetria clara ao longo da direção de Mira B, tal como aquela observada com o HST por Karovska et al. (1997), que estaria relacionada com uma interação entre Mira A e Mira B. A estrutura A, identificada nas imagens subtraídas da figura 4.2, poderia ser uma assimetria muito pequena e próxima à superfície da estrela, e portanto difícil de ser resolvida, ou seria um mero efeito de deformação causado pela subtração da PSF. As estruturas B e C apresentam no modelo geométrico formas aparentemente mais nítidas do que aquelas resolvidas por deconvolução. O modelo poderia estar sugerindo que estas estruturas sejam grumos.

A $1,08\mu\text{m}$ (figura 4.5, painel esquerdo), a estrutura B se localizaria, com base no modelo geométrico, a 55 ± 20 mas do centro, com $\text{PA} \simeq 250\pm 15^\circ$, e a estrutura C, a 45 ± 10 mas do centro, tendo $\text{PA} \simeq 330\pm 20^\circ$. A estrutura B teria uma intensidade relativamente fraca, enquanto que a estrutura C parece mais compacta e intensa. Isto seria compatível com o que se espera, considerando-se que a primeira estaria mais distante e a segunda, mais próxima da superfície estelar. A contribuição de cada estrutura para o fluxo total representado pelo modelo é de $70\% \pm 5$ para a estrela, $10\% \pm 2$ para a estrutura B e $20\% \pm 3$ para a estrutura C.

A $1,24\mu\text{m}$ (figura 4.5, painel direito), a estrela e as possíveis estruturas parecem mais compactas do que a $1,08\mu\text{m}$ e as possíveis estruturas parecem um pouco mais afastadas do centro. Segundo o modelo, a $1,24\mu\text{m}$, a estrutura B se localizaria a aproximadamente 75 ± 15 mas do centro, com $\text{PA} \simeq 250\pm 10^\circ$, e a estrutura C, a cerca de 55 ± 10 mas do centro, com $\text{PA} \simeq 330\pm 10^\circ$. O modelo sugere que as possíveis estruturas seriam significativamente mais fracas a $1,24\mu\text{m}$ do que a $1,08\mu\text{m}$. A contribuição da estrela para o fluxo total do modelo, a $1,24\mu\text{m}$, é de $95\%\pm 2$. As estruturas B e C contribuiriam com somente $3\%\pm 1$ e $2\%\pm 1$ do fluxo total.

4.2 Possíveis interpretações

As imagens apresentadas acima podem constituir as primeiras imagens resolvidas de Mira no infravermelho próximo. Tal como mencionado no capítulo 1, imagens de Mira A no visível, coletadas com o HST, apresentam uma clara assimetria, que se ajusta razoavelmente com uma distribuição de intensidade gaussiana e elíptica, cujo semieixo maior do contorno com o nível de 50% do pico de intensidade é de 56 mas, com $PA=175^\circ$ (Karovska et al. 1997). No UV, há um pequeno prolongamento em forma de gancho que coincide com a direção de Mira B.

No infravermelho próximo, a morfologia observada é certamente mais complexa do que uma gaussiana assimétrica. Com base nas análises acima, o ambiente observado parece conter, além da estrela, mais duas estruturas evidentes, denominadas B e C. Além destas estruturas, poderia ainda existir uma pequena assimetria muito próxima à superfície estelar, que seria oriunda da interação entre Mira A e Mira B. Esta tendência foi identificada principalmente nas imagens subtraídas da PSF e poderia ser uma mera deformação causada por este processo. O perfil de intensidade obtido a partir das imagens a $1,08\mu\text{m}$ parece indicar uma leve assimetria na direção desta possível estrutura, mas seus níveis de intensidade são somente um pouco mais altos do que os níveis da PSF na direção analisada. Portanto, não podemos confirmar se existe alguma assimetria na direção de Mira B nos comprimentos de onda observados com o NACO, tal como aquela detectada em UV por Karovska et al. (1997). Novos testes aplicados a estas imagens poderiam ajudar a esclarecer esta dúvida. Observações no infravermelho próximo coletadas com uma melhor resolução ótica poderiam responder definitivamente se existe ou não, nestes comprimentos de onda, uma assimetria numa região muito próxima à superfície de Mira A prolongada na direção entre as duas componentes.

As estruturas B e C foram identificadas claramente em todas as imagens mostradas acima e também nos perfis de intensidade. Em particular, as imagens deconvoluídas e

subtraídas da PSF, assim como os perfis de intensidade, não nos permitiram identificar se estas estruturas seriam prolongamentos ou grumos. O modelo gerado pelo método de Monte Carlo é o único que poderia ter resolvido nitidamente estas estruturas. Com base nas imagens modeladas (figura 4.5), as estruturas B e C seriam possivelmente grumos, que, considerando o comprimento de onda, estariam sendo detectadas principalmente através da radiação estelar espalhada, mas também poderiam estar apresentando alguma emissão. Estas estruturas teriam possivelmente se formado devido aos processos de ejeção de matéria ocorridos na estrela.

Com base no modelo geométrico, de $1,08 \mu\text{m}$ a $1,24 \mu\text{m}$, as contribuições das estruturas B e C para o fluxo total do campo analisado parecem diminuir significativamente. Isto sugere que as estruturas estariam pouco aquecidas e teriam sido detectadas principalmente através da radiação estelar espalhada. Ao mesmo tempo, as estruturas B e C parecem migrar de regiões mais interiores para as mais exteriores do ECS, de $1,08 \mu\text{m}$ a $1,24 \mu\text{m}$. Esta migração poderia estar associada às regiões mais aquecidas do envoltório. O modelo também poderia estar sugerindo que o diâmetro da estrela seria menor do que ~ 30 mas (pois esta foi sua FWHM obtida com o modelo) e que a estrela seria mais compacta a $1,24 \mu\text{m}$ do que a $1,08 \mu\text{m}$. Isto estaria compatível com os diâmetros no infravermelho próximo estimados por Woodruff et al. (2007), a partir de dados interferométricos coletados com o telescópio de 10m Keck I⁵.

As imagens mostradas na seção 4.1 parecem fornecer, pela primeira vez, informações detalhadas sobre a morfologia no infravermelho próximo do entorno de Mira. Também seria a primeira vez que possíveis grumos teriam sido detectados próximos à estrela, com base no modelo geométrico estimado pelo método descrito na seção 2.2.2. Tal morfologia representa um vínculo de extrema importância para estudos futuros e pode ajudar a esclarecer diversas dúvidas sobre o protótipo da classe Mira. Observações futuras de Mira no infravermelho próximo são definitivamente necessárias para investigarmos mais detalhes sobre as estruturas detectadas, tal como suas temperaturas, densidades e sua evolução temporal. Lembramos que Mira A é uma AGB de tipo M e, sendo assim, obtivemos aqui

⁵ *W. M. Keck Observatory*, <https://www.keckobservatory.org/>

informações sobre a morfologia de uma AGB rica em Oxigênio e em um estágio relativamente inicial desta fase evolutiva. Realizaremos no capítulo 6 uma discussão geral sobre as diferenças entre esta AGB relativamente jovem e IRC+10216, uma AGB extremamente rica em Carbono, que, como AGB, está bem mais evoluída.

Capítulo 5

A morfologia mais interna do entorno de RY Sagitarii

Apesar dos avanços obtidos por de Laverny & Mékarnia (2004, LM04 daqui por diante), muitos aspectos sobre as nuvens de poeira ejetadas por RY Sgr permanecem desconhecidos. Em particular, a distância exata ao centro a partir da qual essas nuvens são formadas não está estabelecida. A nuvem mais brilhante detectada por LM04 se encontra a vários milhares de raios estelares do centro, mas ela foi certamente formada a uma distância muito menor. Isto não ajuda a esclarecer qual dos dois cenários comumente propostos sobre a distância de formação dessas nuvens é o correto: se a poeira condensa a distâncias muito próximas à superfície estelar ($2 R_*$ ou menos) sobre grandes células convectivas ou se as nuvens se formam em regiões mais distantes ($\sim 20 R_*$), onde a temperatura mais baixa favorece a condensação da poeira (ver Clayton 1996; Feast 1997).

Também nada se sabe sobre as propriedades físicas e químicas destas nuvens, algo que ajudaria a explicar como ocorrem os processos de aglutinação em ambientes tão quentes. A temperatura das camadas onde estas nuvens se formam é, certamente, muito alta para uma explicação baseada nas teorias clássicas sobre formação de poeira. Variações no equilíbrio químico e termodinâmico teriam que ser então consideradas.

As recentes observações MIDI de RY Sgr coletadas em 2005 e 2007 serão analisadas neste capítulo. Na seção 5.1, apresentaremos o trabalho onde foi detectada a nuvem de poeira com a menor distância, até o momento, à estrela central. Adicionalmente, serão

apresentados novos resultados, incluindo uma análise das variações temporais a esta escala com base em novas observações coletadas em 2007.

5.1 Uma fotografia das regiões mais internas (<110 UA)

Com base nas observações coletadas com o instrumento MIDI em 2005, apresentaremos nesta seção a detecção de uma nuvem de poeira nas regiões mais internas jamais observadas do ambiente em torno de RY Sgr, com cerca de 1/10 da menor distância encontrada por LM04. Na seção 5.1.1, realizaremos uma interpretação das curvas de visibilidade coletadas usando um modelo geométrico simples. Com a validação deste modelo geométrico, consideraremos na seção 5.1.2 geometrias mais complexas para o ECS de RY Sgr. Um teste complementar detalhado será realizado na seção 5.1.3, onde ajustaremos diferentes modelos geométricos simples às curvas de visibilidade observadas e compararemos com o modelo adotado. Finalmente, discutiremos nossos resultados na seção 5.1.4 dentro do que conhecemos sobre a variabilidade das estrelas de tipo R CrB.

5.1.1 Interpretação das curvas de visibilidade

A figura 5.1 mostra as curvas de visibilidade em função da frequência espacial e do ângulo de posição (PA). Sublinhamos que as formas destas curvas são determinadas tanto por uma mudança monotônica aparente nas características geométricas do objeto entre 7,5 e 13,5 μm quanto pelo decréscimo linear do poder de resolução do interferômetro em função do comprimento de onda. Contudo, numa análise de primeira ordem, podemos desconsiderar qualquer variação na morfologia do objeto em função do comprimento de onda. Com isso, tentamos ajustar as curvas com simples modelos geométricos monocromáticos. Esta abordagem nos fornece vínculos fundamentais para a determinação da morfologia global deste objeto na banda N. Variações morfológicas em função do comprimento de onda serão discutidas mais adiante.

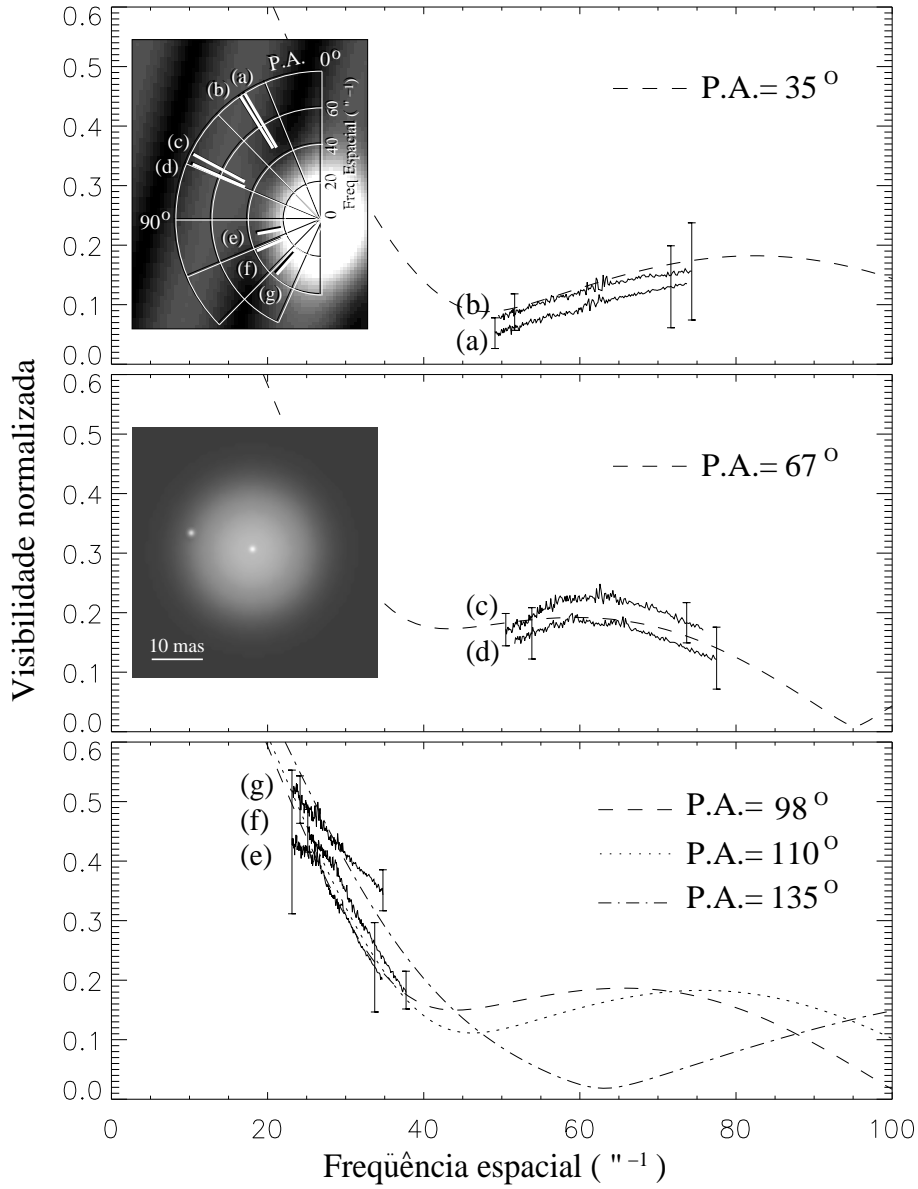


Figura 5.1: *Curvas de visibilidade observadas em função da frequência espacial e do ângulo de posição (PA). Um mapa representando os comprimentos e os PAs das linhas de base observadas se encontra no canto superior esquerdo, com as mesmas identificações usadas na tabela 2.3.2. O melhor ajuste teórico no plano u-v é ilustrado no fundo do mapa. Abaixo deste mapa, é ilustrada a imagem do modelo que melhor se ajustou às curvas de visibilidade observadas. Os diferentes PAs estão indicados em cada painel. Barras de erro médias estão mostradas em cada extremidade das curvas de visibilidade, representando sua variação média em função do comprimento de onda. As curvas não-sólidas mostradas em cada painel representam seções do ajuste teórico, com os PAs correspondentes aos dados observacionais, com os parâmetros descritos na seção 2.3, e também descartando qualquer variação morfológica em função do comprimento de onda.*

Identificamos duas assinaturas predominantes nas curvas de visibilidade. A baixas frequências espaciais e $PA > 90^\circ$ (linhas de base denominadas *e* a *g*), as curvas de visibilidade apresentam uma forma compatível com uma Gaussiana, enquanto que a frequências espaciais mais altas e $PA < 90^\circ$ (linhas de base denominadas *a* a *d*), estas curvas apresentam uma forma senoidal, típica assinatura produzida por duas componentes. Estas assinaturas interferométricas podem ser interpretadas facilmente com um modelo geométrico consistindo de uma estrela central e uma nuvem de poeira (contribuição senoidal no espaço de Fourier) mergulhadas dentro de um extenso envoltório circunstelar (contribuição Gaussiana).

Calculamos então curvas de visibilidade teóricas para este modelo geométrico e ajustamos seus parâmetros até obter o melhor ajuste com as curvas observadas. Sublinhamos que os erros na forma das curvas de visibilidade são usualmente baixos comparados com os erros em seus níveis médios. Por esta razão, atribuímos um peso maior às formas das curvas do que aos seus níveis ao procurarmos o melhor ajuste.

A nuvem se encontra a uma separação de 16 ± 1 mas da estrela central, com um PA de $75^\circ \pm 10^\circ$ (modulo 180° , devido à simetria central do plano *u-v*). A FWHM do ECS Gaussiano é de 18 ± 3 mas. A estrela central contribui com $10\% \pm 2\%$ do fluxo total na banda N do sistema como um todo. A contribuição da nuvem é próxima à da estrela, cerca de $8\% \pm 2\%$. A figura 5.1 mostra o melhor ajuste para as curvas de visibilidade (sem considerarmos qualquer variação morfológica em função do comprimento de onda, em particular os fluxos relativos entre as três componentes), encontrado com os parâmetros dados acima.

Numa análise mais detalhada, consideramos possíveis variações espectrais para os parâmetros do modelo. A figura 5.2 mostra as curvas de visibilidade teóricas em função do comprimento de onda para cada linha de base observada. Partimos da hipótese de que o PA da nuvem e sua distância ao centro são constantes em toda a banda N, considerando os parâmetros estimados acima. Os parâmetros que deixamos livres para buscarmos o

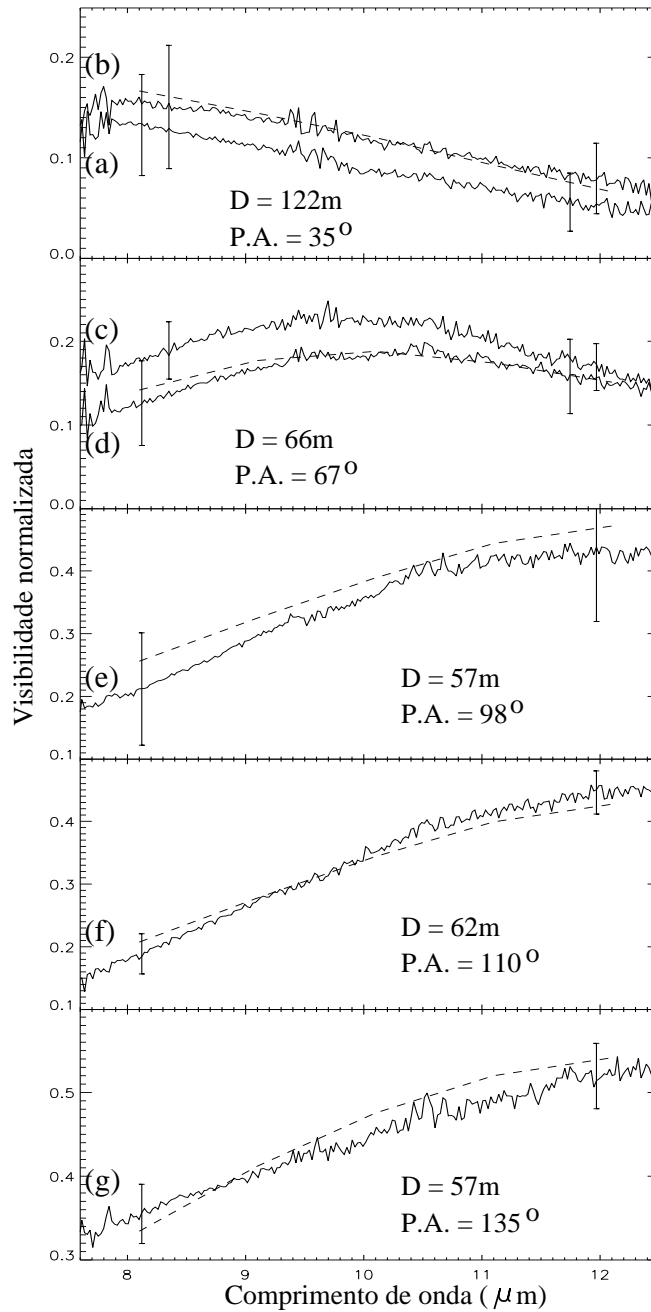


Figura 5.2: Curvas de visibilidade em função do comprimento de onda para diferentes linhas de base. Seus respectivos comprimentos (D) e ângulos de posição (PA) estão indicados em cada painel. As barras de erro médias das curvas estão mostradas nas extremidades de cada curva representando suas variações médias em função do comprimento de onda. O melhor ajuste teórico (considerando possíveis variações morfológicas ao longo de diferentes comprimentos de onda) com os parâmetros descritos na seção 5.1.1 estão representados pelas linhas tracejadas.

melhor ajuste entre as curvas de visibilidade teóricas e observadas foram a FWHM do envoltório e os fluxos relativos da estrela, da nuvem e do envoltório, definindo como valores iniciais aqueles estimados em nossa análise de 1ª ordem. Ajustes bastante satisfatórios foram encontrados com os valores dos parâmetros próximos àqueles obtidos na análise global, assim confirmando a primeira solução. Além disso, a FWHM do envoltório parece aumentar ligeiramente de 17 a 19 mas (com uma incerteza de ± 3 mas) com o aumento do comprimento de onda, enquanto que nenhuma variação significativa foi encontrada entre os fluxos da estrela e da nuvem. Na verdade, apesar de que menores erros nas curvas de visibilidade poderiam ajudar, há uma degenerescência ao estimarmos qualquer variação espectral do fluxo de cada componente com o simples modelo geométrico considerado acima. Por exemplo, vemos na figura 5.1 que as formas das curvas de visibilidade *c d* são ligeiramente mais oblíquas do que seus ajustes teóricos. Elas podem ser melhor ajustadas tanto diminuindo suavemente o fluxo estelar com o aumento do comprimento de onda quanto aumentando suavemente as contribuições da nuvem ou do envoltório com o aumento do comprimento de onda. Uma cobertura mais completa do plano *u-v* observado é necessária para resolvermos esta degenerescência.

5.1.2 Validação do modelo proposto

Uma vez que as 5 linhas de base coletadas cobrem quase todo o plano *u-v*, podemos anunciar seguramente que detectamos a concentração de matéria (grumo) mais brilhante no envoltório em torno de RY Sgr. Entretanto, a geometria deste ECS poderia ser mais complexa do que aquela descrita acima. Podemos assim discutir os efeitos que alguns desvios do modelo proposto acima causariam nas curvas de visibilidade.

Primeiro, o fato de as curvas de visibilidade serem bastante lisas nos leva a descartar a hipótese de um ambiente de poeira repleto de outros grumos mais ou menos brilhantes. De fato, quaisquer outras heterogeneidades no ECS poderiam contribuir usualmente com pequenas perturbações nas curvas de visibilidade, alterando ligeiramente suas formas e níveis. Para testar esta hipótese, analisamos os efeitos causados pela presença de outros grumos em nosso melhor modelo. Estimamos assim em que condições poderíamos detectar

com devida confiabilidade outros grumos nos dados observados. Considerando os valores estimados na seção 5.1.1 para o fluxo estelar e para o tamanho e o fluxo do envoltório de poeira, verificamos que nenhuma das seguintes heterogeneidades seria detectada além da nuvem que identificamos:

- i.** qualquer nuvem mais próxima do que tipicamente 3–4 mas da estrela devido ao limite das linhas de base (~ 130 m);
- ii.** qualquer nuvem mais próxima do que tipicamente 3–4 mas em torno do grumo principal com o mesmo PA; ou
- iii.** qualquer grumo mais fraco do que $\sim 1\text{--}2\%$ do fluxo total e localizado a uma distância típica de 5–60 mas à estrela central (dependendo de seu PA).

Também sublinhamos que as camadas circunstelares localizadas além de 60 mas são muito distantes para serem exploradas eficientemente com o instrumento MIDI.

Como uma outra verificação, também vemos na figura 5.1 que as curvas de visibilidade e e f , localizadas a menores frequências espaciais, são bastante lisas e quase retas, enquanto que a contribuição senoidal é notável somente a maiores frequências espaciais. Assim, qualquer nuvem localizada em separações maiores do que aquela da nuvem detectada produziria nas curvas e e f uma modulação senoidal que não é observada. Esta outra nuvem também não reproduziria a forma relativamente suave das curvas de visibilidade a e b . Portanto, temos grande confiabilidade de que o modelo com a contribuição da única nuvem descrita na seção 5.1.1 é válido, vendo-se também que este ajusta simultaneamente as 5 curvas de visibilidade observadas. Qualquer contribuição proveniente de qualquer outra estrutura deve ser muito mais fraca do que aquela produzida pela nuvem detectada.

A curva de visibilidade observada que mais se desvia do modelo é a curva g , coletada em Maio de 2005. Verificamos se tal desvio se explicaria com o deslocamento da nuvem. Considerando uma velocidade de escape típica de 275 km s^{-1} (Clayton et al. 2003) para RY Sgr e uma distância de aproximadamente 1,9 kpc (LM04), estimamos que esta

nuvem poderia ter-se deslocado radialmente cerca de 2–3 mas em um mês. Apesar deste deslocamento ajustar um pouco melhor a curva teórica com a curva observada, um desvio significativo ainda permanece. Uma outra opção seria adicionar ao modelo geométrico uma segunda nuvem com cerca de 5% do fluxo total, a uma separação de aproximadamente 30 mas da estrela central e um PA de aproximadamente 135° . Esta suposta nuvem teria que estar com menos de 2% do fluxo total um mês depois para se ajustar com as outras curvas de visibilidade. Isto poderia indicar uma forte diluição da nuvem, mas a falta de dados a altas frequências espaciais para $PA > 90^\circ$ impede uma verificação segura desta possibilidade.

Finalmente, sublinhamos que a inclusão de quaisquer estruturas adicionais ao modelo geométrico certamente ajudaria a ajustar melhor as formas das curvas de visibilidade, mas sem fornecer maiores informações precisas. De fato, quanto mais aumentarmos a complexidade do modelo geométrico, maior a degenerescência no ajuste dos parâmetros. Em todo caso, quaisquer outras estruturas que poderiam estar presentes no ECS de RY Sgr seriam provavelmente fracas ou muito próximas à estrela, contribuindo somente como pequenas perturbações nas curvas de visibilidade.

5.1.3 Verificação complementar: testando outros modelos geométricos simples com os dados observacionais

Mais uma questão que poderia ser levantada é se não haveria um outro modelo geométrico simples que se ajustaria às curvas observadas. Além de supormos que a morfologia em torno de RY Sgr seja aproximadamente uma nuvem embebida em um envoltório gaussiano em torno da estrela, poderíamos também supor que a contribuição senoidal das curvas de visibilidade nas frequências mais altas fosse oriunda de um disco uniforme. Realizaremos abaixo uma comparação entre os ajustes obtidos com cada modelo. Citamos abaixo os três modelos que testamos:

- **Modelo Zero.** O modelo geométrico proposto na seção 5.1.1.

- **Modelo 1.** Suponhamos que houvesse somente um disco uniforme em torno da estrela, sem qualquer grumo. Este modelo também produz uma forma senoidal a altas frequências espaciais e é interessante ser comparado com o Modelo Zero.
- **Modelo 2.** Outra possibilidade seria um disco uniforme assimétrico em torno da estrela. Este modelo poderia ajustar-se com as curvas observadas, nas altas frequências, melhor do que o Modelo 1, pois a assimetria aumenta o grau de liberdade do ajuste.

Considerando estas possibilidades, elaboramos um método para verificar qual entre estes modelos melhor se ajusta aos dados observados. Primeiramente, construímos um mapa (referido daqui por diante como *mapa* χ^2) que fornece uma visualização global de possíveis soluções, para um determinado modelo, onde um ou dois parâmetros de interesse são considerados. Por exemplo, para o Modelo Zero, podemos visualizar em quais posições do entorno há maior probabilidade de haver uma nuvem. Para o modelo 1, uma simples curva pode nos dizer qual entre diversos diâmetros diferentes do disco uniforme é o que melhor se ajusta às curvas de visibilidade observadas. Para o modelo 2, os diferentes comprimentos e orientações do semi-eixo maior do disco uniforme assimétrico podem ser representados espacialmente, ilustrando na região do envoltório as possíveis soluções de interesse para este modelo.

Partimos da consideração feita na análise de 1ª ordem, isto é, ignoramos qualquer variação na morfologia do sistema em função do comprimento de onda. O melhor ajuste para cada modelo foi então testado, analisando-se as curvas de visibilidade em função da frequência espacial. Para que o nosso método forneça um resultado matemático relativamente simples, consideramos somente as barras de erro estimadas para o nível das curvas. Verificamos que a consideração dos erros nas formas aumenta a degenerescência das possíveis soluções e depende de uma análise mais complexa. No caso mais simples, obtemos uma visualização global das possíveis soluções. Aplicamos assim o teste χ^2 para cada combinação possível dos parâmetros que descrevem o modelo, com o seguinte critério: para cada modelo, o mínimo χ^2 foi calculado, fixando-se cada possível condição para os parâmetros de interesse e deixando-se os outros parâmetros livres, tal como explicaremos

abaixo. O valor de χ^2 para todas as linhas de base simultaneamente é:

$$\chi^2 = \frac{1}{MN} \sum_{i=1}^M \sum_{j=1}^N \left(\frac{(V_{ij})_{\text{obs}} - (V_{ij})_{\text{teo}}}{eV_{ij}} \right)^2,$$

onde M é o número de linhas de base, N é o número de pontos de cada curva de visibilidade, V_{ij} é o j -ésimo ponto da curva de visibilidade da i -ésima linha de base, “obs” significa observacional, “teo” significa teórico e eV_{ij} é o elemento ij dos erros estimados para a curva de visibilidade.

Para o Modelo Zero, o mínimo χ^2 foi calculado fixando-se várias vezes a distância e o PA da nuvem e deixando livres os fluxos da estrela e do envoltório, assim como a FWHM do envoltório. O mapa χ^2 para este modelo é mostrado na figura 5.3 (painel esquerdo), que ilustra globalmente os melhores ajustes para diferentes posições da nuvem. As regiões mais escuras são aquelas cujos mínimos χ^2 são menores, indicando maior probabilidade para a posição da nuvem. A posição da nuvem detectada em 2005 é indicada pela letra A. Verificamos que o mapa χ^2 calculado para a imagem sintética do Modelo Zero, solução A, reproduz mínimos parecidos com aqueles observados no mapa χ^2 observacional. Portanto, os outros mínimos são, em sua maioria, aliases da solução A e não indicam de forma evidente a presença de outras nuvens. A figura 5.3 (painel direito) também ilustra a melhor solução teórica no plano $u-v$.

Para o Modelo 1, o mínimo χ^2 foi calculado fixando-se o diâmetro do disco várias vezes dentro de um determinado domínio e, a cada vez, deixando livres os fluxos da estrela e do envoltório. O *mapa* χ^2 é, neste caso, o mínimo χ^2 em função do diâmetro do disco. A figura 5.4 mostra o *mapa* χ^2 (painel esquerdo) e o melhor ajuste (solução A) com as curvas de visibilidade (painel direito) para as observações 2005 de RY Sgr, considerando o Modelo 1. O mapa mostra que a melhor solução se encontra para diâmetros em torno de 20–40 mas, onde há o mínimo indicado pela letra A. Há um segundo pico para diâmetros em torno de 100 mas, que identificamos como um alias da solução A. Há ainda um pequeno mínimo um pouco à esquerda da solução A, que poderia estar relacionado com a contribuição de um segundo elemento na geometria do sistema. Supondo que o melhor modelo seja, na verdade, o Modelo Zero, este mínimo representaria um ajuste com a con-

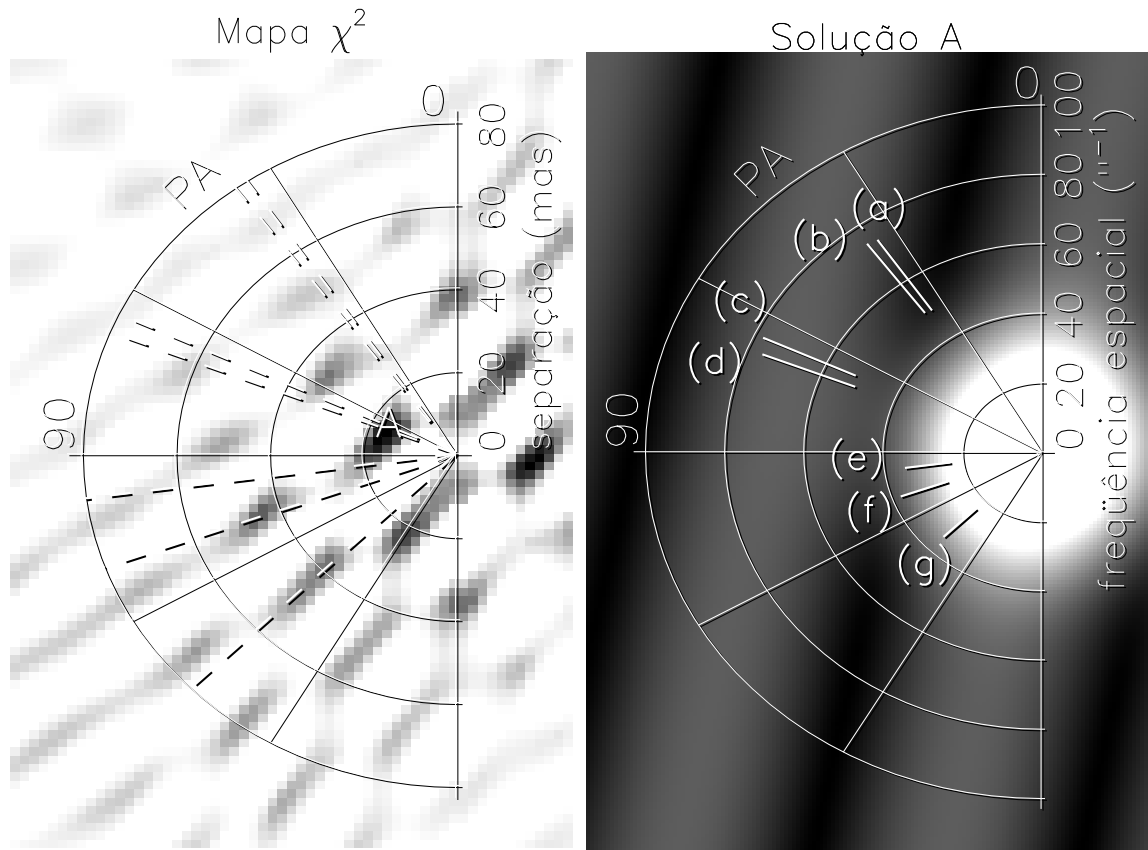


Figura 5.3: Soluções para o Modelo Zero (estrela central embebida em um envoltório gaussiano com um grumo próximo ao centro), aquele considerado na seção 5.1.1. Painel esquerdo: mapa χ^2 , onde as regiões mais escuras representam as possíveis posições para a nuvem. A posição da nuvem detectada em 2005 é indicada pela letra A. As direções das linhas de base observadas são representadas pelas retas tracejadas. Painel direito: ilustração no plano $u-v$ do melhor ajuste teórico (solução A), onde as linhas de base são representadas pelas retas sólidas ao longo de cada PA. Parâmetros solução A: separação da nuvem ao centro = 15 mas; PA = 79° ; FWHM do envoltório = 18 mas; fluxo relativo da estrela = 0,11; fluxo relativo da nuvem = 0,09; fluxo relativo do envoltório gaussiano = 0,80; $\chi^2 = 0,31$. Estes são valores pontuais para o mínimo indicado pela letra A, sem considerarmos os erros das medidas (por isto que diferem ligeiramente dos valores apresentados na seção 5.1).

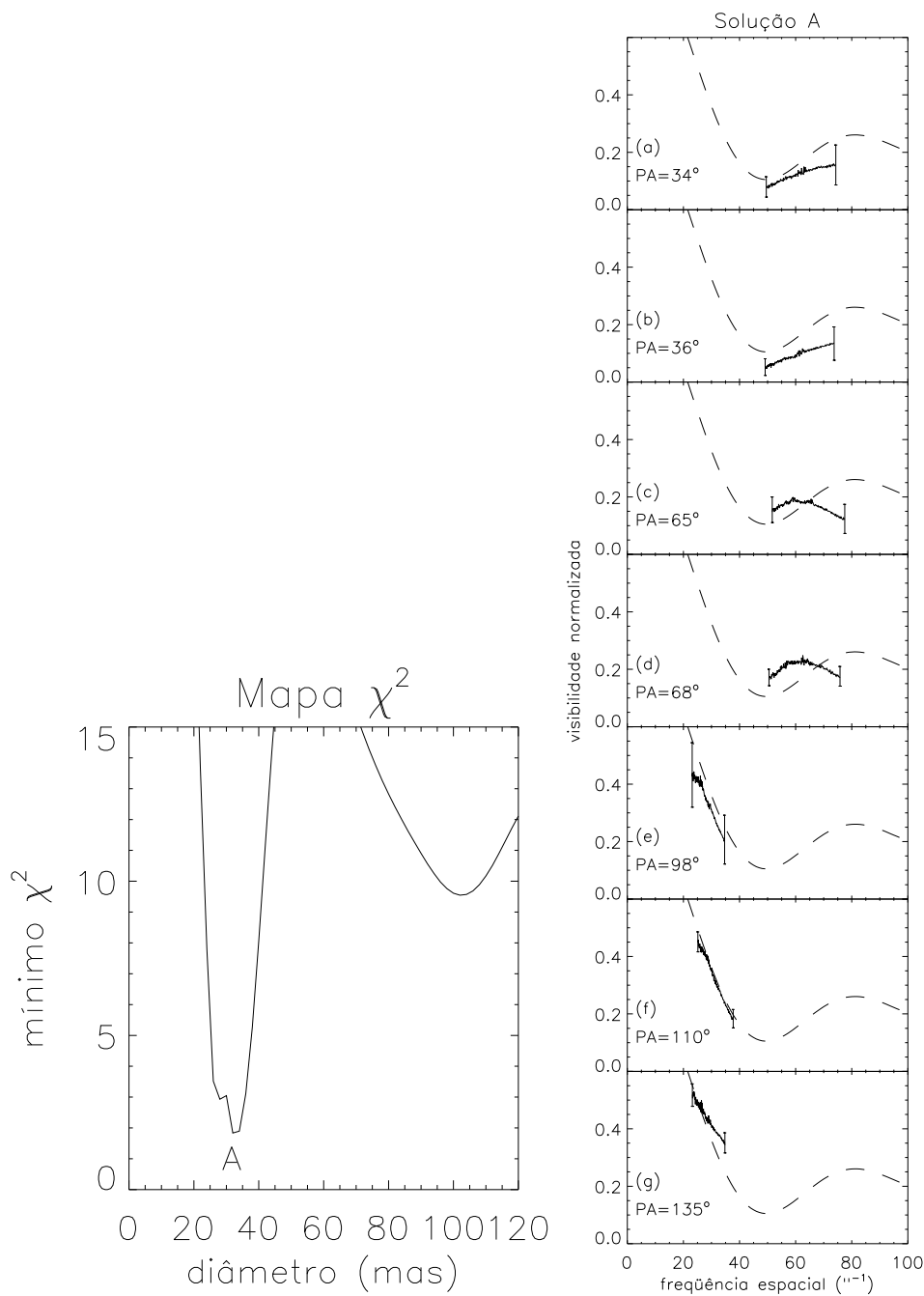


Figura 5.4: Soluções para o Modelo 1 (somente um disco uniforme em torno da estrela). Painel esquerdo: mapa χ^2 , onde o mínimo (região mais escura) identifica a solução mais provável, denominada A, para este caso. Painéis à direita: melhor ajuste com as curvas de visibilidade em função da frequência espacial para cada linha de base, considerando a solução A. As linhas sólidas representam os dados observacionais e as linhas tracejadas, os ajustes teóricos. Parâmetros encontrados com a solução A: diâmetro do disco = 33 mas; fluxo relativo da estrela = 0,21; fluxo relativo do disco = 0,79; mínimo $\chi^2 = 1,7$.

tribuição do envoltório gaussiano. Uma comparação entre o mínimo χ^2 encontrado com cada modelo permitirá verificarmos, com base em um único parâmetro, qual o modelo que melhor se ajusta às curvas observadas. Nos painéis à direita, vemos que o melhor ajuste, neste caso, é claramente pior do que aquele encontrado com o Modelo Zero. Em particular, a forma senoidal produzida pelo disco nas frequências mais altas não se ajustou adequadamente às curvas (a)–(d), tal como mostrado pelos quatro painéis superiores na parte direita da figura 5.4.

Para o Modelo 2, o mínimo χ^2 foi calculado fixando-se várias vezes o semieixo maior e o PA e deixando livres os fluxos da estrela e do envoltório, assim como a razão b/a (semieixo menor dividido pelo semieixo maior). O mapa χ^2 é, neste caso, o mínimo χ^2 em função do semieixo maior e de seu PA. Na figura 5.5 (painel esquerdo), o mapa χ^2 tem um mínimo em torno de 18 mas e $PA \simeq 79^\circ$. Esta posição é compatível com aquela estimada para a nuvem, considerando o Modelo Zero. Há uma região de mínimos formando um anel com diâmetro de aproximadamente 14–18 mas. Este anel estaria se ajustando à possível contribuição do envoltório gaussiano sugerido no Modelo Zero. O vale que se estende ao longo da direção das bases (a) e (b) se origina de uma coincidência de soluções que se ajustam às elevações das curvas de visibilidade (a) e (b), e não parece ter sentido físico. No painel direito, a solução A é ilustrada teoricamente no plano $u-v$, com as linhas de base (a)–(g) representadas pelas retas nas diferentes orientações.

Os ajustes teóricos com as curvas de visibilidade, para o Modelo 2, são mostrados na figura 5.6. Nos painéis à esquerda, é mostrado o ajuste de primeira ordem, onde quaisquer variações morfológicas em função do comprimento de onda foram ignoradas, tal como realizado para o Modelo Zero na seção 5.1.1. Com o Modelo 2, as curvas teóricas ajustam-se melhor do que para o Modelo 1, como era de se esperar, mas o ajuste é pior do que com o Modelo Zero. Contudo, vamos ainda supor que, se considerarmos possíveis variações cromáticas da morfologia em estudo, as curvas teóricas produzidas com o Modelo 2 poderiam apresentar um melhor ajuste com as curvas observadas. Consideramos mais uma vez que somente os fluxos da estrela e da nuvem e a extensão do disco variam significativamente em função do comprimento de onda. Consideramos assim que o PA

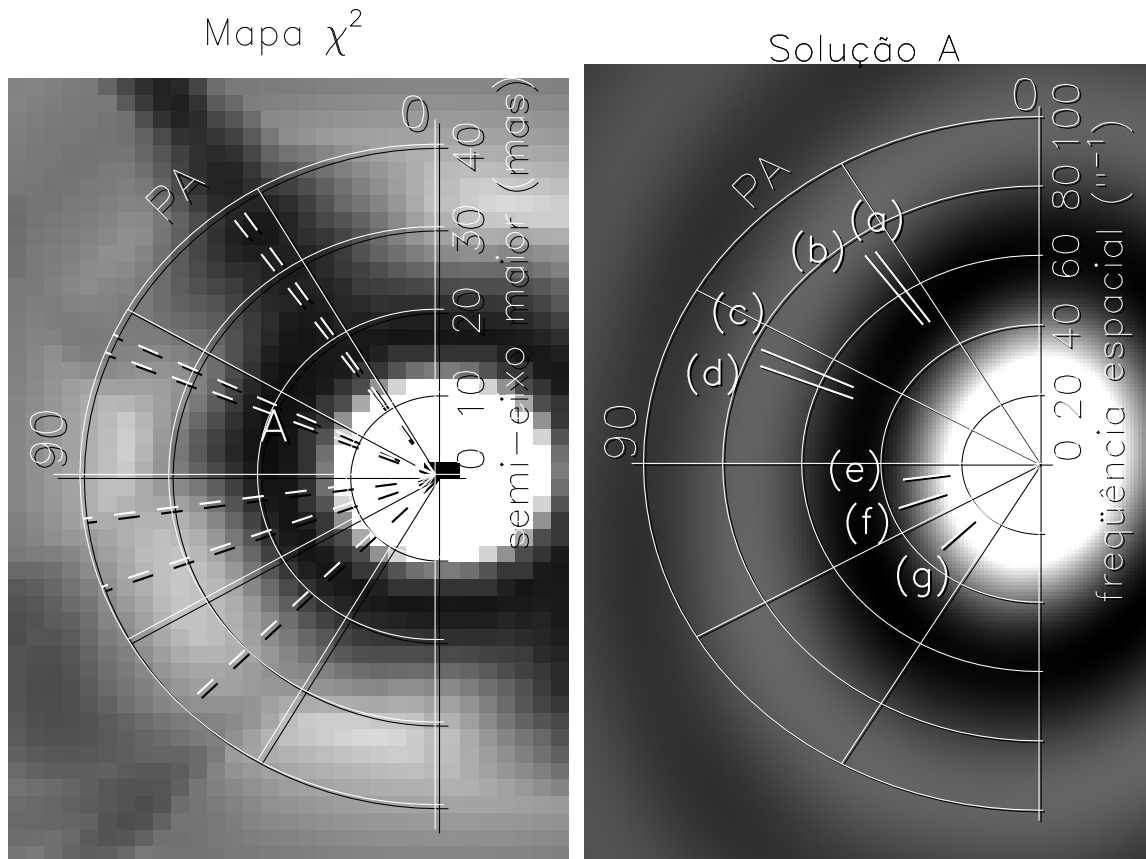


Figura 5.5: Soluções para o Modelo 2 (disco uniforme assimétrico em torno da estrela). Painel esquerdo: mapa χ^2 , onde as regiões mais escuras representam condições em que o comprimento e o PA do semieixo maior têm um melhor ajuste com as curvas de visibilidade (ver texto para detalhes). As direções das linhas de base observadas são representadas pelas retas tracejadas. Painel direito: ilustração teórica no plano u - v da solução A, que apresenta o melhor ajuste com as curvas de visibilidade. As linhas de base (a)–(g) são representadas pelas retas sólidas orientadas em cada PA. Parâmetros encontrados com a solução A: semieixo maior: 18 mas; PA = 79°; $b/a = 0,72$; fluxo relativo da estrela = 0,20; fluxo relativo do disco = 0,80; mínimo $\chi^2 = 1,1$.

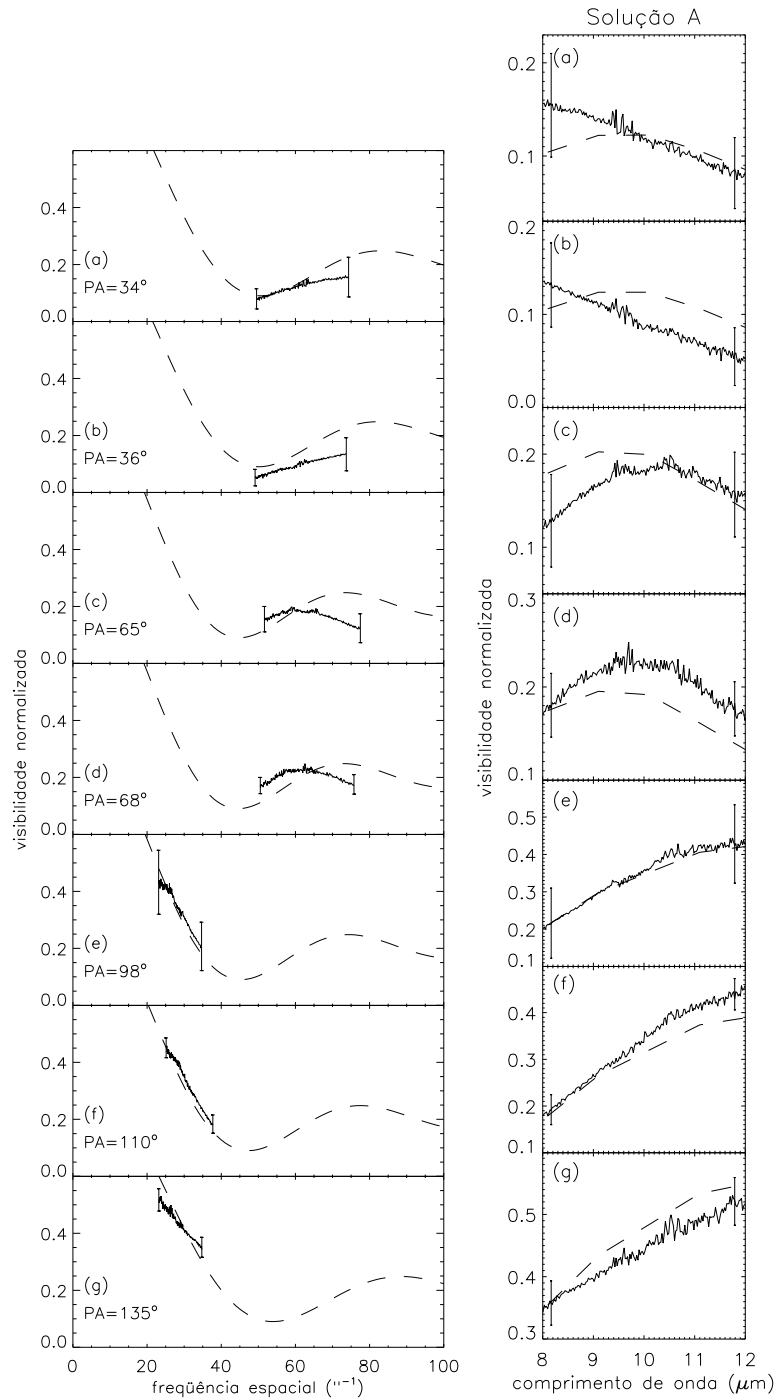


Figura 5.6: Melhores ajustes teóricos (linhas tracejadas) baseados no Modelo 2 (disco uniforme assimétrico em torno da estrela), comparados com as curvas de visibilidade observadas (linhas sólidas), para cada linha de base, considerando a solução A. Painéis à esquerda: ajuste monocromático, ignorando-se quaisquer variações morfológicas em função do comprimento de onda. Painéis à direita: ajuste cromático, considerando-se possíveis variações morfológicas em função do comprimento de onda. Parâmetros considerados constantes para todos os comprimentos de onda: $PA = 79^\circ$; $b/a = 0,72$.

do semieixo maior e a razão b/a são parecidos em todos os comprimentos de onda da região observada. Neste contexto, os painéis à direita na figura 5.6 mostram o melhor ajuste com os dados observacionais em função do comprimento de onda para cada linha de base. Este ajuste cromático, limitado ao mesmo número de variáveis que o Modelo Zero, é claramente pior do que aquele mostrado na figura 5.2. Em particular, as curvas teóricas se desviam consideravelmente da forma das curvas observadas na direção das linhas de base (a) e (b). Portanto, o Modelo Zero continua sendo o melhor candidato para a morfologia do envoltório circunstelar mais interno de RY Sgr.

Podemos ver que as regiões escuras dos *mapas* χ^2 são mais concentradas considerando o Modelo Zero do que considerando os modelos 1 e 2, indicando uma melhor convergência entre o Modelo Zero e as observações. O mínimo χ^2 para a solução A de cada modelo é 1,7 e 1,1 para os modelos 1 e 2, respectivamente. Considerando o Modelo Zero, o mínimo χ^2 é 0,31, significativamente menor do que para os modelos 1 e 2. Portanto, este teste puramente matemático também favorece a validade do Modelo Zero.

5.1.4 Discussões

As observações VLTI/MIDI coletadas são interpretadas satisfatoriamente com um simples modelo geométrico do ambiente de poeira de RY Sgr descrito na seção 5.1.1. Em virtude deste estudo sem precedentes, podemos anunciar que exploramos regiões mais internas do que 60 mas do ambiente circunstelar de RY Sgr com um intervalo dinâmico melhor do que 20. Isso corresponde a cerca de 110 UA (com base em LM04, consideramos uma distância de 1,9 kpc e um raio angular fotosférico de $\sim 0,15$ mas para a estrela central). Podemos estimar que o ECS tem uma FWHM de aproximadamente $120 R_*$, ou ~ 35 UA, e que a nuvem detectada se encontra a cerca de $100 R_*$ da estrela central (~ 30 UA). Esta é a nuvem de poeira mais próxima jamais detectada no entorno de uma variável de tipo R CrB desde a primeira detecção direta com o instrumento VLT/NACO (ver LM04). Contudo, tal distância é ainda muito alta para nos permitir uma possível eliminação de um entre os dois cenários propostos sobre a região de formação dessas nuvens (a $\sim 2 R_*$ ou a $\sim 20 R_*$ da estrela central). Observações interferométricas com maiores linhas de base a

menores comprimentos de onda ajudariam a resolver este problema. O uso de linhas de base mais longas no infravermelho próximo não é uma tarefa fácil. RY Sgr pode ser observada confiavelmente com os telescópios auxiliares de 1,8m do VLTI usando-se linhas de base de até ~ 50 m, mas a maiores comprimentos, seus fluxos correlacionados caem abaixo da sensibilidade do MIDI. Uma melhor solução parece ser observar RY Sgr a comprimentos de onda mais curtos com o recombinação no infravermelho próximo VLTI/AMBER. As nuvens próximas à estrela devem ser mais quentes, o que aumentaria ligeiramente o contraste. A resolução espacial melhora significativamente e a precisão se torna melhor do que na banda N. Além disso, a determinação da fase com o uso dos três telescópios simultaneamente é um poderoso vínculo adicional, que ajudaria no monitoramento temporal deste tipo de objeto.

Além do mais, considerando que a nuvem se desloca a uma velocidade cuja projeção no céu teria um valor máximo limite de aproximadamente 275 km s^{-1} , podemos estimar que sua ejeção ocorreu mais de ~ 6 meses antes destas observações. Verificamos nos dados da AAVSO¹ que as curvas de luz de RY Sgr apresentaram dois eventos de diminuição entre o início de 2002 e o período das observações apresentadas aqui. Um ocorreu cerca de 8 meses antes destas observações e outro ocorreu cerca de 6 meses antes. Suas durações foram em torno de 40 dias e 4 meses, respectivamente, e o período de retomada ao nível normal de fluxo foi de aproximadamente 10 dias e 2–3 meses, respectivamente. A nuvem detectada com o MIDI provavelmente não foi uma daquelas responsáveis pelas diminuições observadas nas curvas de luz da AAVSO, uma vez que isto requeriria um deslocamento muito rápido entre a linha de visada (quando a nuvem teria causado o mínimo observado no visível) e sua localização na data das observações MIDI. A nuvem detectada poderia, entretanto, estar relacionada com uma série de ejeções que teriam produzido os mínimos observados nas curvas de luz da AAVSO. Com base nesta hipótese, variáveis de tipo R CrB poderiam experimentar intensos períodos de ejeção de material e, até o presente, somente parte do material expelido foi detectado durante um episódio de diminuição.

Finalmente, enfatizamos que as observações aqui apresentadas correspondem a uma

¹*American Association of Variable Star Observers*, <http://www.aavso.org/>

única imagem instantânea obtida no decorrer de um mês, \sim Junho de 2005. Ainda não sabemos como as estruturas detectadas evoluem no tempo, qual a proporção entre a velocidade radial destas nuvens e as velocidades de escape dos ventos de poeira, nem por quanto tempo estas nuvens permanecem intactas. Uma vez que nuvens de poeira são frequentemente detectadas em regiões distantes da estrela central, foi sugerido por LM04 que estas nuvens permanecem intactas por um período de alguns anos. Tais nuvens provavelmente se afastam da estrela central, causando um menor obscurecimento da superfície estelar e, assim, a retomada do fluxo normal na curva de luz não seria causado por evaporação das nuvens em regiões próximas à fotosfera, tal como tem sido sugerido. Séries temporais de curvas de visibilidade coletadas no decorrer de diversos meses forneceriam informações sobre os deslocamentos das estruturas encontradas no entorno das variáveis de tipo R CrB. Isto poderia provar definitivamente que:

- i. Um evento de diminuição estaria relacionado com a ejeção de uma nuvem de poeira na direção da linha de visada e a uma ejeção esporádica de material estelar ao longo de qualquer outra direção.
- ii. A duração do reestabelecimento ao brilho normal no visível poderia ser simplesmente um resultado do afastamento da nuvem da região da linha de visada.

5.2 Uma nova nuvem detectada nas regiões mais internas

Consideraremos nesta seção as observações de RY Sgr coletadas em 2007 com o instrumento MIDI. Gostaríamos de sublinhar que esta análise constitui um trabalho em preparação (Clayton et al. 2008), portanto, é ainda preliminar.

A figura 5.7 mostra o mapa χ^2 , considerando-se o Modelo Zero (cf. seção 5.1.3) para as observações de RY Sgr coletadas em 2007. A melhor solução está indicada pela letra A.

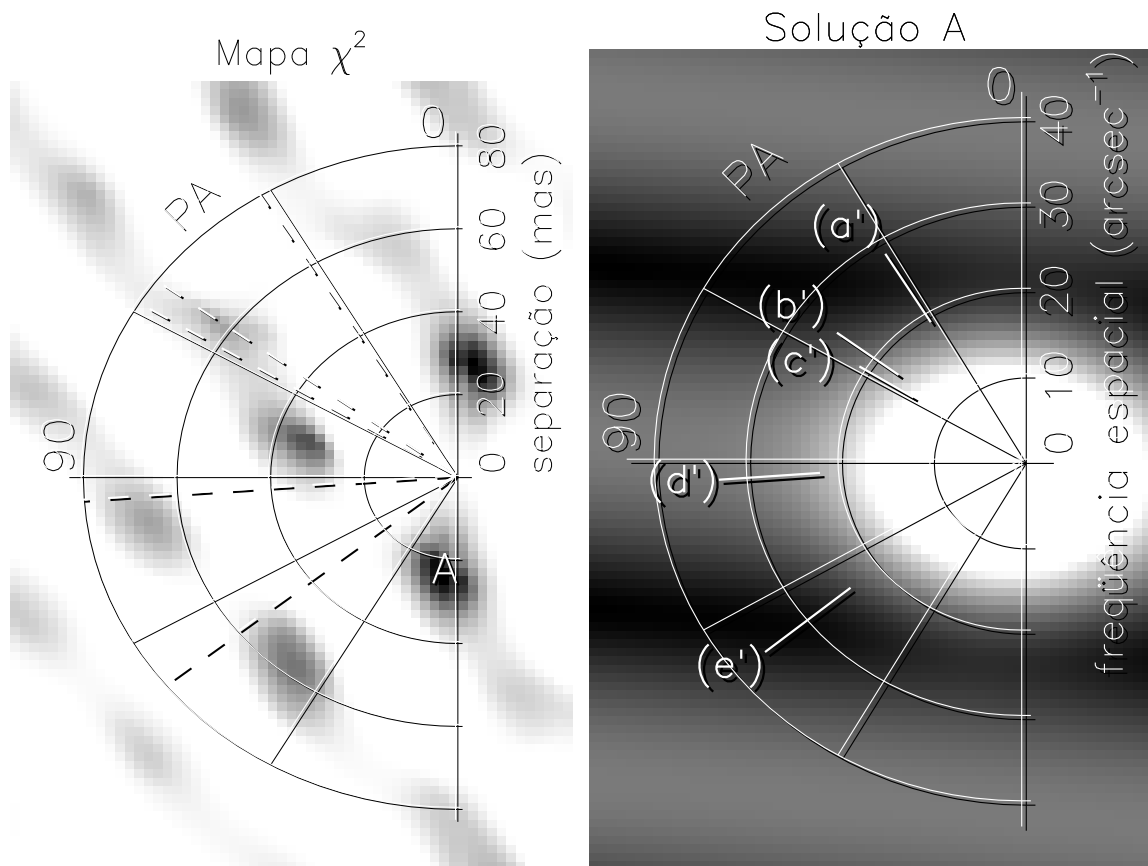


Figura 5.7: Soluções para o Modelo Zero (estrela central embebida em um envoltório gaussiano com um grumo próximo ao centro), considerando os novos dados coletados em 2007. Painel esquerdo: mapa χ^2 , onde o mínimo global, representando a posição mais provável para uma nuvem é indicado pela letra A. Painel direito: ilustração teórica no plano u-v da solução A, onde as linhas de base observadas são representadas pelas retas ao longo de cada PA. Parâmetros solução A: separação da nuvem ao centro = 25 mas; PA = 175°; FWHM do envoltório = 37 mas; fluxo relativo da estrela = 0,15; fluxo relativo da nuvem = 0,11; fluxo relativo do envoltório gaussiano = 0,74; $\chi^2 = 1,3$.

A figura também ilustra o melhor ajuste teórico (solução A) representado no plano $u-v$. Verificamos que as outras regiões escuras são, em sua maioria, aliases da solução A e, portanto, não indicam claramente a presença de outras nuvens. Gostaríamos de lembrar que, nesta análise de 1ª ordem, estamos desconsiderando qualquer variação na morfologia do objeto em função do comprimento de onda. O mínimo χ^2 para a solução A deste modelo é 1,3. Para os modelos 1 e 2, o mínimo χ^2 é 12 e 2,7, respectivamente. Mais uma vez este teste matemático favorece o Modelo Zero. A figura 5.8 mostra as curvas de visibilidade em função da frequência espacial e do ângulo de posição (PA), juntamente com o melhor ajuste encontrado para o Modelo Zero. A figura também mostra o melhor ajuste cromático, obtido sob os mesmos critérios descritos na seção 5.1.1.

A análise de primeira ordem sugere, portanto, que detectamos uma nova nuvem nas regiões mais internas do ECS de RY Sgr. Se confirmada, esta se encontra a cerca de 25 mas, tendo $PA = 175^\circ$. Com base nesta análise preliminar, a FWHM do envoltório é de 37 mas em 2007, estando então bem mais extenso do que em 2005 (quando tinha 18 mas). Em 2007, a estrela estaria contribuindo com 15% do fluxo total na banda N. A nuvem estaria contribuindo com 11% e o envoltório gaussiano, com 74%. As margens de erro são semelhantes às aquelas estimadas na seção 5.1.1. Esta suposta nuvem é provavelmente a estrutura mais brilhante da região estudada ($\lesssim 100$ UA) no período destas observações. A interpretação mais razoável é que tal nuvem teria sido formada recentemente, enquanto que aquela detectada em 2005 já teria diluído-se na região detectável com o MIDI, não estando mais visível em 2007. Um fato interessante é que a orientação da nuvem supostamente detectada em 2007 é praticamente perpendicular àquela da nuvem detectada em 2005. Apesar desta pequena amostra, isto seria um indicativo de que a ejeção de material estelar e a formação de nuvens de poeira poderiam ocorrer ou em direções quaisquer ou em direções preferenciais que poderiam ser em torno do equador e dos pólos da estrela.

O melhor ajuste cromático a estas novas curvas converge para soluções com notáveis variações no fluxo das estruturas detectadas e na FWHM do envoltório em função do comprimento de onda. Tal como sugerido com base nas observações de 2005, a FWHM

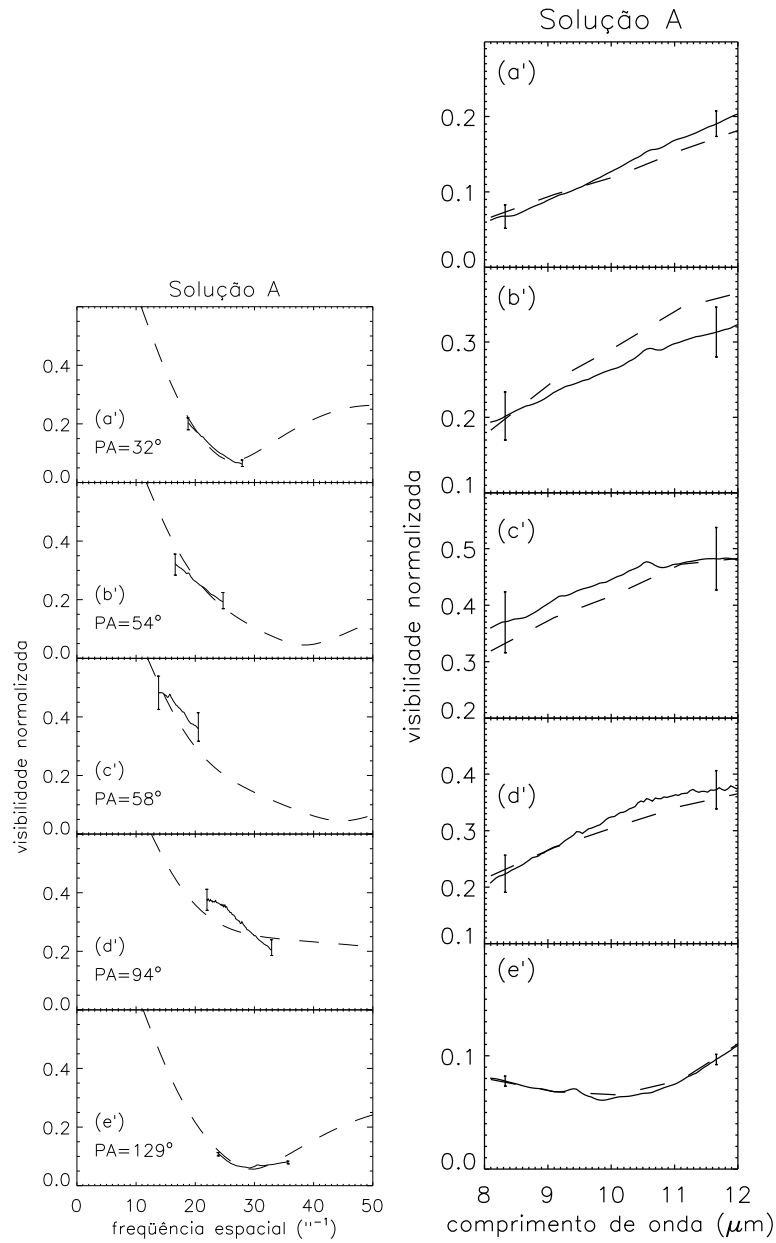


Figura 5.8: *Painel esquerdo: melhor ajuste teórico com as curvas de visibilidade observadas em 2007. Painel direito: melhor ajuste cromático para o Modelo Zero. Parâmetros considerados constantes em toda a banda N: $sep = 25$ mas, $PA = 175^\circ$.*

do envoltório parece aumentar para comprimentos de onda mais longos. Em 2007, tal variação é de 32 a 43 mas. Além disso, nas observações de 2007, a contribuição de fluxo do envoltório parece diminuir de 78 para 64% ao longo dos comprimentos de onda de 8 a $12\mu\text{m}$. Ao mesmo tempo, a contribuição da estrela aumentaria de 11 para 20% e a da nuvem aumentaria de 11 para 16%. O possível aumento na contribuição de fluxo em função do comprimento de onda para a estrela e a nuvem seria quase na mesma proporção. Tais variações estariam compatíveis com a proposta da seção 5.1.1, de que a nuvem de poeira teria nestas regiões uma temperatura próxima à da estrela central.

Considerando uma velocidade de escape entre 200 e 275 km s^{-1} , estimamos que sua ejeção teria ocorrido entre 10 e 14 meses antes destas observações. Com base nas curvas de luz da AAVSO, RY Sgr não apresentou fortes obscurecimentos desde os dois eventos mencionados na seção 5.1.4. Portanto, a proposta de que a as nuvens se formariam em série durante um evento de obscurecimento não parece válida neste caso.

Os aspectos físicos relacionados às regiões internas do ECS de RY Sgr já foram discutidos na seção 5.1 com base na primeira nuvem detectada com o MIDI e são válidos para as observações de 2007. Maiores detalhes sobre estas observações serão tratados no trabalho em preparação (Clayton et al. 2008). Consideramos para esta Tese resultados preliminares obtidos com estas observações. Veremos na seção 6.2.2 que as duas fotografias das regiões mais internas do ECS de RY Sgr, obtidas com o MIDI, representam um importante vínculo complementar a observações coletadas com o NACO, que estão em estudo, e serão muito úteis para uma comparação entre as duas escalas analisadas.

Capítulo 6

Conclusões e Perspectivas

Esta Tese mostrou resultados sem precedentes sobre a forma dos envoltórios das variáveis de tipo Mira e R CrB, fornecendo vínculos fundamentais para diversos aspectos morfológicos destas variáveis. Em particular, este trabalho representa uma importante contribuição na compreensão da história da perda de massa desses objetos e dos processos, ainda pouco conhecidos, de condensação e diluição de nuvens de poeira em torno de estrelas AGB e pós-AGB. Apresentaremos na seção 6.1 as conclusões globais com base nos resultados mostrados neste trabalho. Na seção 6.2, finalizaremos especificando diversas perspectivas lançadas a partir desta Tese.

6.1 Conclusões

No capítulo 3, foi realizado um estudo detalhado sobre a morfologia do ECS de IRC+10216 em escalas de milissegundos a segundos de arco, com base em observações coletadas com os instrumentos NACO e FORS1. Tal estudo incluiu uma descrição morfológica detalhada das regiões internas e externas do ECS, juntamente com uma análise global das morfologias a diferentes escalas. As principais conclusões obtidas com este estudo são resumidas abaixo:

- i. Nas regiões mais internas do envoltório, há uma distribuição de grumos, identificada em trabalhos anteriores, que, nas observações NACO, aparenta ser um anel heterogêneo. A parte Sudoeste deste anel aparente é brilhante nas bandas J, H, K e L.

Já sua parte Nordeste é mais fraca na banda J e se torna tão brilhante quanto a parte Sudoeste na banda L. Parece haver ainda um halo em torno da distribuição de grumos, sendo bastante espesso na banda J e mais compacto na banda L. Este halo não fora detectado em trabalhos anteriores.

- ii.** Uma análise das variações temporais ocorridas nos grumos próximos ao centro revelou que estas estruturas apresentam movimentos ainda mais complexos do que aqueles propostos em trabalhos anteriores. Com base no grumo mais brilhante do envoltório, que representa um referencial fora da estrela, identificamos diferentes tipos de movimento relativo, em contraste com a lei de aceleração proposta anteriormente. Enquanto alguns grumos parecem deslocar-se pouco menos aceleradamente do que o proposto, com relação ao grumo mais brilhante, outros parecem mover-se com velocidade constante e outros parecem estar relativamente parados.
- iii.** Nas regiões mais externas, as diversas conchas previamente detectadas por outros autores foram melhor resolvidas e analisadas mais detalhadamente. Levando em conta as assimetrias azimutais na distribuição dessas conchas, identificamos que sua espessura não parece aumentar significativamente em função da distância, tal como proposto em um trabalho anterior. A relação proposta anteriormente poderia ainda valer se considerada a superposição entre as conchas mais finas. As estruturas mais externas no campo estudado nos forneceram informações sobre ~ 8.000 anos de história da perda de massa em torno de IRC+10216, uma importante fração de um interpulso desta AGB.
- iv.** Na análise global sobre o envoltório desta AGB extremamente rica em Carbono, o presente estudo mostrou que a morfologia do ECS de IRC+10216 é muito complexa e a conexão entre as escalas estudadas não é clara. Em particular, não é evidente a conexão entre uma possível bipolaridade detectada em maiores escalas com a complexa distribuição dos grumos mais internos.

Estes vínculos morfológicos são de extrema importância para futuros testes com a teoria. Em particular, a morfologia detectada deverá ser confrontada com os atuais modelos hidrodinâmicos e de transporte radiativo aplicados no estudo das AGBs.

No capítulo 4, resultados preliminares com base em imagens de Mira de excelente qualidade poderiam estar revelando detalhes de sua morfologia em regiões muito próximas à superfície estelar. Dois grumos poderiam estar presentes neste entorno, mas isto ainda não foi validado. Se confirmado, este trabalho representará a primeira detecção de grumos no protótipo das variáveis de tipo Mira. Haveria também indícios de um prolongamento muito próximo à superfície, compatível com a direção de Mira B, que poderia representar uma interação entre as duas componentes, tal como observado em UV por Karovska et al. (1997).

Em um contexto global, com base numa comparação entre as duas AGBs estudadas, as regiões internas do ECS de IRC+10216 são aparentemente mais densas e morfologicamente mais complexas do que as regiões internas em torno de Mira. Isto seria compatível com a fase evolutiva mais avançada de IRC+10216, comparada com a de Mira. Em particular, a posição da estrela central ainda não é clara no entorno de IRC+10216, enquanto que a estrela parece visível nas regiões internas de Mira. Não há indícios da presença de conchas em torno de Mira, tais como aquelas observados em torno de IRC+10216.

No capítulo 5, foi realizado um estudo detalhado sobre a morfologia em torno da variável de tipo R CrB denominada RY Sgr, onde examinamos regiões muito internas de seu envoltório. Observações com o instrumento VLTI/MIDI revelaram, pela primeira vez, indícios da morfologia nestas regiões, onde foi detectada uma nuvem de poeira muito brilhante nas regiões mais internas jamais observadas. Resumimos abaixo as principais conclusões obtidas com este estudo:

- i. A morfologia das regiões mais internas do ECS de RY Sgr estava em 2005 e 2007, basicamente, constituída de pelo menos uma nuvem mais brilhante embebida em um envoltório de poeira aproximadamente gaussiano em torno da estrela central. Esta nuvem tem na banda N quase o mesmo brilho da estrela e estaria afastando-se do centro a uma velocidade próxima à velocidade de escape nesta posição. O envoltório de poeira contribui, na banda N, com a maior parte do fluxo total do sistema ($\sim 70\text{--}80\%$) e parece aumentar de espessura com o aumento do comprimento de onda.

- ii. Testes realizados com outros modelos geométricos, que poderiam ajustar-se às curvas de visibilidade coletadas com o MIDI, mostraram que a morfologia mais favorável para o envoltório é, de fato, aquela em que haveria uma nuvem embebida em um envoltório gaussiano. Discos uniformes ou discos uniformes assimétricos tiveram ajustes claramente piores do que a morfologia proposta neste trabalho. Em particular, uma comparação global entre os menores χ^2 obtidos em cada ajuste favoreceu esta morfologia.
- iii. Com base em novas curvas de luz coletadas com o MIDI, detectamos provavelmente uma nova nuvem de poeira dois anos depois das primeiras observações, numa direção aproximadamente perpendicular à da primeira nuvem. A nova nuvem teria quase o dobro da distância em relação à estrela daquela detectada um ano atrás e o envoltório gaussiano também teria duplicado de tamanho em dois anos. Este primeiro resultado faz parte das primeiras perspectivas de um trabalho em preparação, onde diversas análises estão sendo realizadas. Em particular, fizemos uma primeira comparação entre as novas observações e aquelas coletadas anteriormente, sendo que muitos estudos em andamento ainda poderão esclarecer importantes aspectos sobre a evolução temporal das regiões mais internas do envoltório de RY Sgr e de seu regime de perda de massa.
- iv. Diversos testes aplicados aos dados interferométricos favoreceram a hipótese de um cenário composto de nuvens de poeira. Propomos então que duas nuvens de poeira brilhantes foram detectadas em épocas diferentes em regiões mais internas do que 100 UA no entorno de RY Sgr. A contribuição destas nuvens para o fluxo total do sistema é pouco menor do que a contribuição da estrela, considerando toda a banda N, enquanto que o envoltório contribui com 70–80% do fluxo total.

Os vínculos descritos acima são uma pequena parte das primeiras evidências diretas da morfologia em torno das variáveis de tipo R CrB, que estão começando a ser reveladas. Novas análises destas observações de RY Sgr revelarão em breve informações físicas que não foram apresentadas nesta Tese. Observações de outras variáveis de tipo R CrB são agora mandatórias para a generalização do estudo destas variáveis. Observações NACO

e MIDI de V854 Centauri foram recentemente coletadas e poderão aumentar a amostra para duas variáveis de tipo R CrB com informações morfológicas.

Certamente, os resultados mostrados nesta Tese ajudarão a esclarecer algumas questões em aberto sobre as estrelas AGB e Pós-AGB. Tais resultados representam uma importante contribuição para o estudo dos processos de perda de massa dessas estrelas e dos processos de formação e diluição de nuvens de poeira nos envoltórios circumstelares, um problema ainda de difícil abordagem (Chesneau et al. 2008). A complexidade morfológica observada em torno desses objetos evidencia que este problema ainda depende de muito esforço para ser resolvido. A solução deste problema trará, sem dúvidas, notáveis avanços para os modelos físicos. Por sua vez, novas imagens e novos dados interferométricos destes tipos de objeto devem ser coletados com alta resolução espacial mais frequentemente para que mais questões possam ser solucionadas. Novas imagens de IRC+10216, Mira e RY Sgr certamente revelarão importantes informações sobre estes objetos e sobre os processos físicos existentes em seus entornos.

6.2 Perspectivas

Os resultados mostrados nesta Tese constituem um foco de diversas perspectivas. Além desta Tese ser composta de dois trabalhos já publicados (capítulo 3 & seção 5.1; Leão et al. 2006, 2007), o trabalho em preparação (Clayton et al. 2008) trará diversos novos resultados com base nas primeiras informações morfológicas mostradas no capítulo 5. Em particular, modelos hidrodinâmicos e de transporte radiativo serão confrontados com os dados interferométricos e os espectros observados, para a determinação de parâmetros físicos. Além dos trabalhos concluídos e em andamento, os resultados preliminares mostrados no capítulo 4 poderão resultar em um importante trabalho, por tratarem de uma estrela de notável interesse. Estas são as perspectivas consideradas mais concretas, no que diz respeito aos trabalhos em andamento. Listamos abaixo outras possibilidades gerais que poderão ramificar-se desta Tese:

- i. Os estudos mostrados nesta Tese deverão absolutamente estender-se ao confronto com

modelos teóricos. Um primeiro passo mandatório será estimar a distribuição de densidade e temperatura para as estruturas detectadas com base em mapas de cor, que deverão ser calculados a partir das imagens estudadas. Outro passo essencial será confrontar estas observações com modelos hidrodinâmicos e de transporte radiativo, tal como proposto na seção anterior.

- ii.** Outro trabalho que poderá ser feito, em paralelo às perspectivas acima, será a análise de espectros e curvas de luz de estrelas AGB e pós-AGB coletadas com melhor resolução, em virtude do avanço dos instrumentos. Tais dados poderão ser coletados em paralelo com observações morfológicas. Em particular, o satélite espacial CoRoT representa uma ferramenta potencial para o estudo das curvas de luz em alta resolução temporal destes tipo de variáveis. Poretti et al. (2005) verificaram que outros tipos de variabilidade poderão ser estudadas com o CoRoT, inclusive de estrelas AGB e pós-AGB. Analisaremos as variações fotométricas destas estrelas, identificando seus períodos de oscilação, eventos de obscurecimento, entre outras características, em um nível de detalhe que jamais foi alcançado com os instrumentos de solo. Com a identificação de variáveis AGB e pós-AGB na janela de observação do CoRoT, suas curvas de luz poderão, futuramente, ser confrontadas com modelos hidrodinâmicos, numa análise semelhante àquela apresentada, por exemplo, por Winters et al. (1994). Estas curvas de luz servirão, por sua vez, como novos vínculos observacionais para o estudo destas classes de estrelas, inclusive na análise de sua morfologia.
- iii.** As estrelas AGB e pós-AGB também são de extrema importância para a compreensão da estrutura interna e evolução das estrelas. A grande quantidade de poeira ejetada por estes tipos de objeto guarda importantes informações sobre sua história. Além disso, o estudo das regiões próximas à superfície destas estrelas nos permite compreender melhor como sua matéria é ejetada e, por sua vez, aperfeiçoar os modelos de evolução estelar. O estudo morfológico a respeito da poeira ejetada por estas estrelas nos fornece vínculos observacionais diretos, sendo fundamental para o aperfeiçoamento destes modelos. A morfologia dos envoltórios de poeira em estrelas AGB e pós-AGB pode, inclusive, nos fornecer informações sobre a orientação

axial dessas estrelas, uma vez que estes envoltórios apresentam em muitos casos formas bipolares (ver e.g. Clayton & Schulte-Ladbeck 1997).

- iv. Novas observações com instrumentos semelhantes ou melhores àqueles utilizados para esta Tese deverão ser coletadas para a introdução de novos vínculos e esclarecimentos. É muito importante a observação não só de variáveis de tipo Mira e R CrB, mas também de outras estrelas AGB e pós-AGB.

Além das perspectivas acima, observações NACO de outros objetos já foram coletadas e reduzidas e se encontram atualmente em fase de análise. Observações na banda K da AGB rica em Carbono R Fornacis (R For), coletadas sob condições desfavoráveis, já foram reduzidas e estão sendo analisadas, precisando passar por algumas validações. Estas observações poderiam constituir a primeira imagem resolvida do entorno de R For, que representa uma AGB numa fase um pouco menos evoluída do que o estágio em que se encontra a AGB extremamente rica em Carbono IRC+10216. Imagens NACO de RY Sgr também já foram reduzidas e estão sendo analisadas. Resultados preliminares parecem revelar algumas possibilidades, que ainda precisam ser cuidadosamente verificadas, sobre a evolução nessa região do envoltório. Descreveremos abaixo alguns destes resultados preliminares, que ainda necessitam passar por muitos testes para serem validados.

6.2.1 Novas observações NACO de R Fornacis são mandatórias

R Fornacis (R For) é uma variável de tipo Mira rica em Carbono com tipo espectral C4,3e (Le Bertre 1997). Localizada no TP-AGB, possui uma temperatura efetiva de aproximadamente 3200 K e uma luminosidade de $\sim 10^4 L_{\odot}$ (Lobel et al. 1999). Tal como observado nas estrelas de Carbono e nas variáveis de tipo Mira, R For apresenta uma alta taxa de perda de massa, com um valor de aproximadamente $3-4 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{ ano}^{-1}$ (Whitelock et al. 1997a). Ela é consideravelmente brilhante no domínio do infravermelho próximo ($J \sim 3-6$ mag, $L \sim 0$ mag) e apresenta uma ampla variabilidade em V ($\sim 8-14$ mag). É um dos

melhores exemplos de variáveis de tipo Mira não-simbióticas ricas em Carbono. Supõe-se que R For possui um envoltório de poeira moderadamente espesso (Whitelock et al. 1997a).

O cenário mais aceito para o ambiente circunstelar de R For foi introduzido por Feast et al. (1984), sustentado por Le Bertre (1988) e Whitelock et al. (1997a). Estes autores sugerem que as curvas de luz de R For apresentam variações aleatórias, com $\Delta J \sim 2$ mag, superpostas a uma assinatura de pulsação estelar semi-regular de longo período, o qual se encontra entre 380 e 390 dias. Sugere-se que as variações aleatórias resultam do obscurecimento por nuvens de poeira recentemente formadas passando pela linha de visada. Esta característica é semelhante àquela das variáveis de tipo R CrB. Segundo Whitelock et al. (1997a), o período de pulsação de R For é cerca de $10\times$ aquele de RY Sgr. Já a velocidade de escape de RY Sgr é cerca de $10\times$ aquela de R For. Embora R For seja uma variável de tipo Mira largamente estudada, até o presente, ainda não havia uma imagem resolvida deste objeto. Waters et al. (1994) mostraram uma imagem IRAS de R For com uma resolução de aproximadamente $1''$, mas nenhuma estrutura foi resolvida em torno da estrela.

Coletamos imagens de R For no infravermelho próximo, a $2,17$ e $3,74 \mu\text{m}$, em 26 de Julho de 2005 com o instrumento NACO, em *modo visitante*¹. As imagens foram coletadas com o elemento denominado, em inglês, *rotator* (ROT) tendo dois ângulos diferentes: 0° e 55° . No primeiro caso, as imagens foram coletadas com o campo de visão tendo o Norte para cima e, no segundo caso, tendo o eixo do CCD girado de 55° no sentido anti-horário com relação ao Norte. Esta técnica auxilia na identificação de estruturas contra artefatos. As condições destas observações foram desfavoráveis para a técnica de ótica adaptativa. Por esta razão, realizamos uma rigorosa seleção das exposições individuais de melhor qualidade.

Para a análise das imagens, consideramos o método usual e deconvoluímos as imagens finais de R For com a PSF, usando o algoritmo Richardson-Lucy. O método da subtração

¹ *Visitor mode*. Modo em que o investigador principal (P.I.) ou um colaborador do projeto conduz as observações diretamente no sítio.

da PSF, tal como descrito na seção 2.2.1, também foi testado para estes dados. Finalmente, também calculamos para as observações de R For um modelo teórico da imagem, utilizando o método de Monte Carlo, tal como descrito na seção 2.2.2.

R For se encontra a uma distância de 0,6–0,7 kpc (Menzies et al. 2006). A escala de suas imagens é, portanto, cerca de $1/5$ – $1/6$ daquela das imagens de IRC+10216. As observações NACO de R For fornecem indicativos de um extenso envoltório de poeira em torno do centro a $2,17 \mu\text{m}$, representando, provavelmente, a primeira imagem resolvida do entorno desta estrela. Diversas regiões densas de poeira poderiam estar presentes em seu envoltório, possivelmente em forma de grumos e conchas e haveria uma região brilhante e assimétrica nas regiões mais internas. Há também indícios de uma assimetria com prolongamentos ao longo das regiões Sul-Sudeste e Norte-Noroeste. É possível então que a morfologia em torno de R For, tenha semelhanças com a morfologia em torno de IRC+10216, porém, isto somente poderá ser verificado com observações coletadas sob melhores condições.

Este seria somente um primeiro vínculo direto para a morfologia do ECS de R For, sendo de grande interesse por não haver qualquer outra imagem resolvida desta estrela em nenhum outro comprimento de onda. Observações futuras são definitivamente necessárias para que se possam estimar várias outras características sobre o ambiente em torno de R For. Imagens na banda K devem ser coletadas com melhores condições, pois sabemos que serão resolvidas e certamente nos fornecerão informações muito mais refinadas sobre este envoltório. Observações em outros comprimentos de onda ainda nos ajudaria a compreender melhor diversos aspectos do ECS de R For, tal como a distribuição de temperatura e densidade do envoltório e sua morfologia tridimensional. A estrutura em torno de R For seria provavelmente mais complexa do que aquela observada em torno de Mira, mas isto só poderia ser verificado com novas imagens coletadas em melhores condições observacionais. Observações na banda K da AGB rica em Carbono R For deverão mandatoriamente ser coletadas com melhores condições de observação para que sua morfologia seja revelada com mais detalhes, uma vez que seu envoltório foi resolvido nesta banda.

6.2.2 Morfologia em diferentes épocas do entorno de RY Sgr entre 60 e 400 UA sendo analisada

Também estamos analisando observações NACO já reduzidas de RY Sgr, coletadas em três épocas diferentes: Setembro de 2003, Julho de 2005 e Agosto de 2006. Estas observações poderão revelar novos aspectos morfológicos e, possivelmente, sobre a evolução temporal dos envoltórios das variáveis de tipo R CrB. Análises preliminares estariam sugerindo a possível presença de nuvens de poeira nas três épocas analisadas, que poderiam estar-se deslocando em compatibilidade com a velocidade de escape estimada para o entorno. RY Sgr foi observada nas bandas H, K e L em 2003 e 2005 e nas bandas K, L e M em 2006. As observações de 2003 já apresentadas por de Laverny & Mékarnia (2004) foram re-analisadas por deconvolução e também pelos métodos descritos nas seções 2.2.1 e 2.2.2, que parecem auxiliar na identificação de possíveis assimetrias e estruturas localizadas nas regiões mais internas do ECS. As imagens coletadas em 2005 passaram por uma rigorosa seleção, por terem sido coletadas sob condições desfavoráveis. Já as imagens de 2006 foram coletadas sob ótimas condições. Os dados de 2005 e 2006 foram coletadas com o ROT a 0° e 55° , tal como feito para as observações de R For.

Imagens na banda K, deconvoluídas, parecem ter resolvido um envoltório pouco espesso e com algumas assimetrias que poderiam ser nuvens de poeira, tal como sugerido por LM04. Na imagem deconvoluída de 2003, o ECS parece mais compacto do que nas outras épocas. Isto poderia ser devido ao melhor *seeing* durante as observações de 2003, que teriam uma menor contribuição do halo produzido pelas falhas de correção do sensor de frente-de-onda. Em 2005, um extenso halo em torno do centro teria possivelmente sido causado por um espalhamento da imagem devido ao maior *seeing*, e não deve conter informação física. O mesmo teria ocorrido em 2006, um pouco mais fracamente. Estas imagens deconvoluídas parecem indicar a presença de estruturas no ECS observado, mas não é clara a natureza e a morfologia destas supostas estruturas.

As imagens na banda K subtraídas da PSF parecem revelar alguns indícios adicionais sobre possíveis estruturas em regiões mais internas do ECS observado. A imagem de 2003 poderia estar indicando a presença de assimetrias muito próximas ao centro, onde haveria excessos de intensidade nas direções Sudeste e Nordeste, e de um pequeno prolongamento na direção Sudoeste. Em 2005, também poderia haver assimetrias próximas ao centro, com excessos de intensidade nas direções Sul-Sudeste e Norte-Nordeste. Em 2006, excessos de intensidade muito próximos ao centro estariam se alongando nas direções Leste e Oeste.

Os modelos geométricos calculados com o método de Monte Carlo, para a banda K, parecem revelar mais nitidamente as supostas estruturas presentes no ECS. Contudo, este método ainda precisa ser verificado mais detalhadamente para as imagens de RY Sgr.

As aparentes assimetrias que existiriam nas regiões mais internas do envoltório, sugeridas pelos modelos, teriam direções compatíveis com aquelas identificadas nas imagens subtraídas da PSF, que parecem diferentes em cada época. Tais assimetrias poderiam ser indícios de estruturas muito internas, possivelmente nuvens de poeira recentemente formadas. A nuvem detectada com o MIDI em 2005, quando estava a uma separação de $\simeq 16$ mas do centro, estaria a cerca de 40–50 mas do centro um ano depois (considerando uma velocidade de escape de 200–275 km s⁻¹). No modelo de 2006, parece haver uma estrutura com o mesmo PA da nuvem detectada com o MIDI. Esta suposta estrutura também estaria a uma distância compatível com a velocidade de escape. Contudo, uma análise das imagens coletadas com o ROT a dois ângulos diferentes indicou que esta suposta estrutura poderia ser um artefato, pois, em parte, pareceu girar com os elementos óticos, e não com o campo. Estudos futuros poderão confirmar se uma nuvem, tal como aquela detectada com o MIDI, poderia ser detectada na banda K um ano depois. Isto ajudaria a esclarecer se a imagem NACO de 2006 estaria mostrando a própria nuvem que fora detectada com o MIDI em 2005 ou se, por coincidência, estaria mostrando um artefato.

Na banda L, considerando as imagens deconvoluídas, as regiões brilhantes parecem

ter aproximadamente a mesma extensão nas três épocas observadas. As imagens de 2005 e 2006 são um pouco parecidas entre si e a imagem de 2003 é aquela que mais se difere das outras duas. Os dois grumos brilhantes observados em 2003 e identificados por LM04 – um orientado aproximadamente na direção Oeste e outro, aproximadamente na direção Norte – foram re-identificados nesta nova análise. Estes grumos não parecem estar mais presentes na imagem deconvoluída de 2005. Nesta imagem, supostamente, poderia haver 3 novos grumos, enquanto que os dois grumos detectados em 2003 teriam diluído-se em menos de 2 anos. Os três supostos grumos que estariam presentes na imagem deconvoluída de 2005 também estariam visíveis em 2006, onde deveriam estar mais distantes do centro.

Considerando as subtrações da PSF, para a banda L, em 2003, além de indícios dos dois grumos brilhantes detectados com a deconvolução, a imagem subtraída da PSF parece indicar a presença de outras estruturas ou assimetrias mais internas. Estas possíveis assimetrias teriam direções compatíveis com aquelas identificadas na banda K. Uma descrição parecida valeria para a imagem de 2005, considerando outras direções para as supostas estruturas. Em 2006, os três supostos grumos mais externos estariam evidentes na imagem subtraída da PSF e haveria ainda outros grumos ou assimetrias em regiões mais internas.

Finalmente, os modelos gerados com o método de Monte Carlo parecem ter resolvido mais nitidamente as supostas estruturas observadas na banda L. Tal como para as observações na banda K, ainda precisamos testar melhor este método antes de fazermos qualquer interpretação física do envoltório de RY Sgr com base no mesmo.

Uma análise global das imagens coletadas nas três épocas, com diferentes filtros, poderia estar indicando, como tendência, que a região central se prolongaria para as direções Sudeste e Noroeste ou Sul-Sudeste e Norte-Noroeste. Esta tendência teria aparecido nos modelos das imagens na banda L e também nos modelos das imagens na banda K, com excessão daquelas de 2006. Verificamos que, em alguns casos, esta aparente assimetria girou com o campo, nas imagens coletadas com o ROT a ângulos diferentes, o que a

caracterizaria como real. Por outro lado, a aparente assimetria no modelo da imagem na banda K de 2006 não seguiu esta tendência e também não pareceu girar com o campo. Nos casos em que supostas assimetrias poderiam ser reais, estas poderiam estar indicando uma direção preferencial com maior densidade de nuvens de poeira. As pequenas extensões da região central, aparentemente observadas nas bandas K e L, são compatíveis com as curtas separações das nuvens de poeira e com a extensão do envoltório gaussiano detectados com o instrumento MIDI.

Estes são os primeiros passos de um estudo bastante detalhado sobre a morfologia, a evolução temporal e outros aspectos físicos do ambiente em torno de RY Sgr e o mesmo pode ser dito sobre R For (cf. seção 6.2.1), bem como sobre Mira (cf. Cap. 4). A deconvolução com o método de Monte Carlo apresentada nesta Tese está sendo melhor desenvolvida e poderá servir como um novo método numérico de deconvolução que talvez dote de algumas vantagens com relação ao método de Richardson-Lucy. Portanto, além das perspectivas descritas acima e dos resultados preliminares descritos no capítulo 4 e na seção 5.2, até mesmo o próprio método descrito na seção 2.2.2: todos constituem novos trabalhos em desenvolvimento.

Apêndice A

Lista de abreviações e termos

Alguns termos e abreviações utilizados nesta Tese foram adotados das definições em inglês, por serem mais usuais. Foram utilizados em português termos mais bem estabelecidos na literatura nacional. As definições são dadas no decorrer do texto, em notas de rodapé ou entre parênteses, e podem também ser consultadas abaixo.

". Segundos de arco.

AR. Ascensão reta.

AAVSO. *American Association of Variable Star Observers*, <http://www.aavso.org/>

AGB. *Asymptotic giant branch*. Ramo assintótico das gigantes. Região evolutiva do diagrama-HR entre o ramo horizontal (HB) e a formação de uma nebulosa planetária (PN).

CCD. *Charge-coupled device*. Dispositivo de carga acoplado. Dispositivo eletrônico receptor de fótons, utilizado na digitalização de imagens.

CFHT. *Canada-France-Hawaii Telescope*, <http://www.cfht.hawaii.edu/>

Chandra. *The Chandra X-ray Observatory Center*, <http://chandra.harvard.edu/>

choque de proa. *Bow chock.* Choque da magnetosfera de um sistema com o meio interestelar devido ao movimento próprio do sistema.

dark. Imagem de escuro do CCD. Ausência completa de iluminação sobre o CCD usada para o mapeamento dos pixels defeituosos.

Dec. Declinação.

diagrama HR. Diagrama Hertzsprung-Russel. Relação entre dois parâmetros estelares (usualmente a luminosidade e a temperatura efetiva, ou a magnitude e a cor), representando uma distribuição de diferentes regiões evolutivas.

ECS. Envoltório circumstelar. *Circumstellar envelope (CSE).*

flat-field. Iluminação sobre todo o CCD usada para aplainar os níveis de intensidade do campo.

FORS1. *Focal reducer and low dispersion spectrograph.* Redutor focal e espectrógrafo de baixa dispersão. Instrumento do observatório Paranal, ESO, Chile. Em 2000 (ano das observações em V de IRC+10216 apresentadas nesta Tese), era localizado no telescópio Antu e hoje é localizado no telescópio Kueyen. <http://www.eso.org/instruments/fors/>, ver capítulo 2.

FWHM. *Full width at half maximum.* Largura à meia altura.

GALEX. *Galaxy Evolution Explorer*, <http://www.galex.caltech.edu/>

grumo. *Clump.* Concentração proeminente de matéria numa região inomogênea do envoltório circumstelar.

HB. *Horizontal Branch.* Ramo Horizontal.

High-Sens. Modo do instrumento MIDI em que a fotometria em cada telescópio é obtida após o registro das franjas.

HST. *Hubble Space Telescope.* Telescópio Espacial Hubble, <http://www.stsci.edu/hst/>

IRTF. *NASA Infrared Telescope Facility,* <http://irtfweb.ifa.hawaii.edu/>

Jitter. Técnica em que a estrela é observada em diferentes posições do CCD, assim evitando erros sistemáticos produzidos por pixels defeituosos e também permitindo o cálculo de um céu médio (ignorando-se as regiões em torno da estrela em cada imagem), sem a necessidade de serem coletadas imagens individuais do céu.

Keck. *W. M. Keck Observatory,* <https://www.keckobservatory.org/>

LM04. de Laverny & Mékarnia (2004).

log. Resumo com as informações principais, descrevendo as observações.

mapa χ^2 . Referido nesta Tese como um mapa das soluções possíveis para um ou dois parâmetros de interesse no ajuste de um determinado modelo com os dados observacionais. Representa os menores χ^2 encontrados em função de diferentes valores dos parâmetros de interesse (ver seção 5.1.3).

mas. *Milli-arcseconds.* Milisegundos de arco.

maser. *Microwave amplification by stimulated emission of radiation.* Amplificação de microondas por emissão estimulada de radiação. Emissão detectada no espectro de alguns objetos, sendo originada usualmente de gás ionizado.

massa de ar. *Airmass.* Espessura da atmosfera ao longo da linha de visada.

MH99-00. Mauron & Huggins (1999, 2000).

MIDI. *MID-infrared Interferometric instrument.* Instrumento interferométrico no infravermelho médio, localizado no Observatório Paranal, ESO, Chile. <http://www.eso.org/instruments/midi>, ver capítulo 2.

Mira. (i) Classe das variáveis com características evolutivas tendo como protótipo a componente Mira A (*o Ceti*). (ii) Termo usado em algumas partes do texto para fazer referência à componente Mira A.

modo de serviço. *Service mode.* Modo em que as observações são conduzidas sem a presença do *investigador principal* (P.I.) ou dos colaboradores do projeto.

NACO. *Nasmyth Adaptive Optics System (NAOS) & Near-Infrared Imager and Spectrograph (CONICA).* Instrumento sendo a associação do sistema de ótica adaptativa NAOS com o espectro-imageador no infravermelho próximo CONICA, localizado no telescópio Yepun do observatório Paranal, ESO, Chile. <http://www.eso.org/instruments/naco>, ver capítulo 2.

on-source. Tempo efetivo de integração usado para a estrela ciência, sem considerar o tempo adicional consumido pela coleta de dados de calibração e por processos como o apontamento do instrumento e registro dos dados.

PN. *Planetary nebulae.* Nebulosa planetária.

PPN. *Proto-planetary nebulae.* Nebulosa próto-planetária.

PSF. *Point spread function.* Função de espalhamento (causado pela difração da luz nas paredes do telescópio) de uma fonte pontual, utilizada para calibração e/ou deconvolução de imagens astronômicas.

razão de Strehl. *Strehl Ratio*. Razão entre o pico de intensidade da imagem observada, corrigida de ótica adaptativa, e o pico de intensidade de uma imagem teórica ideal no limite de difração. Indica o percentual de correção da imagem, com relação ao caso ideal, obtido com o sistema de ótica adaptativa.

razão S/N. *Signal-to-noise ratio*. Razão sinal-ruído.

RGB. (i) *Red giant branch*. Ramo das gigantes vermelhas. Segunda região mais populosa do diagrama HR, onde as estrelas ocupam após o *turn-off* (TO). (ii) *Red, green, & blue*. Vermelho, verde e azul.

ROT. *Rotator*. Elemento instrumental do NACO que gira o campo de visão com relação ao CCD.

SED. *Spectral energy distribution*. Distribuição de energia espectral.

seeing. Aproximadamente, a FWHM da PSF na banda visível, sem correção de ótica adaptativa. O valor aumenta com o aumento da turbulência atmosférica.

SP. Sequência principal. Região mais populosa do diagrama-HR, onde as estrelas passam 80–90% de suas vidas.

template. (i) Sequência bem definida de observações. (ii) Modelo teórico usado para a calibração do espectro.

TO. *Turn-off*. Fase de transição entre a sequência principal (SP) e o ramo das gigantes vermelhas (RGB).

TP-AGB. *Thermally-pulsing asymptotic giant branch*. Ramo assintótico com pulsos térmicos.

UAF. Unidade arbitrária de fluxo.

VLA. *NRAO Very Large Array*, <http://www.vla.nrao.edu/>

VLT. *Very Large Telescope*, <http://www.eso.org/>

VLTI. *Very Large Telescope Interferometer*, <http://www.eso.org/>

Apêndice B

Publicações

Durante o período de desenvolvimento deste trabalho, dois artigos foram publicados no jornal *Astronomy and Astrophysics*. O primeiro, intitulado *The circumstellar envelope of IRC+10216 from milli-arcsecond to arcmin scales*, foi apresentado no capítulo 3. O segundo, intitulado *A snapshot of the inner dusty regions of a R CrB-type variable*, foi apresentado na seção 5.1, com uma extensão na seção 5.1.3. Estes artigos estão anexados nas páginas seguintes.

The circumstellar envelope of IRC+10216 from milli-arcsecond to arcmin scales[★]

I. C. Leão^{1,2}, P. de Laverny¹, D. Mékarnia¹, J. R. De Medeiros², and B. Vandame³

¹ Observatoire de la Côte d'Azur, Dpt Cassiopée, CNRS-UMR 6202, BP 4229, 06304 Nice Cedex 4, France
e-mail: [leao;laverny;mekarnia]@obs-nice.fr

² Departamento de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Norte, 59072-970 Natal, RN, Brazil

³ European Southern Observatory, Karl-Schwarzschild-Str. 2, 85748 Garching b. München, Germany

Received 23 November 2005 / Accepted 15 January 2006

ABSTRACT

Aims. Analysis of the innermost regions of the carbon-rich star IRC+10216 and of the outer layers of its circumstellar envelope have been performed in order to constrain its mass-loss history.

Methods. We analyzed the high dynamic range of near-infrared adaptive optics and the deep *V*-band images of the circumstellar envelope of IRC+10216 using high angular resolution, collected with the VLT/NACO and FORS1 instruments.

Results. From the near-infrared observations, we present maps of the sub-arcsecond structures, or clumps, in the innermost regions. The morphology of these clumps is found to strongly vary from *J*- to *L*-band. Their relative motion appears to be more complex than proposed in earlier works: they can be weakly accelerated, have a constant velocity, or even be motionless with respect to one another. From *V*-band imaging, we present a high spatial resolution map of the shell distribution in the outer layers of IRC+10216. Shells are resolved well up to a distance of about 90'' to the core of the nebula and most of them appear to be composed of thinner elongated shells. Finally, by combining the NACO and FORS1 images, a global view is present to show both the extended layers and the bipolar core of the nebula together with the real size of the inner clumps.

Conclusions. This study confirms the rather complex nature of the IRC+10216 circumstellar environment. In particular, the coexistence at different spatial scales of structures with very different morphologies (clumps, bipolarity, and almost spherical external layers) is very puzzling. This confirms that the formation of AGB winds is far more complex than usually assumed in current models.

Key words. stars: AGB and post-AGB – stars: variables: general – stars: individual: IRC+10216 – stars: mass-loss – stars: circumstellar matter – techniques: high angular resolution

1. Introduction

Low- and intermediate-mass stars lose a large amount of their initial mass when they evolve along the Asymptotic Giant Branch (AGB) and beyond. During these mass-loss events, a huge circumstellar envelope (CSE) is formed. IRC+10216 is the best-known example of such evolved stars with an optically thick CSE. Indeed, its envelope almost completely absorbs the central stellar photons in visible light and at shorter wavelengths. This circumstellar environment has therefore been mostly studied in the infrared and millimeter domains, spectral regions where the envelope radiates itself and scatters the stellar light.

On very small scales (arcsec and below), a detailed picture of the IRC+10216 central regions has already been presented by several groups (see e.g. Haniff & Buscher 1998; Weigelt et al. 1998, 2002; Tuthill et al. 2000, 2005). The central core appears to be composed of a series of clumps whose positions and luminosities vary on time-scales of a few years. The complexity of the detected structures has led to several hypotheses about the precise location of the central star.

On much larger scales (up to arcmin), Maunon & Huggins (1999, 2000, MH99-00 hereafter) have shown that the IRC+10216 CSE can also be studied in visible wavelengths if enough deep images are collected. The nebula brightness then

results when galactic ambient light is scattered by its dust particles. It is detected up to very large distances from the central star (up to about 6000 stellar radii), so it carries information about the mass-loss history during the last few thousand years. MH99-00 have also shown that this fairly round circumstellar envelope is consistent with an isotropic galactic radiation field and a spherically symmetric dust shell (see also Maunon et al. 2003). However, with a better spatial resolution (~ 1 arcsec), the envelope consists of a series of discrete and nested multiple shells (or arclets) whose origin is still debated. Although IRC+10216 is the only known AGB with such shells, similar morphology has already been detected around a dozen other planetary nebulae (PN) and about six proto-planetary nebulae (PPN). However, all these PN and PPN are bipolar, contrary to what we observe for their progenitor (assuming that IRC+10216 CSE properties are common to AGB stars). The cause and occurrence of the transition from a spherical multiple-shell CSE to a bipolar one is crucial to understanding the mass-loss phenomenon on the AGB and the evolution of the material ejected into the interstellar environment.

To date, no global view exists of the morphology of the IRC+10216 CSE at different scales. The aim of this work is to provide such a global description by combining new images of high dynamic range and high spatial resolution of its innermost regions, collected with adaptive optics techniques, together with new deep images of its most external layers. These observations are presented in Sect. 2. We analyze the morphology of the innermost regions and their temporal variations in Sect. 3. Section 4

[★] Based on observations collected with the VLT/Antu and Yepun telescopes (Paranal Observatory, ESO, Chile) using the FORS1 and NACO instruments (programs ID 63.I-0177A, 70.C-0565A, 70.C-0271B, 70.D-0271B).

is devoted to analyze the numerous shells found in this envelope and some of their properties. We then discuss, in Sect. 5, the coexistence of the different morphologies found in the CSE of IRC+10216. Finally, a conclusion is presented in Sect. 6.

2. Observations and reductions

2.1. NACO observations

Infrared images of IRC+10216 were recovered from the ESO Science Archive Facility. They were obtained in November 2002 and March 2003, using the adaptive optics system NACO at the ESO/VLT Yepun telescope. NACO is an association of the adaptive optics system NAOS (Rousset 2000) and the spectro-imager CONICA (Lenzen 2003).

We recovered observations of IRC+10216 obtained with the narrow-band filters NB 1.24 (centered at $\lambda_c = 1.237 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.015 \mu\text{m}$), NB 1.26 ($\lambda_c = 1.257 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.014 \mu\text{m}$), NB 1.64 ($\lambda_c = 1.644 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.018 \mu\text{m}$), NB 1.75 ($\lambda_c = 1.748 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.026 \mu\text{m}$), NB 2.17 ($\lambda_c = 2.166 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.023 \mu\text{m}$) and the broad-band filter L' ($\lambda_c = 3.80 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda = 0.62 \mu\text{m}$). The pixel scale on CONICA was 13.27 mas in the narrow-band filters and 27.15 mas in the L' filter. Observation conditions, as well as total on-source integration time for each filter, are summarized in Table 1. Calibration files (flat fields and dark exposures) and observations of the PSF reference star HR 3550 were also recovered. The Jitter technique was used in all observations. The box size of the L' broad-band image was about $7'' \times 7''$, and the box sizes in the narrow-band images varied between about $4'' \times 4''$ and $7'' \times 7''$. As shown in Table 1, the seeing conditions were variable, ranging between about $0.5''$ and $0.8''$. The best dynamic ranges of the IRC+10216 final images (not deconvolved) were around 7000, 40 000, 6000, and 90 000 AFU (arbitrary flux units) for the J , H , K , and L bands, respectively. The noise level was found to be smaller than 30 AFU in all images. In the PSF observations, the seeing varied between $0.5''$ and $0.6''$ and the air-masses between about 1.3 and 1.4. The estimated $FWHM$ of the PSF star was around 70 mas in the J and H bands, 80 mas in the K -band, and 120 mas in the L -band.

Standard reduction procedures were applied using self-developed routines. The raw images were sky subtracted, then divided by the flat-field and corrected from hot pixels. In each filter, the images were cross-correlated and aligned by sub-pixel shifting, and then combined to produce the final images, eliminating cosmic rays hits. Finally, they were deconvolved with the PSF reference star. We used the Richardson-Lucy algorithm (Richardson 1972; Lucy 1974). Since no PSF data for IRC+10216 were found in the November 22, 2002 observations, we developed pseudo-PSF images for that night by analyzing and comparing the other IRC+10216 observations with their corresponding PSF data. Constancy of prominent features present in deconvolved images showed that the PSF selection and the number of iterations (25 typically) for the deconvolution process was performed carefully and conservatively. We then summed the deconvolved images in each band (see Fig. 1). The J -band image of highest dynamic range was obtained from the 1.24 μm and 1.26 μm images, which leads to about 14 000 AFU. For the H -band, we summed both 1.64 μm and 1.75 μm narrow-band images, obtaining a dynamic range of about 78 000 AFU. The three 2.17 μm narrow-band images were combined to build a K -band image ($\sim 16 000$ AFU). Finally, the L -band image has about 92 000 AFU. These images have thus the best dynamic ranges ever published (see e.g. Tuthill et al. 2005). We note that,

Table 1. NACO observations log of IRC+10216.

Date (UT)	Filter	On-source exp. time (s)	Seeing ($''$)	Air- mass	Dyn. range (AFU)
22 Nov. 02	NB 1.64	128	0.6	1.5	28 700
	NB 2.17	120	0.6	1.6	6200
16 Mar. 03	NB 1.26	120	<0.5	1.3	6900
	NB 1.64	70	<0.5	1.3	8300
18 Mar. 03	NB 2.17	60	<0.5	1.3	4800
	NB 1.24	210	0.6	1.3	7200
	NB 1.75	103	0.7	1.3	41 500
	NB 2.17	200	0.8	1.3	5200
	L'	183	0.6	1.3	92 500

over the interval of about 4 months between the first and last observations studied here, no clear variations of the positions of the structures were found.

2.2. FORS1 observations

The observations were collected with the VLT-Antu telescope, equipped with the FORS1 focal reducer. The detector is a 2048×2048 thinned $24 \mu\text{m}$ pixel Tektronix chip. The field of view of individual images is $6.8' \times 6.8'$ with a pixel size of 0.2 arcsec (see Appenzeller et al. 1998). All the exposures were acquired in standard FORS1 service mode using a classical Bessel V -band filter. The available data consists of eight 10-min exposure and two 20-min exposure frames collected from 10 to 11 January 2000, leading to a total observing time of 2 h. The selected exposures were taken in dark time under very good seeing conditions and photometric sky. A few other 10-min frames were indeed rejected due to their moderate seeing conditions. The mean air-mass was 1.3. The telescope was shifted by a few arcseconds between individual images.

It was found that individual images reduced by the standard ESO reduction pipeline (includes standard corrections such as bias subtraction, flat fielding, etc., see Hanuschik & Amico 2000) were of rather poor quality. We suspect this was due to the use of a corrupted flat field. Therefore, a new reduction procedure was performed for all individual exposures (removal of cosmic and aberrant pixels, flat-fielding with a specific mean sky flat for each night, etc.). All exposures taken on the same night were then shifted and stacked. The final reduced image was built by adding the summed exposures collected during the same night, accounting for their respective total exposure time. It consists of 1900×1900 pixels corresponding to a total field of view of $6.3' \times 6.3'$. The resulting mean seeing, measured from the brightness profile of individual stars, was found to be around $0.65''$. The central core of IRC+10216 was measured with a S/N ratio larger than 100 per pixel and the S/N of the envelope at $20''$ from the center is around 5–6 per pixel. For a more detailed description of this reduction procedure see Vandame (2002), and a preliminary presentation of this image can be found in de Laverny (2003). Due to the wide field of this image, we estimated a PSF reference by using the median average of a set of suitable point-like stars, that were first background-subtracted, centered with sub-pixel accuracy, and normalized. The final FORS1 image (see Sect. 4) was deconvolved using a Richardson-Lucy algorithm (Richardson 1972; Lucy 1974).

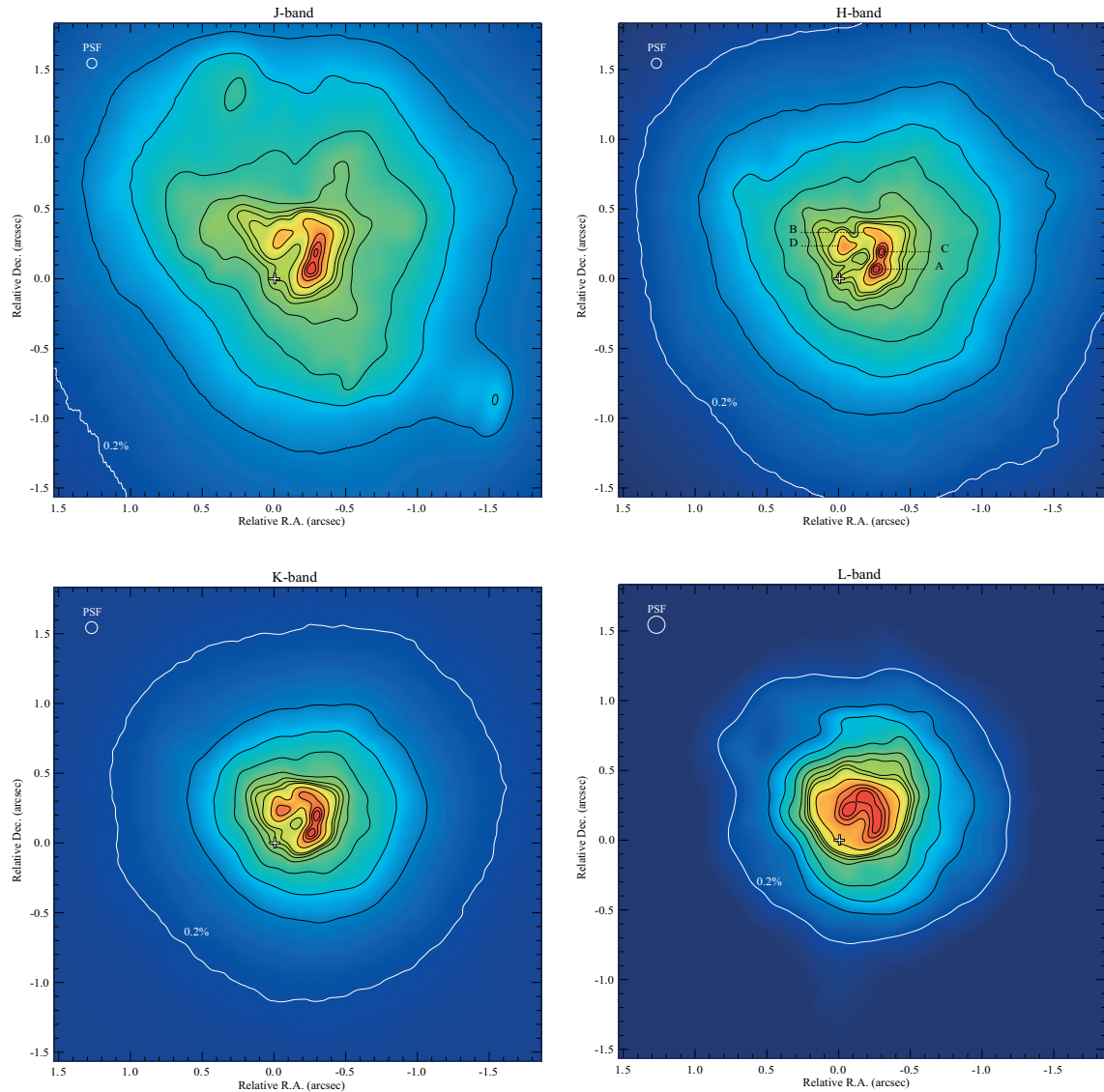


Fig. 1. NACO *JHKL* images of IRC+10216. Contour levels are 80, 60, 40, 20, 10, 8, 6, 4, 2, 1, 0.5, and 0.2% of the peak surface brightness. North is up and East is left. The white cross at each image center represents the assumed central star position and its size is proportional to the error of $0.03''$ as given by Murakawa et al. (2005). Clumps A to D of the *H*-band follow the Haniff & Buscher (1998) clump nomenclatures. The resolution is about 70 mas in the *J* and *H* bands, 80 mas in *K*, and 120 mas in *L* (represented by the circles at each image corner).

3. The CSE innermost regions

The *JHKL* diffraction-limited images of IRC+10216 are displayed in Fig. 1 with a log-scale for the brightness, so that details of the morphology at all flux levels can be seen. The labels A to D shown in the *H*-band image indicate the features identified and labeled by Haniff & Buscher (1998). The images have been centered at the central star location estimated by Murakawa et al. (2005). These authors have performed a polarimetric study of IRC+10216 in *H*-band that independently provides a possible central star position, after a series of contradictory hypotheses (see Weigelt et al. 2002 and Tuthill et al. 2005). Following Murakawa et al. (2005), we used clump A as a reference to identify the central star position. We note that their observations were made at the same epoch as the images presented here.

3.1. Morphology at different wavelengths

The images exhibit a bright and inhomogeneous structure that looks roughly like a ring (with a diameter of approximately $0.5''$)

composed of clumps (including clumps A to D) around an approximately circular depression. The depression is located at about $(0.15, 0.15)''$ from the image center and has about 6% of the intensity peak. Clumps A and C are the brightest features. Clump B appears as an elongated feature, at about the NE direction from clump C, and clump D seems to be a more spread-out feature. In addition, there is a faint and extended envelope, almost spherical (from $\sim 0.5''$ to more than $1''$ from the image center), which also appears to have its center in the ring depression. This depression could thus correspond to an apparent center of the images. The central star is located in the fainter SE region of this ring. Its position also coincides with a particular elongation in the ring brightness distribution, which is very clearly seen in the *H*-band image. Finally, we verified that the faintest structures seen in the *J*-band are ghosts, probably due to the light reflected in the NACO optics.

On the other hand, a clear difference between the *JHKL* images concerns the brightness variations of clumps A to D with respect to the image peaks. Clump A remains close to the intensity

peak in all bands, whereas clumps B and D are brighter at longer wavelengths (from about 10% and 20%, respectively, of the intensity peak in *J* to about 100% in *L*). The brightness of clump C increases more slightly and is always brighter than 80%. We also note that the brightness difference between the four clumps strongly decreases with increasing wavelength. The SE region of the ring, close to the assumed location of the central star, remains faint, varying from about 8% to 20% of the intensity peak from *J* to *L*. Finally, the extent of the external envelope seems to decrease with increasing wavelength. Considering its limits at 0.2% of the image peak brightness, we calculated its mean extent to be about $4.8''$, $3.5''$, $2.7''$, and $2.0''$ in the *J*-, *H*-, *K*-, and *L*-bands, respectively.

The clump brightness variations, as well as the extent of the envelope at different wavelengths, may reveal that we mostly detect, in *K* and *L*, the emission of the heated dust, whereas at shorter wavelengths the scattered stellar emission becomes more important. This agrees with models of the spectral energy distribution computed for IRC+10216 (see e.g. Maunon et al. 2003). In the *K* and *L* bands, the dust emission is indeed ~ 100 times larger than the scattered stellar light, which becomes dominant below $\sim 1 \mu\text{m}$. Therefore, we can deduce that most of the clumps seen close to the star in the *L*-band have approximately the same temperature. In contrast, optical depth effects in the *J*-band could explain the difference in brightness of the clumps.

3.2. Temporal variations

Temporal changes of the innermost regions of IRC+10216 have already been reported by Tuthill et al. (2000), Weigelt et al. (2002), and references therein. Weigelt et al. (2002) estimate approximately linear displacements between clumps A-C and A-D, and a possible acceleration of 5 mas yr^{-2} for the separation A-B. Tuthill et al. (2000, 2005) identify two sub-components in clump B: NE1 and NE2 close and far from clump C, hereafter referred to B_1 and B_2 , respectively. They propose that clumps B_1 , B_2 , and D move away from A, apparently with an uniform acceleration of 3.4 mas yr^{-2} .

We also applied a Fourier filtering procedure on the *H*-band¹ image in order to remove the structures of lower spatial frequencies (see Fig. 2). We then identified new features, in particular, the sub-features B'_0 , B'_1 , and B'_2 in clump B. We found a feature, not identified in previous works, close to the assumed star position (labeled H). We note that the star position assumed in this work could still be discussed and its connection with clump H is very unclear. This clump could be, for instance, a dust cloud just passing between the star and the observer. Future observations are needed to study the evolution of this clump with respect to the central star position.

Figure 2 shows estimated apparent trajectories for the previously detected clumps B_1 , B_2 , and D with respect to A. These estimations were made by assuming that the clumps move away from A, as proposed by Tuthill et al. (2000), and by taking their spatial separations into account. The solid arrows represent the displacement of these clumps during the interval of their observations, i.e. from January 1997 to April 1999. The dashed arrows show a prediction for the clump displacements up to March 2003 by assuming the averaged velocity of Tuthill et al. (2000). The

¹ We selected the *H*-band image (instead of the *K*-band image, which has been most commonly analyzed) because of its better spatial resolution and considerably better dynamic range. We verified that the detected clumps and their estimated positions are similar to those found in the *K*-band.

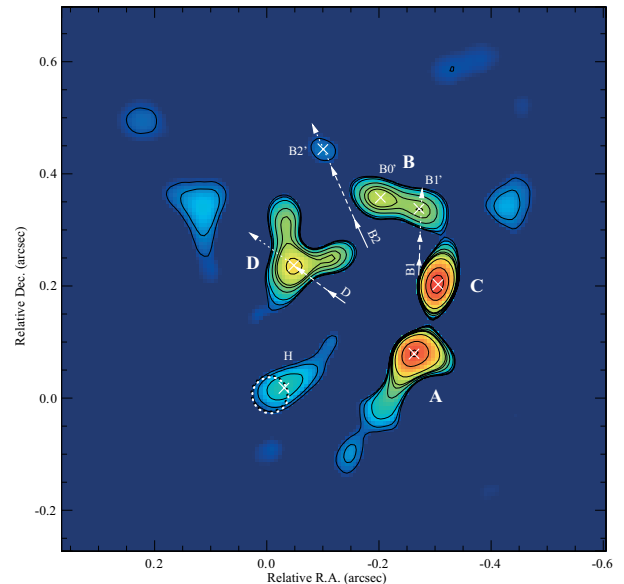


Fig. 2. *H*-band map of IRC+10216, where only the highest spatial frequencies of the brightness in the Fourier space have been kept. The contour levels are 80, 50, 20, 10, 8, 5, 2, 1, and 0.5% (this minimum level being the estimated noise). The dotted circle is the assumed star position, as in Fig. 1. Main clumps are indicated by the labels A to D and some sub-features by the smaller labels. The positions of these clumps are shown by the white crosses. Estimated trajectories (from the results of Tuthill et al. 2000) for some clumps with respect to clump A are also shown (see text for details).

dotted arrows represent an alternative prediction by assuming the acceleration law proposed by Tuthill et al. (2000). The error margins are about 10 mas for the dashed arrows and 30 mas for the dotted ones. We can see that the previous clumps B_1 and B_2 are most probably the current sub-features B'_1 and B'_2 , respectively. They are currently separated by 258 ± 20 , 394 ± 20 , and 261 ± 20 mas from A. Thus B_1 and B_2 appear to be less accelerated than expected. At the same time, clump D appears to have moved with a constant velocity. From the clump separations given by Weigelt et al. (2002), we also verified that clump C (currently located at 131 ± 20 mas from A) appears to be nearly motionless. Note that choosing clump A as a reference could give the illusion that the clumps escape from it. The clump motions are therefore not compatible with the uniform acceleration law proposed by previous studies, although some accelerations may exist for clumps B_1 and B_2 . New high angular-resolution observations are needed to disentangle the three-dimensional morphology of the innermost environment of IRC+10216 and to study the temporal variations of these clumps.

4. External layers of IRC+10216

Figure 3 shows the deconvolved wide-field *V*-band image of IRC+10216. As already shown by MH99-00, we see an extended halo composed of thin and irregular multiple-shells. They appear to be non-concentric and azimuthally incomplete. The CSE is seen due to external illumination by the ambient Galactic light, scattered by the dust. Since these photons can easily penetrate into the CSE (their optical depth from the outside towards the center being very low), the incomplete shells do reveal lower densities in some parts of the CSE. Obviously, the shell discontinuities cannot be caused by some shadowing effects due to more external material.

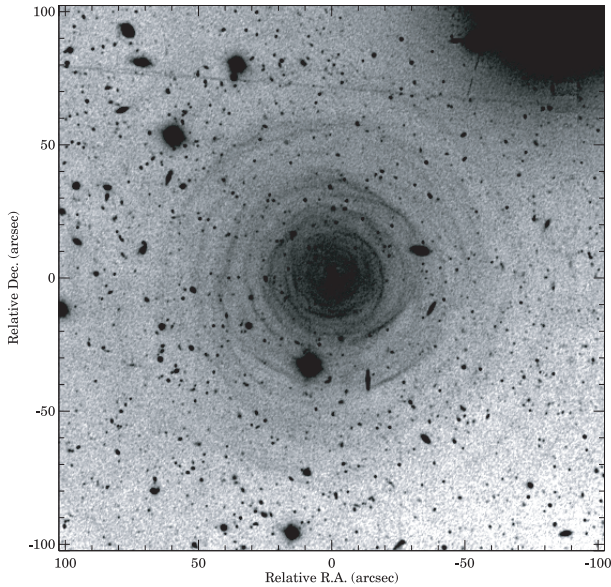


Fig. 3. FORS1 deconvolved V-band image of IRC+10216. North is up and East is left.

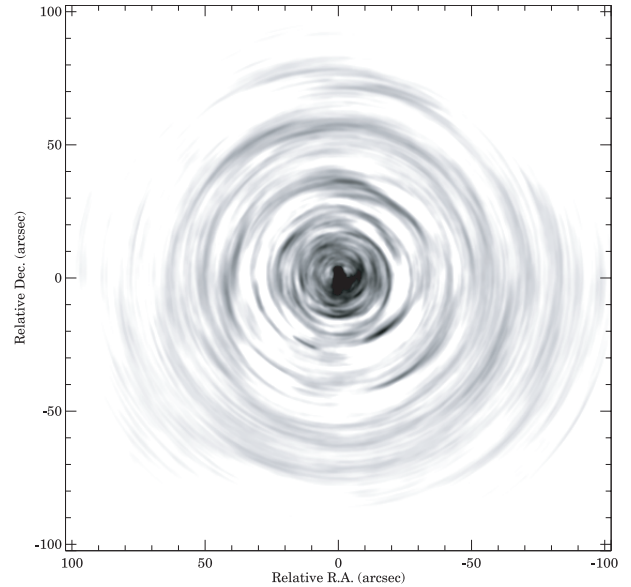


Fig. 5. Schematic map of the shells surrounding IRC+10216 (see text for details).

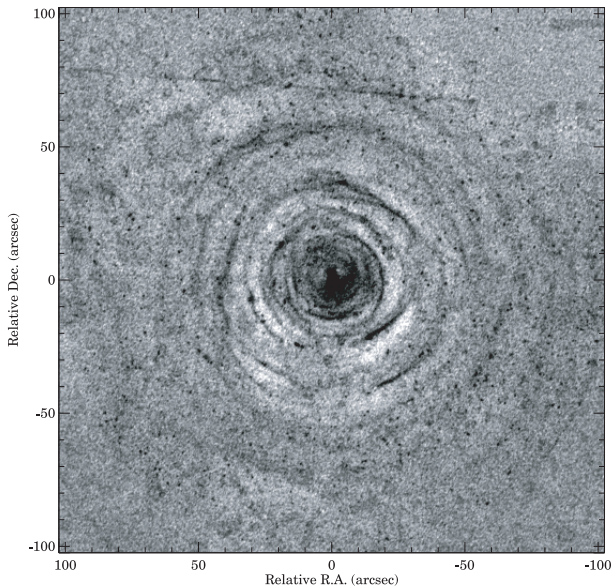


Fig. 4. Deconvolved V-band image after subtraction of the halo of the CSE and removal of most stars and galaxies.

4.1. Structure of the external layers

To emphasize the shell morphology, we removed the central extended halo by applying the same Fourier filtering procedure as for the NACO images. We also removed several sources (stars or galaxies) by selecting those with observed intensities larger than a prefixed threshold. The source pixels were replaced by averaged values taking the local background and the noise level into account. The resulting image is shown in Fig. 4. We then applied an azimuthal smoothing of 20° around the center. Although this decreases the spatial resolution in the azimuthal direction, the resulting map (Fig. 5) shows a clear visualization of the shells and gives a more realistic and complete pattern than that presented in previous works.

The shell distribution seen in Figs. 4 and 5 are similar to those reported before. For instance, the three faint and apparently thick shells at North, located at about $30\text{--}40''$, $50\text{--}60''$,

and $70\text{--}80''$ from the center, can also be seen in the CFHT image (MH99-00). However, these shells, being better resolved in the FORS1 images, appear to be composed of a complex sub-distribution of thinner ones. Similar thin shells located very close each other are clearly seen everywhere in the CSE. For instance, the shells labeled *e* and *f* by MH00 (located at distances from the center of about $55''$ and $58''$, between $347\text{--}20^\circ$ and $23\text{--}53^\circ$, respectively) are clearly mergers of complex thin-shell distributions. Another prominent shell located to the S at about $15''$ from the center joins series of slightly less prominent thinner ones distributed toward SE between $10\text{--}30''$ from the center. Moreover, even in the more internal regions, several thin shells seem to merge in thicker ones between about $4''$ and $20''$. The whole CSE thus appears to be composed of a complex of several thin irregular shells that could be identified as thicker ones in less resolved images. Finally, we note that the separation between apparently thick shells varies a lot with respect to the radial direction.

On the other hand, a smooth azimuthally radial profile derived by computing the mean of all the pixels found in annuli $0.9''$ thick (see MH99-00 for more details) confirms that the dust is detected up to about $200''$ (about 5800 stellar radii). That corresponds to material ejected about 8000 years ago (assuming an escape velocity of 14 km s^{-1} and a distance of 120 pc), i.e. an important fraction of an interpulse on the AGB. Actually, we do not see any edge for the dusty envelope, and we are limited by the detector size.

4.2. Thickness of the shells

MH00 propose that the shell thickness increases when increasing the distance from the center, in agreement with the natural expansion of the envelope. To analyze the shell profiles and to verify their finding, we propose here a new and more accurate method, by taking into account the non-concentric nature of the shells and the possibility that an apparently thick shell may be resolved into several thinner ones.

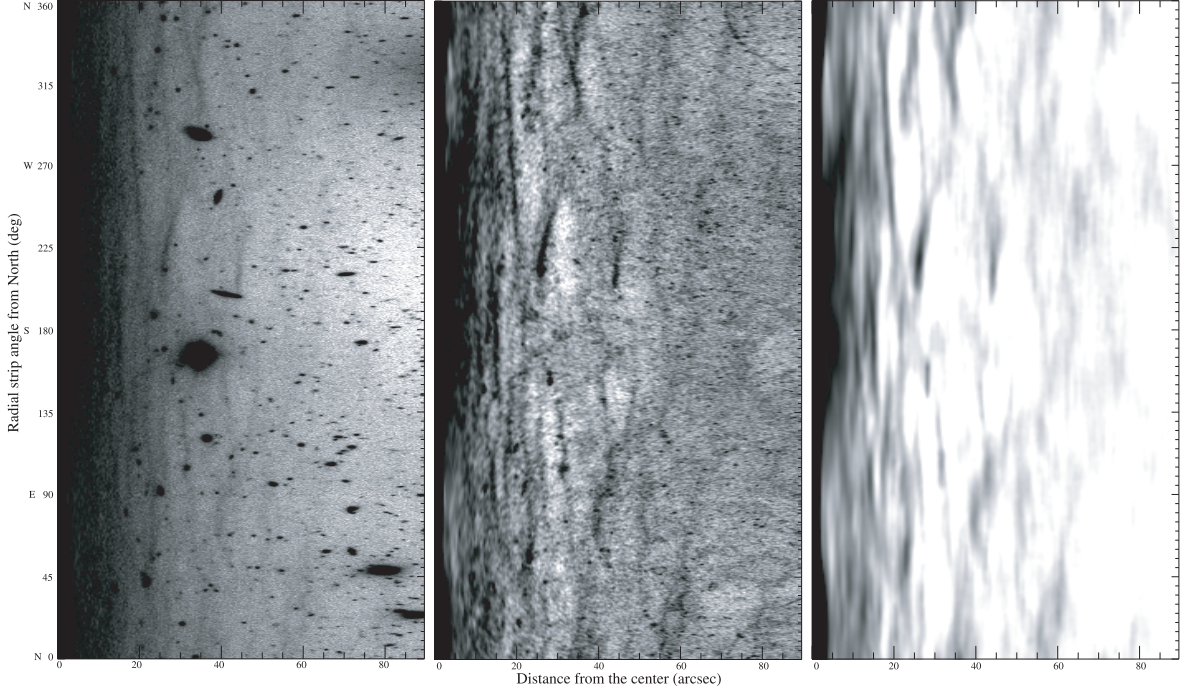


Fig. 6. Map of the shells transformed from polar coordinates to a Cartesian representation. Each horizontal section of these maps represents a narrow radial strip of the FORS1 images, the angles of the strips being with respect to North. Maps to the left, center, and right were derived from Figs. 3, 4 and 5, respectively.

Figure 6 shows the CSE morphology in a map of narrow² radial strips. From this diagram, we clearly see the non-concentric nature of the shells, as well as the complexity of their spatial distribution. For instance, the long and thin shell located at distances from the center of about 15–20'', between 220° and 340° from North, has an inclination of about 4° in this diagram with respect to the vertical axis. The shell located at distances from the center of about 30–35'', between 300° and 360° from North, has an inclination of about 17°. At the same time, there are shells with opposite orientations, such as those found at distances from the center of about 25–30'' and 45'', from 210° to 260°, and from 200° to 230°, respectively, which make angles of about -16° and -2° with respect to the vertical axis.

Regarding the profile of the thickest shells, we carefully analyzed the shell labeled *d* in MH00. Figure 7a shows its profile by applying the same method as those authors. Figure 7b shows the profile of the same shell estimated from the more restricted region located at a distance from the center of about 39'', between 70–90°, where it appears more regular. We then integrated profiles perpendicular to its direction and subtracted the extended halo contribution. The estimated *FWHM* of profile (a) is about 3.0'' (as in MH00), whereas it is about 2.6'' for profile (b). The error margins are around 0.4''. Although both estimates agree within the error bars, a deeper analysis of this shell reveals that even our profile (b) could be widened due to a merging of two thinner ones. Indeed, the profiles shown in Fig. 7 have two close peaks at offsets of about $\pm 0.5''$, which leads us to suspect that there are two thin shells close together in this region, hence, not spatially well resolved. We note that this shell was carefully analyzed, this pair of peaks being identified in every derived profile. If we decompose profile (b) in two close shells, their estimated *FWHM* are about $1.8'' \pm 0.4''$. In consequence,

² Radial sections with a thickness of 1 pixel and a rotation step of 0.2°. Interpolations between the original image pixels were applied at each step.

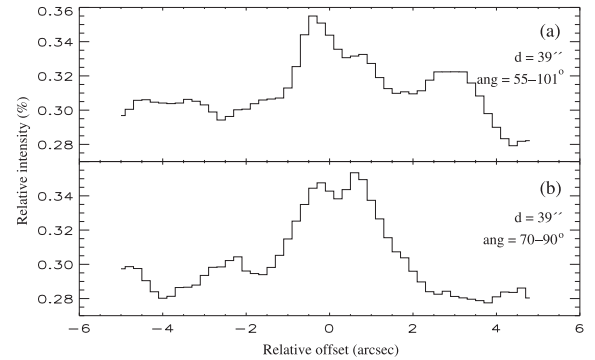


Fig. 7. Comparison of the profile of the shell *d* estimated as in MH00 (*top panel*) with its profile derived by our more complex method (*bottom panel*, see text for details). The distances from the center, *d*, of the shells and the ranges of their azimuthal angles from north, *ang*, are given. The relative intensity is with respect to the central peak brightness of the original image.

we derived several shell profiles by identifying, as above, well-resolved thin shells at different distances from the center (see Fig. 8). Profiles (a) to (d) have good *S/N* ratios. Profile (e) with a lower *S/N* ratio is actually a thin feature composing an apparently thicker shell that was also detected by MH00. The *FWHM* of the two features in profile (a) and the other four features in profiles (b) to (e) are, respectively, about: 1.2'', 1.6'', 1.5'', 1.7'', 1.6'', and 1.4''. The error margins are around 0.4''. In a more general way, we estimated the *FWHM* of 23 shells at radial distances from 4'' to 80'' (see Fig. 9). We found a mean *FWHM* value of 1.6'', with a standard deviation of 0.3''. The minimum *FWHM* value of 1.2'' was found for the innermost analyzed shell, located at about 4'' from the center between 40–100°, and also for two shells located at about 9'' and 11'' from the center, between 150–180° and 205–255°, respectively. The maximum *FWHM* value of 2.0'' is found for the shells located at about 24'' and 25'', between 105–135° and 60–85°,

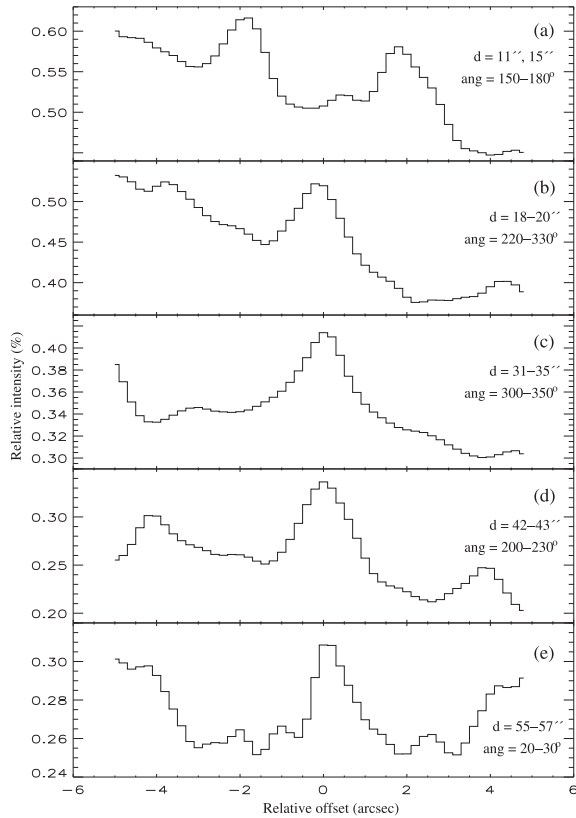


Fig. 8. Profiles of some shells considering their non-concentric nature (see text for details). There are two shells in panel (a) and one in the others. The given parameters follow the same definitions as in Fig. 7. The ranges in the shell distances from the center, d , are due to their non-concentric nature.

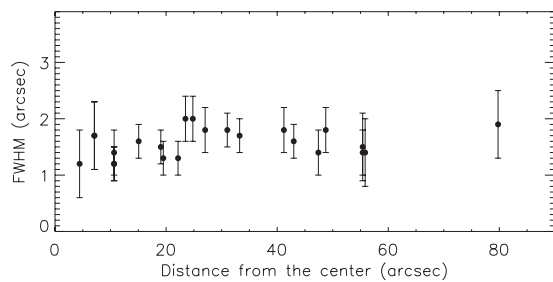


Fig. 9. Relation between the thickness of the shells and their distance from the center.

respectively. The furthest analyzed shell, located at about $80''$ from the center, between $30-45^\circ$, has $FWHM \approx 1.9''$. The error bars vary between $0.3''$ and $0.6''$. Thin shells are thus detected in the whole envelope and even far from the center. We therefore cannot derive a clearly increasing relation between the shell thickness and the distance from the center such as proposed by MH00. However, the shells found rather close from center could be resolved into even thinner ones. We therefore could have overestimated their thickness. In consequence, either the slope of the thickness variation with distance proposed by MH00 could still be valid but with very thin shells close to the star, or the shell thickness increases much less than estimated by these authors.

5. Global view of IRC+10216

In order to better understand the possible links existing between the almost spherical shells and the inner clumps, we describe

here the morphology of the inner CSE from the FORS1 image together with the NACO data.

Figure 10 (left panel) shows a closer view of Fig. 4. MH99-00 have detected three structures suspected to be shells in regions within about $3.1''$ from the center, whereas no such shells are found in our data, possibly because the HST data have a better spatial resolution, although a lower S/N ratio. The closest identifiable structures are located between $\sim 3''$ and $16''$ from the center. The core of the nebula appears clearly asymmetric. Two dominant lobes much brighter than the rest of the envelope lie around the center, together tracing a direction of about $22^\circ \pm 2^\circ$ with respect to North. The southern lobe is 40% brighter than the northern one. These features probably result from scattered stellar photons in contrast to the reflected galactic light seen elsewhere in the envelope. Such bipolar morphology could be an indication that scattering is more efficient in the polar direction. It could be roughly reproduced by a simple model of scattering dust grains in a non-spherical dusty envelope, with evacuated polar regions around the star, the system being tilted away from the observer (see e.g. Men'shchikov et al. 2001). We note, however, that the main shape of the bipolar nebula differs slightly from the one reported by MH00 from their HST image, possibly due to the spatial resolution.

Figure 10 (right panel) gives a representation of the IRC+10216 core by superposing the NACO and FORS images. The two images were arbitrarily positioned by coinciding their intensity peaks. We are aware that this assumption may be crude since the V and IR images stem from very different physical processes. However, this composite image represents, for the first time, both the extended layers and the bipolar core, together with the real size of the inner clumps, and makes it clear how difficult it is to find a link between such small and large scale morphologies. First, evidence of clumps far from the center was not found by Huggins & Maun (2002) in a previous analysis of the same FORS1 image. Second, shells cannot be identified in the NACO images. We note that, although the region composed of clumps A to D roughly looks like a ring, its center (the depression feature) is not compatible with the star position estimated by Murakawa et al. (2005). Finally, the bipolar structure detected in V-band is also not clearly identified in the near-IR.

6. Conclusion

We have described very high quality images of the CSE of IRC+10216, from its most inner regions to the most external ones. In the central arcsec scale of the JHKL images, sub-arcsec structures (or clumps) identified by other authors were recovered about 4 years later. We have also derived a map of the brightest clumps found close to the core of IRC+10216. The morphology of these clumps varies a lot with increasing wavelengths, and we propose that the closest structures have about the same temperature. Furthermore, by analyzing their apparent relative motion, we cannot confirm the uniform outflow acceleration previously proposed, since only two bright clumps appear to be accelerated (but at a lower rate than that already estimated), whereas others clumps could have a constant velocity or even no relative motion. On much larger spatial scales (up to a few arcmin), we present a new map of the non-spherical incomplete shells characterizing the CSE of IRC+10216. Owing to the high spatial resolution of our image, most of the thicker shells actually appear to be composed of thinner elongated ones. Their thicknesses appear rather uniformly distributed between about $1''$ and $2''$, regardless of the distance from the center. Finally, we combined the NACO and FORS images in order to provide a more global view of this

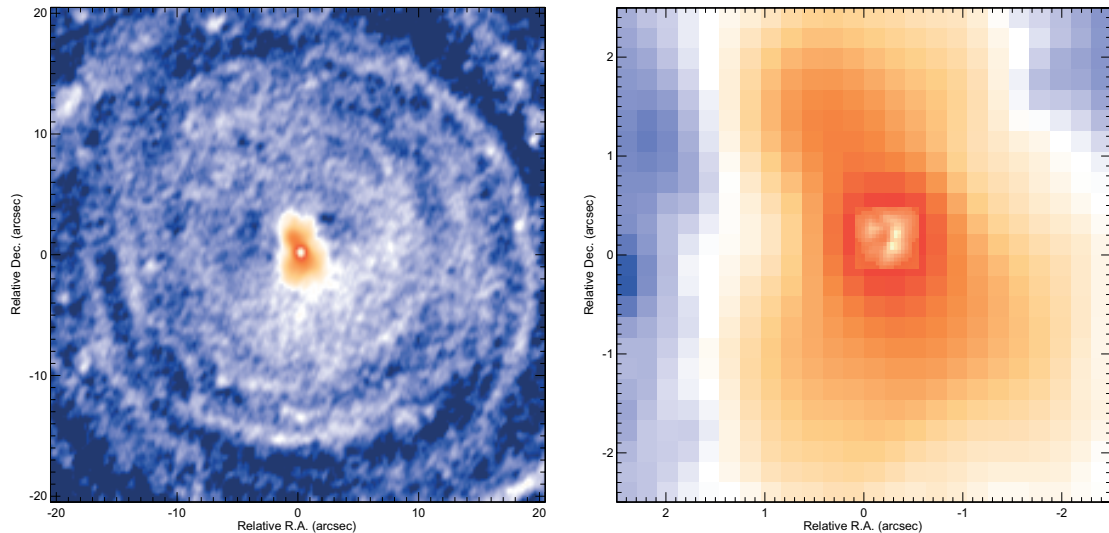


Fig. 10. View of the IRC+10216 CSE inner morphology. The left panel shows the closest structures around the center detected in V -band. The right panel shows the V -band image core, on which the NACO H -band image has been superposed. The overlapping assumes that the NACO and FORS peak brightness are found at the same location.

CSE and to compare the typical size of the clumps found very close to the center with the bipolar nebula and with the much more external shells.

This study has confirmed the very complex nature of the IRC+10216 envelope with asymmetries already present on the AGB. Neither the morphology at different spatial scales nor the motions detected very close to the center can be satisfactorily explained by current models of the mass-loss mechanisms in AGB stars and their typical time-scales. For instance, Steffen & Schönberner (2000) have studied the formation of such discrete shells and shown that short episodes of high mass-loss could translate into a narrow, high-density shell moving through the envelope. They also propose an alternative mechanism resulting from the interaction of a faster inner wind running into a slower outer one. However, very few shells seem to be produced by such mechanisms, and their mutual distance cannot be easily connected to the stellar evolution or stellar variability on the AGB. On the other hand, considering a more consistent model, Sandin & Höfner (2004, and references therein) predict shell density distributions that are not compatible with those observed around IRC+10216. Another scenario for the formation of the shells in a spherically symmetric stellar wind has been explored by Soker (2000, 2002). He proposes that these shells could be connected to cool magnetic spots on the stellar surface. If these spots are more concentrated near the equator, the mass-loss geometry could deviate from sphericity and thus favor the formation of shell-like features and/or clumps.

Moreover, it is interesting to note that the very complex structures found around IRC+10216 may affect the chemical composition of its envelope. For instance, the clumps detected very close to the central core may favor, by their thermodynamical properties, the formation of the graphite observed in presolar dust grains (Bernatowicz et al. 2005). Furthermore, the presence of high density shells in the photochemically active regions could change the molecular distribution in the envelope by blocking external UV photons (see e.g. MH00; Brown & Millar 2003). Then, high contrast shells of complex molecules may be formed more easily, as confirmed by some millimeter observations (see for instance, HCO^+ , C_2H , C_4H , and HC_5N maps by Guélin et al. 2000, and CO maps by Fong et al. 2003).

Finally, future high-spatial resolution images of this CSE are still mandatory in order to better understand the motions of its clumps (and in particular of clump H superposed on the assumed central star), their formation/fading, the central star position, and the possible evolution of the external shells as their three-dimensional morphology.

Acknowledgements. We thank N. Maun for fruitful and stimulating discussions through all these years and for his comments on the manuscript, and D. O'Brien for proofreading it. The Brazilian agencies CAPES and CNPq are thanked for financial support. P. de Laverny acknowledges support from the CNRS/INSU (*Actions Thématiques Innovantes*) and MESR (*Jeunes Chercheurs*).

References

- Appenzeller, I., et al. 1998, *The Messenger*, 94, 1
 Bernatowicz, T. J., Akande, O. W., Croat, T. K., et al. 2005, *ApJ*, 631, 988
 Brown, J. M., & Millar, T. J. 2003, *MNRAS*, 339, 1041
 Fong, D., Meixner, M., & Shah, R. Y. 2003, *ApJ*, 582, L39
 Guélin, M., Lucas, R., Neri, R., et al. 2000, in *IAU Symp.*, 197, 365, ed. Minh, & van Dishoek
 Haniff, C. A., & Buscher, D. F. 1998, *A&A*, 334, L5
 Hanuschik, R., & Amico, P. 2000, *The Messenger*, 99, 6
 Huggins, P. J., & Maun, N. 2002, *A&A*, 393, 273
 de Laverny, P. 2003, in *Mass-losing pulsating stars and their circumstellar matter*, ed. Y. Nakada, M. Honma, & M. Seki, *Astrophysics & Space Science Library*, 283, 197 (Kluwer Academic Press)
 Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., et al. 2003, *SPIE*, 4841, 944
 Lucy, L. B. 1974, *AJ*, 79, 745
 Mastrodemos, N., & Morris, M. 1999, *ApJ*, 523, 357
 Maun, N., & Huggins, P. J. 1999, *A&A*, 349, 203
 Maun, N., & Huggins, P. J. 2000, *A&A*, 359, 707
 Maun, N., de Laverny, P., & Lopez, B. 2003, *A&A*, 401, 985
 Men'shchikov, A. B., Balega, Y., Blöcker, et al. 2001, *A&A*, 368, 497
 Murakawa, K., Suto, H., Oya, S., et al. 2005, *A&A*, 436, 601
 Richardson, W. H. 1972, *JOSA*, 62, 55
 Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., et al. 2000, *SPIE*, 4007, 72
 Sandin, C., & Höfner, S. 2004, *A&A*, 413, 789
 Simis, Y. J. W., Icke, V., & Dominik, C. 2001, *A&A*, 371, 205
 Soker, N. 2000, *ApJ*, 540, 436
 Soker, N. 2002, *ApJ*, 570, 369
 Steffen, M., & Schönberner, D. 2000, *A&A*, 357, 180
 Su, K. Y. L. 2004, *ASPC*, 313, 247
 Tuthill, P. G., Monnier, J. D., Danchi, W. C., et al. 2000, *ApJ*, 543, 284
 Tuthill, P. G., Monnier, J. D., & Danchi, W. C. 2005, *ApJ*, 624, 352
 Vandame, B. 2002, *SPIE*, 4847, 123
 Weigelt, G., Balega, Y., Blöcker, T., et al. 1998, *A&A*, 333, L51
 Weigelt, G., Balega, Y. Y., Blöcker, T., et al. 2002, *A&A*, 392, 131

LETTER TO THE EDITOR

A snapshot of the inner dusty regions of a R CrB-type variable^{★,★★}

I. C. Leão^{1,2}, P. de Laverny¹, O. Chesneau³, D. Mékarnia^{1,***}, and J. R. De Medeiros²

¹ Observatoire de la Côte d'Azur, Dpt Cassiopée, CNRS – UMR 6202, BP 4229, 06304 Nice Cedex 4, France
e-mail: laverny@obs-nice.fr

² Departamento de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Norte, 59072-970 Natal, RN, Brazil

³ Observatoire de la Côte d'Azur, Dpt Gemini – CNRS – UMR 6203, Avenue Copernic, 06130 Grasse, France

Received 19 January 2007 / Accepted 28 January 2007

ABSTRACT

Context. R Coronae Borealis (R CrB) variable stars are suspected to sporadically eject optically thick dust clouds causing, when one of them lies on the line-of-sight, a huge brightness decline in visible light. Direct detections with 8-m class adaptive optics of such clouds located at about 0.2–0.3 arcsec from the center (~1000 stellar radii) were recently reported for RY Sgr, the brightest R CrB of the southern hemisphere.

Aims. Mid-infrared interferometric observations of RY Sgr allowed us to explore the circumstellar regions much closer to the central star (~20–40 mas) to look for the signature of any heterogeneities and to characterize them.

Methods. Using the VLTI/MIDI instrument, five dispersed visibility curves in the N-band were recorded in May and June 2005 with different projected baselines oriented towards two roughly perpendicular directions. The large spatial frequencies' visibility curves exhibit a sinusoidal shape, whereas, at shorter spatial frequencies' visibility curves follow a Gaussian decrease. These observations are well interpreted with a geometrical model consisting of a central star surrounded by an extended circumstellar envelope in which one bright cloud is embedded.

Results. Within this simple geometrical scheme, the inner 110 AU dusty environment of RY Sgr is dominated at the time of observations by a single dusty cloud, which at 10 μm represents ~10% of the total flux of the whole system, slightly less than the star flux. The cloud is located at about 100 stellar radii (or ~30 AU) from the center toward the East-North-East direction (or the symmetric direction with respect to center) within a circumstellar envelope whose FWHM is about 120 stellar radii. This first detection of a cloud so close to the central star supports the classical scenario of the R CrB brightness variations in the optical spectral domain and demonstrates the feasibility of a temporal monitoring of the dusty environment of this star on a monthly scale.

Key words. stars: AGB and post-AGB – stars: variables: general – stars: individual: RY Sagittarii – stars: mass-loss – stars: circumstellar matter – techniques: interferometric

1. Introduction

R Coronae Borealis (R CrB) variable stars are hydrogen-deficient supergiants exhibiting erratic variabilities. Their visual light curve is indeed characterized by unpredicted declines of up to 8 mag with a time-scale of weeks, the return to normal light being much slower (see Clayton 1996, for a review). It has been accepted for decades that such fading could be due to obscurations of the stellar surface by newly formed dusty clouds. Over the years, several indices confirming this scenario were reported although no direct detections of such clouds have been performed. Recently, NACO/VLT near-infrared adaptive optics observations by de Laverny & Mékarnia (2004, Paper I) detected clear evidence of the presence of such clouds around RY Sgr, the brightest R CrB variable in the southern hemisphere. New information about the inner circumstellar regions of these stars were derived as, for instance, (i) several bright and large dusty clouds

are present around R CrB variables; (ii) they have been detected in any directions at several hundred stellar radii of RY Sgr; and (iii) they can be as bright as 2% of the stellar flux in the near-infrared... This was the first direct confirmation of the standard scenario explaining R CrB variable stars' light variations by the presence of heterogeneities in their inner circumstellar envelope.

However, the precise location of the formation of such dust clouds is still unclear. The brightest cloud detected in Paper I indeed lies at several hundred stellar radii from the center, but it was certainly formed much closer. This cannot help to disentangle between the two commonly proposed scenarios regarding the location of the dust formation in the vicinity of R CrB variable stars to explain their fadings: either the dust is formed very close to the stellar surface (~2 R_* or even less) above large convection cells or it is formed in more distant regions at ~20 R_* , where the temperature is lower to form dust more easily (see Clayton 1996 and Feast 1997). Nothing is known about the physical and chemical properties of these clouds, witnesses of nucleation processes in a rather hot environment. Indeed, the temperature of the layers where they are formed is certainly too high for classical dust formation theories and departures from the chemical and thermodynamical equilibria therefore have to be invoked.

In the present Letter, we report on the interferometric detection of a dusty cloud in the very inner environment of RY Sgr,

* Based on observations collected with the VLTI/MIDI instrument at Paranal Observatory, ESO (Chile) – Programme 75.D-0660.

** FITS files for the visibilities are only available in electronic form at the CDS via anonymous ftp to

cdsarc.u-strasbg.fr (130.79.128.5) or via <http://cdsweb.u-strasbg.fr/cgi-bin/qcat?J/A+A/466/L1>

*** Winterover 2007 at Concordia base (IPEV-PNRA), Dome C, Antarctic.

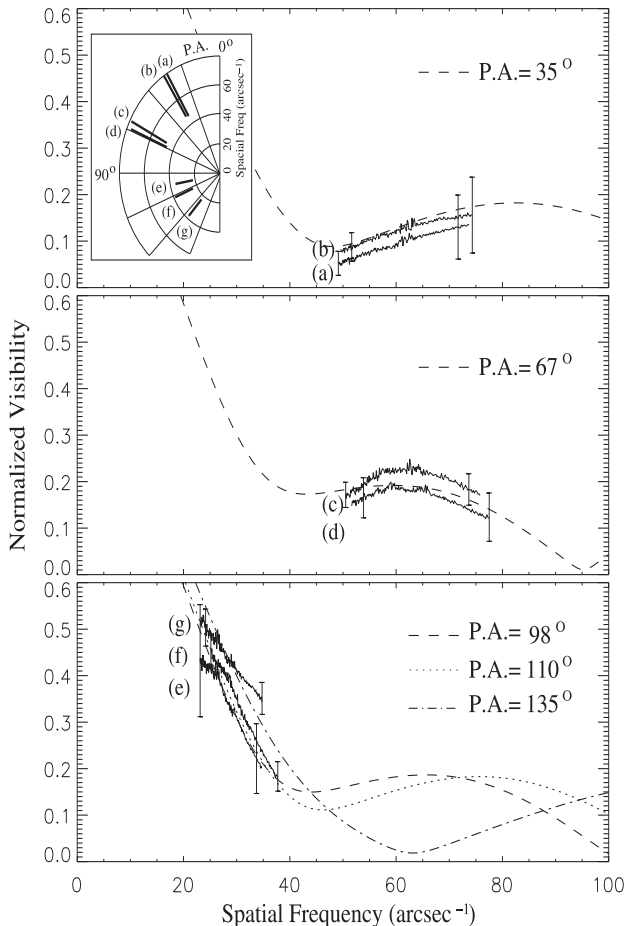


Fig. 1. Observed visibilities as a function of spatial frequency and PA. The chart of the observed baselines, representing their projected lengths and PAs, is shown at the top-left corner, with the same labels as in Table 1. The different PAs are also indicated in each panel. The total error bars on the visibilities are shown at each curve extremity to illustrate their mean variations as a function of wavelength. The non-solid curves represent PA sections of the theoretical fit with parameters described in Sect. 3, neglecting any morphological variations with wavelength.

i.e. in regions located about one-tenth of the distance reported in Paper I. We present the observations and their reduction in Sect. 2. The interpretation of the collected visibility curves with a geometrical model is described in Sect. 3. We then validate the adopted model with respect to more complex geometries of the circumstellar environment of RY Sgr. In the last section, we finally discuss our results within the framework of our understanding of R CrB variable stars' variability.

2. Observations and data reduction

N-band interferometric data of RY Sgr were collected in 2005 with the VLTI/MIDI-infrared Interferometric Instrument (MIDI; Leinert et al. 2003). Seven runs were executed, using two different telescope pairs (UT1-UT4 and UT3-UT4) and five different baselines. Their orientations are shown in Fig. 1 (top panel). All observing runs were collected under rather good atmospheric conditions. The observations were executed in the so-called High-Sens mode, with 4 templates: acquisition, fringe search, fringe tracking, and photometry. These templates provide, in addition to the dispersed (7.5–13.5 μm) correlated flux visibilities, N-band adaptive optics-corrected acquisition images

Table 1. MIDI observations log of RY Sgr and its calibrator.

Base	Date	RY Sgr		HD 177716
		UT Time	Proj. Baseline length PA (m) (deg)	UT time
UT3-4	2005 May 26	<i>e</i>	06:01-06:11 57 98	04:54–05:04
		<i>g</i>	10:11-10:21 57 135	10:36–10:46
UT1-4	2005 June 25	<i>a</i>	03:01-03:10 122 34	02:28–02:36
		<i>b</i>	03:12-03:20 123 36	03:44–03:52
		<i>c</i>	06:18-06:26 128 65	05:52–06:00
	2005 June 26	<i>d</i>	06:42-06:50 125 68	06:19–06:28
UT3-4	2005 June 28	<i>f</i>	05:28-05:36 62 110	05:05–05:13

Note: For baseline labels *a–g*, see Fig. 1.

and spectro-photometric data for each baseline. We used the grism for wavelength dispersion ($\lambda/\Delta\lambda = 230$) and HD 177716 as the interferometric, spectrophotometric, and imaging calibrator. The observing log is summarized in Table 1.

The observations have been reduced using the MIA software¹. The fringe tracking of baselines *a* and *c* was not satisfactory and good scans were carefully selected based on the histogram of the Fourier amplitude. The error on the visibilities were estimated by examining level and shape fluctuations of several calibrator visibility curves collected ± 2 h around every RY Sgr observation. We note that the uncertainties on the visibilities are mostly achromatic and are dominated by the fluctuations of the photometry between the fringe and photometric measurements. The error on the spectral shape of the visibility is smaller than 2% of the visibilities and is considered in the following as an important constraint of the model fitting process. The visibility curves are shown in Fig. 1. The MIDI spectrum of RY Sgr was calibrated using a template of HD 177716 (Cohen et al. 1999) and a mean flux error of 12% was estimated from the level fluctuations of all collected spectra. The MIDI spectrum of RY Sgr is similar to the ISO one, but about 25% fainter (probably due to photometric variations and the smaller field-of-view of MIDI). Both spectra exhibit a slow decline between 7.5 and 13.5 μm , compatible with a continuum dominated by hot dust emission. Finally, we processed the 8.7 μm acquisition images of a single 8 m telescope (the FWHM of the beam is 225 mas) by using a shift-and-add procedure, and found that RY Sgr is unresolved. Moreover, no structures were resolved in these N-band images with a field-of-view of $\sim 2''$ and rather low dynamics (~ 20 –40).

3. Interpretation of the visibility curves

Figure 1 shows the visibility curves as a function of spatial frequency and position angle (PA). Let us recall that the shapes of these curves are determined both by an apparently monotonic change of the object geometrical characteristics between 7.5 and 13.5 μm and the linear decrease of the resolving power of the interferometer with wavelength. Nevertheless, in a first-order analysis, we neglect any variations with wavelength of the source geometry and tried to fit the curves with simple monochromatic geometric models. This approach gives us fundamental constraints to determine the global morphology of this object in the N-band. Morphological variations with wavelength will be discussed hereafter.

We identify two main signatures in the observed visibility curves. At low spatial frequencies and PA $> 90^\circ$ (baselines

¹ <http://www.mpia-hd.mpg.de/MIDISOFT/>

labeled *e* to *g*), the visibility curves have a Gaussian shape, while, at higher spatial frequencies and $PA < 90^\circ$ (projected baselines labeled *a* to *d*), they follow a sinusoidal shape, typical of a two-component signature. These interferometric signatures can be easily interpreted with a geometrical model consisting of a central star and a cloud (the sinusoidal component in the Fourier space), embedded within an extended circumstellar envelope (the Gaussian component).

We calculated theoretical visibility curves for this geometrical model and adjusted its parameters to obtain the most reasonable fit. Let us recall that the errors on the shape of the visibility curves are rather small compared to those on their level. We have therefore given a larger weight for the curve shapes than for their levels to adjust the fit. In this way, we estimated a separation for the cloud of 16 ± 1 mas from the central star and a PA of $75^\circ \pm 10^\circ$ (modulo 180° , because of the central symmetry of the u - v plane). We estimated the FWHM of the Gaussian CSE to be 18 ± 3 mas. The central star contributes to $10\% \pm 2\%$ of the total N-band flux of the whole system, close to the cloud contribution ($8\% \pm 2\%$). The best fit of the visibility curves (with no morphological variations with wavelength, in particular the relative fluxes between its three components) for these parameter values are shown in Fig. 1.

In a more detailed analysis, we considered possible spectral variations of the model parameters. The modeled visibilities are displayed as a function of wavelength for each observed baseline in Fig. 2. We started by assuming that the estimated distance between the cloud and the center as its PA have to be constant within the full N-band. The parameters that are allowed to vary in the observed wavelength range were the FWHM of the envelope and the relative fluxes of the star, the cloud, and the envelope, using the first order analysis presented above as a starting point. Very good fits were found with parameter values close to those given in the global analysis, confirming this first solution. In addition, we also found that the CSE FWHM grows slightly from 17 to 19 mas (within uncertainty of ± 3 mas) toward larger wavelengths, whereas no significant variation of the stellar and cloud fluxes were observed. Actually, although smaller errors on the visibility curves would help, there is a degeneracy when estimating any spectral variation of the flux of each component with the simple geometrical model considered above. For instance, we see in Fig. 1 that the shapes of the visibility curves *c* and *d* are slightly more bent than their theoretical fit. They could be better fitted either by slightly decreasing the stellar flux with increasing wavelength or by slightly increasing the cloud or the CSE contributions with increasing wavelength. A more complete coverage of the observed (u , v) plane is required to disentangle this degeneracy.

4. Validity of the proposed model

Since the five collected baselines cover almost the whole (u , v)-plane, we can safely claim that we have detected the brightest clump in the dusty CSE of RY Sgr. However, the geometry of this CSE could be more complex than described above. We therefore discuss the effects on the visibility curve of some departures in the proposed model here.

First, the smoothness of the visibility curves leads us to discard the hypothesis of a dusty environment filled by several more or less bright clumps. Indeed, any other heterogeneities in the CSE would contribute with rather small perturbations to visibilities, slightly changing the shapes and levels of the curves. To test this hypothesis, we thus analyzed the effects of the presence of another unresolved clump on our best model. We then estimated

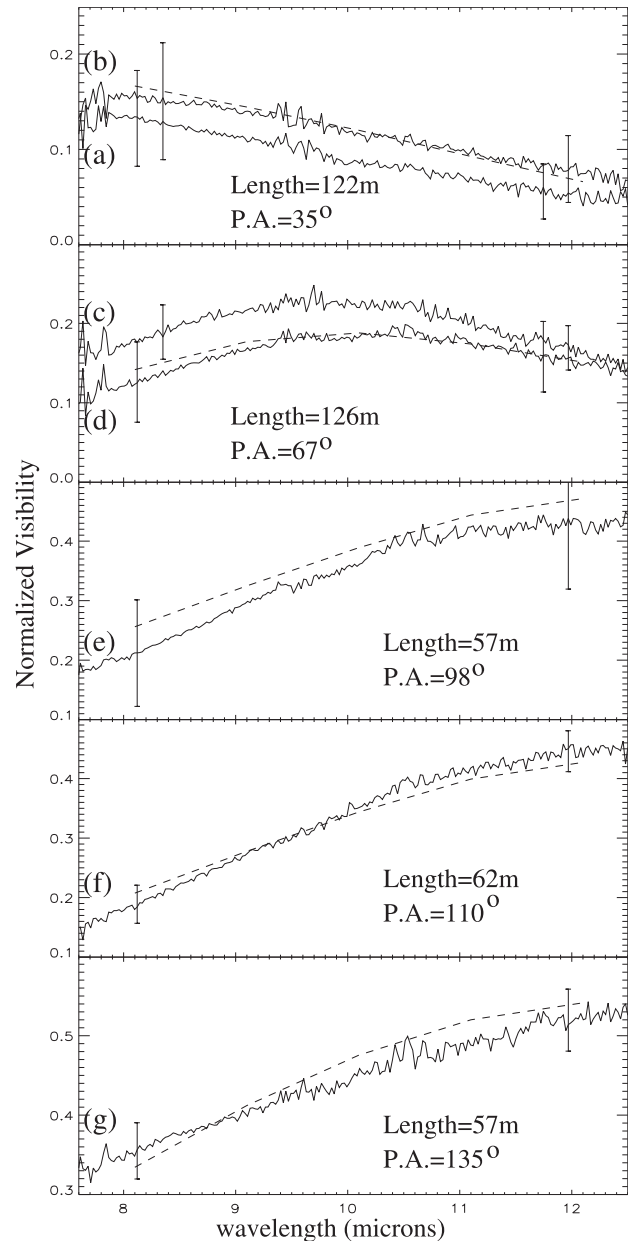


Fig. 2. Visibility curves as a function of wavelength for the different baselines. Their respective lengths and PAs are indicated in each panel. The total error bars on the visibilities are shown at each curve extremity to illustrate their mean variations as a function of wavelength. Best theoretical fits (taking into account any morphological variations with wavelength, see end of Sect. 3) are shown as dashed lines.

in which conditions it could be confidently detected with the present dataset. Assuming the values estimated in Sect. 3 for the stellar flux and for the CSE flux and size, we found that none of the following heterogeneities would have been distinguishable in addition to the already detected cloud: (i) any cloud closer than typically 3–4 mas from the star because of the limited projected baselines (~ 130 m); (ii) any cloud closer than typically 3–4 mas around the main clump at the same PA; or (iii) any clump fainter than ~ 1 – 2% of the total flux and located at a typical distance of 5–60 mas from the central star (depending on PA). We also point out that the circumstellar layers located beyond 60 mas are too extended to be efficiently explored with the MIDI instrument.

As another verification, we can also see in Fig. 1 that the visibility curves e and f with the lower spatial frequency range are almost straight and smooth and that the sinusoidal contribution is noticeable only at larger frequencies. Thus, any bright cloud located at a larger separation than estimated before would produce, in these two visibility curves, a sinusoidal modulation that is not observed. This would also not reproduce the relatively smoothed shape of the visibility curves a and b . Therefore, we are confident in claiming that the contribution of a unique cloud as described in Sect. 3 simultaneously fits the five visibility curves well. Any contribution from any other structure must be much fainter than the main cloud already detected.

The strongest departure of the model with the observed visibilities is seen in curve g , the only dataset recorded in May 2005. We investigated whether this departure could be explained by a displacement of the cloud. Considering a typical escape velocity of 275 km s^{-1} (Clayton et al. 2003) for RY Sgr and a distance of about 1.9 kpc (see Paper I), we estimate that this cloud could have moved radially by about 2–3 mas in one month, but we found that such a displacement does not strongly affect the theoretical visibility curves. Another option is to add a second cloud with about 5% of the total flux, at a separation of about 30 mas from the central star, and a PA of about 135° , to the geometrical model. This putative cloud has to be fainter than about 2% one month later to be compatible with the other visibility curves. This may indicate a large dilution of the cloud, but the lack of data at high spatial frequencies for $\text{PA} > 90^\circ$ does not allow us to clearly verify that possibility.

Finally, we point out that the inclusion of any additional features to the geometrical model could certainly help to better adjust the shapes of the theoretical visibility curves, but without providing more precise information. Indeed, the more we increase the complexity of a geometrical model, the more degenerated its parameters remain. In any case, any other features that could be present in the CSE of RY Sgr would probably be faint or very close to the central star, contributing only by small perturbations to the visibility curves.

5. Discussion

The collected VLTI/MIDI observations are well interpreted with the simple geometrical model of the dusty environment of RY Sgr described in Sect. 3. Owing to this unprecedented study, we can claim that we have explored the inner 60 mas of the RY Sgr environment with a dynamic range better than 20. That corresponds to about 110 AU (following Paper I, we assume a distance of about 1.9 kpc and a photospheric angular radius of ~ 0.15 mas for the central star). We can estimate that the CSE has a FWHM of about $120 R_*$, or ~ 35 AU, and the detected cloud lies at about $100 R_*$ from the central star (~ 30 AU). This is the closest dusty cloud ever detected around a R CrB-type variable since the first direct detection with the ESO/NACO instrument (see Paper I). However, such a distance is still too large to disentangle the two different scenarios proposed for the formation location of dusty clouds around R CrB variables, either at $\sim 2 R_*$ or $\sim 20 R_*$ from the central star. Interferometric observations with larger baselines and at a smaller wavelength could help to settle this issue. Using longer baselines in mid-IR is not an easy task: RY Sgr can safely be observed with the VLTI 1.8 m

Auxiliary Telescopes with baselines up to ~ 50 m, then the correlated flux drops below the MIDI sensitivity limit. Observing at shorter wavelengths with the VLTI/AMBER near-IR recombiner appears to be a better solution. The clouds close to the star should be hotter, slightly improving the contrast, the spatial resolution is strongly increased, and the accuracy better than in the N-band. Moreover, the closure phase provided by the use of three telescopes simultaneously is a powerful additional constraint, helping for the time monitoring of this kind of object.

Moreover, assuming an improbable maximum value of about 275 km s^{-1} for the velocity projected on the sky of the detected cloud, one can estimate that its ejection occurred more than ~ 6 months before the epoch of the observations. We found, in the AAVSO² light curves of RY Sgr, that between early 2002 and the time of our observations, two dimming events occurred about 8 and 6 months before the VLTI observations. Their durations were around 40 days and 4 months, respectively, and their recovering to maximum light took about 10 days and 2–3 months, respectively. The cloud detected with MIDI was probably not one of those responsible for the dimming reported by AAVSO, since this would require too fast a displacement between the line-of-sight (epoch of the minimum of brightness in the optical) and its location at the date of the MIDI observations. The detected cloud could, however, be related to a series of ejections that produced the dimmings seen in the AAVSO light curves. With such a hypothesis, R CrB-type variables could experience intense periods of material ejection, and, up to now, only part of the lost matter was detected during a dimming episode.

Finally, we emphasize that the observations presented here represent a snapshot obtained within one month, June 2005. We still do not know how the detected structures evolve with time, what their radial velocity compared to the one of the dusty wind is, and how long they are steady. Since dust clouds are detected rather far from the central star, we hypothesized in Paper I that they are steady over periods of a few years. They probably move away from the central star, leading to less obscuration of the stellar surface, and their return to normal light would then not be caused by the evaporation of the clouds close to the stellar photosphere as it has been suggested. Time series of visibility curves collected over several months could give crucial information about any displacement of the heterogeneities found around R CrB variables. This would definitively prove that (i) a dimming event would be related to an ejection of a dusty cloud on the line-of-sight and to a sporadic ejection of stellar material towards any other direction; and (ii) the duration of the return to maximum of brightness would simply result from the displacement of a cloud away from the line-of-sight.

Acknowledgements. We are grateful to the variable star observations from the AAVSO International Database, contributed by observers worldwide and used in this research.

References

- Clayton, G. C. 1996, PASP, 108, 225
- Clayton, G. C., Geballe, T. R., & Luciana, L. 2003, ApJ, 595, 412
- Cohen, M., Walker, R. G., Carter, B., et al. 1999, AJ, 117, 1864
- de Laverny, P., & Mékarnia, D. 2004, A&A, 428, L13, Paper I
- Feast, M. W. 1997, MNRAS, 285, 339
- Leinert, Ch., Graser, U., Richichi, A., et al. 2003, Msng, 112, 13

² <http://www.aavso.org/>

Referências Bibliográficas

- ¹ Aitken, R.G. 1923, PASP, 35, 323
- ² Appenzeller, I., Fricke, K., Fürtig, W. et al. 1998, The Messenger, 94, 1
- ³ Balick, B. 1987, AJ, 94, 671
- ⁴ Balick, B. 1993, IAUS, 155, 131
- ⁵ Bergeat, J., & Chevallier, L. 2005, A&A, 429, 235
- ⁶ Bergman, P., Kerschbaum, F., & Olofsson, H. 2000, A&A, 353, 257
- ⁷ Bernatowicz, T.J., Akande, O.W., Croat, T.K., et al. 2005, ApJ, 631, 988
- ⁸ Biller, B. A., Close, L. M., Li, A. et al. 2005, ApJ, 620, 450
- ⁹ Bowers, P. F., & Knapp, G. R. 1988, ApJ, 332, 299
- ¹⁰ Brown, J.M., & Millar, T.J. 2003, MNRAS, 339, 1041
- ¹¹ Castelaz, M. W., & Luttermoser, D. G. 1997, AJ, 114, 1584
- ¹² Chesneau, O., Banerjee, D., Millour, F. et al. 2008, A&A, *in press.*, arXiv:0804.4129v1 [astro-ph]
- ¹³ Clayton, G.C. 1996, PASP, 108, 225
- ¹⁴ Clayton, G.C. & Schulte-Ladbeck, R.E. 1997, ApJ, 476, 870
- ¹⁵ Clayton, G.C., Geballe, T.R., & Luciana, L. 2003, ApJ, 595, 412
- ¹⁶ Clayton, G.C. et al. 2008, em preparação.

- ¹⁷ Cohen, M., Walker, R.G., Carter, B. et al. 1999, *AJ*, 117, 1864
- ¹⁸ Corradi, R. L. M., & Schwarz, H. E. 1995, *A&A*, 293, 871
- ¹⁹ Dinh-V-Trung, & Lim, J. 2008, *ApJ*, 678, 303
- ²⁰ Feast, M.W. 1997, *MNRAS*, 285, 339
- ²¹ Feast, M.W., Whitelock, P.A., Catchpole, R.M., et al. 1984, *MNRAS*, 211, 331
- ²² Fong, D., Meixner, M., & Shah, R.Y. 2003, *ApJ*, 582, L39
- ²³ Frieden, B.R. 1975, in *Picture processing and digital filtering*, p. 177, Huang, T.S. ed., *Topics in Applied Physics vol. 6*, Springer, Berlin.
- ²⁴ García-Segura, G., Langer, N., Różyczka, M., et al. 1999, *ApJ*, 517, 767
- ²⁵ Guélin M., Lucas R., Neri R., et al. 2000, in *IAU Symp 197*, p.365, Minh & van Dishoek eds.
- ²⁶ Habing, H.J. 1996, *A&ARv*, 7, 97
- ²⁷ Haniff, C.A. & Buscher, D.F. 1998, *A&A*, 334, L5
- ²⁸ Hanuschik R., Amico P. 2000, *The Messenger*, 99, 6
- ²⁹ Hartmann, L., & Apruzese, J.P. 1976, *ApJ*, 203, 610
- ³⁰ Hofmann, K.-H., Balega, Y., Blöcker, T. et al. 2001, *A&A*, 379, 529
- ³¹ Huggins, P. J., & Mauron, N. 2002, *A&A*, 393, 273
- ³² Iben, I., & Renzini, A. 1983, *ARA&A*, 21, 271
- ³³ Ireland, M. J. et al. 2007, *ApJ*, 662, 651
- ³⁴ Karovska, M., Hack, W., Raymond, J. et al. 1997, *ApJ*, 482, L175
- ³⁵ Karovska, M., Nisenson, P., Papaliolios, C. et al. 1991, *ApJ*, 374, L51
- ³⁶ Karovska, M. 1999, *IAUS*, 191, 139

- ³⁷ Karovska, M., Schlegel, E., Hack, W., Raymond, J. C., Wood, B. E. 2005, *ApJ*, 623, L137
- ³⁸ Karovska, M. 2006, *ESASP*, 604, 183
- ³⁹ Knapp, G. R., Pourbaix, D., Platais, I., & Jorissen, A. 2003, *A&A*, 403, 993
- ⁴⁰ Kwok, S. 1993, *ARA&A*, 31, 63
- ⁴¹ Lagadec, E., Mékarnia, D., de Freitas Pacheco et al. 2005a, *A&A*, 433, 553
- ⁴² Lagadec, E. 2005b, PhD Thesis, Observatoire de la Côte d'Azur, Nice, France.
- ⁴³ de Laverny, P. 2003, in *Mass-losing pulsating stars and their circumstellar matter*, p. 197, Nakada Y., Honma M., Seki M. eds., *Astrophysics & Space Science Library* vol. 283, Kluwer Academic Press.
- ⁴⁴ de Laverny, P., & Mékarnia, D. 2004, *A&A*, 428, L13, **LM04**
- ⁴⁵ Le Bertre, T. 1988, *A&A*, 190, 79
- ⁴⁶ Le Bertre, T. 1992, *A&AS*, 94, 377
- ⁴⁷ Le Bertre, T. 1997, *A&A*, 324, 1059
- ⁴⁸ Leão, I.C., de Laverny, P., Mékarnia, D. et al. 2006, *A&A*, 455, 187
- ⁴⁹ Leão, I.C., de Laverny, P., Chesneau, O. et al. 2007, *A&A*, 466, L1
- ⁵⁰ Leinert, Ch. et al. 2003, *Msngr*, 112, 13
- ⁵¹ Lenzen, R., Hartung, M., Brandner, W., et al. 2003, *SPIE*, 4841, 944
- ⁵² Lobel, A., Doyle, J.G., & Bagnulo, S. 1999, *A&A*, 343, 466
- ⁵³ Loreta, E. 1934, *Astron. Nach.*, 254, 151
- ⁵⁴ Lucy, L.B. 1974, *AJ*, 79, 745
- ⁵⁵ Manchado, A. 2004, *ASPC*, 313, 3
- ⁵⁶ Manchado, A., Stanghellini, L., & Guerrero, M.A. 1996, *ApJ*, 466, L95

- ⁵⁷ Marengo, M., Karovska, M., Fazio, G.G. et al. 2001, ApJ, 556, L47
- ⁵⁸ Martin, D.C., Seibert, M., Neill, J.D. et al. 2007, Nature, 448, 780
- ⁵⁹ Mastrodemos, N., & Morris, M. 1999, ApJ, 523, 357
- ⁶⁰ Matthews, L. D. & Karovska, M. 2006, ApJ, 637, L49
- ⁶¹ Mauron, N., & Huggins, P.J. 1999, A&A, 349, 203, **MH99**
- ⁶² Mauron, N., & Huggins, P.J. 2000, A&A, 359, 707, **MH00**
- ⁶³ Mauron, N., de Laverny, P., & Lopez, B. 2003, A&A, 401, 985
- ⁶⁴ Men'shchikov, A.B., Balega, Y., Blöcker, et al. 2001, A&A, 368, 497
- ⁶⁵ Menzies, J.W., Feast, M.W., & Whitelock, P.A. 2006, MNRAS, 369, 783
- ⁶⁶ Monnier, J.D. 2003, RPPh, 66, 789
- ⁶⁷ Monnier, J. D., Tuthill, P. G., & Danchi, W. C. 2000, ApJ, 545, 957
- ⁶⁸ Murakawa, K., Suto, H., Oya, S., et al. 2005, A&A, 436, 601
- ⁶⁹ O'Keefe, J.A. 1939, ApJ, 90, 294
- ⁷⁰ Peimbert, M. 1978, IAUS, 76, 215
- ⁷¹ Piotto, G., King, I. R., Djorgovski, S. G. et al. 2002, A&A, 391, 945
- ⁷² Poretti, E., Alonso, R., Amado, P.J. et al. 2005, AJ, 129, 2461
- ⁷³ Prieur, J.L., Aristidi, E., Lopez, B. et al. 2002 ApJS, 139, 249
- ⁷⁴ Ragland, S., Traub, W.A., Berger, J.-P. et al. 2006, ApJ, 652, 650
- ⁷⁵ Reimers, D. & Cassatella, A. 1985, ApJ, 297, 275
- ⁷⁶ Renzini, A. 1990, ASPC, 11, 549
- ⁷⁷ Richardson, W.H. 1972, JOSA, 62, 55
- ⁷⁸ Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., et al. 2000, SPIE, 4007, 72

- ⁷⁹ Sahai, R., & Trauger, J.T. 1998, *AJ*, 116, 1357
- ⁸⁰ Sahai, R., Morris, M., Knapp, K.Y. et al. 2003, *Nature*, 426, 261
- ⁸¹ Sahai, R., Sánchez Contreras, C., & Morris, M. 2005, *ApJ*, 620, 948
- ⁸² Sandin, C., & Höfner, S. 2004, *A&A*, 413, 789
- ⁸³ Schmidt, Gary D., Hines, Dean C., Swift, Seth 2002, *ApJ*, 576, 429
- ⁸⁴ Soker, N. 2000, *ApJ*, 540, 436
- ⁸⁵ Soker, N. 2002, *ApJ*, 570, 369
- ⁸⁶ Steffen, M., & Schönberner, D. 2000, *A&A*, 357, 180
- ⁸⁷ Su, K.Y.L. 2004, *ASPC*, 313, 247
- ⁸⁸ Tuthill, P.G., Haniff, C.A., & Baldwin, J.E. 1999, *MNRAS*, 306, 353
- ⁸⁹ Tuthill, P.G., Monnier, J.D., Danchi, W.C., et al. 2000, *ApJ*, 543, 284
- ⁹⁰ Tuthill, P.G., Monnier, J.D., & Danchi, W.C. 2005, *ApJ*, 624, 352
- ⁹¹ Vandame, B. 2002, *SPIE*, 4847, 123
- ⁹² Waters, L.B.F.M., Loup, C., Kester, D.J.M. et al. 1994, *A&A*, 281, L1
- ⁹³ Wdowiak, T. J. 1975, *ApJ*, 198, L139
- ⁹⁴ Weigelt, G., Balega, Y., Blöcker, T., et al. 1998, *A&A*, 333, L51
- ⁹⁵ Weigelt, G., Balega, Y.Y., Blöcker, T., et al. 2002, *A&A*, 392, 131
- ⁹⁶ Whitelock, P.A. 2000, *IAUS*, 177, 179
- ⁹⁷ Whitelock, P.A. 2003, *ASPC*, 303, 41
- ⁹⁸ Whitelock, P.A., Feast, M.W., Marang, F., et al. 1997a, *MNRAS*, 288, 512
- ⁹⁹ Whitelock, P.A., van Leeuwen, F., & Feast, M.W. 1997b, *ESASP*, 402, 213
- ¹⁰⁰ Winters, J.M., Fleischer, A.J., Gauger, A. et al. 1994, *A&A*, 290, 623

- ¹⁰¹ Wood, B.E., & Karovska, M. 2004, ApJ, 601, 502
- ¹⁰² Woodruff, H. C., Tuthill, P. G., Monnier, J. D. et al. 2008, ApJ, 673, 418
- ¹⁰³ Yudin, R.V., Evans, A., Barrett, P. et al. 2003, A&A, 412, 405
- ¹⁰⁴ Zubko, V.G. 1997, MNRAS, 289, 305
- ¹⁰⁵ Zuckerman, B., Aller, L. H. 1986, ApJ, 301, 772

Livros Grátis

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

Milhares de Livros para Download:

[Baixar livros de Administração](#)

[Baixar livros de Agronomia](#)

[Baixar livros de Arquitetura](#)

[Baixar livros de Artes](#)

[Baixar livros de Astronomia](#)

[Baixar livros de Biologia Geral](#)

[Baixar livros de Ciência da Computação](#)

[Baixar livros de Ciência da Informação](#)

[Baixar livros de Ciência Política](#)

[Baixar livros de Ciências da Saúde](#)

[Baixar livros de Comunicação](#)

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

[Baixar livros de Defesa civil](#)

[Baixar livros de Direito](#)

[Baixar livros de Direitos humanos](#)

[Baixar livros de Economia](#)

[Baixar livros de Economia Doméstica](#)

[Baixar livros de Educação](#)

[Baixar livros de Educação - Trânsito](#)

[Baixar livros de Educação Física](#)

[Baixar livros de Engenharia Aeroespacial](#)

[Baixar livros de Farmácia](#)

[Baixar livros de Filosofia](#)

[Baixar livros de Física](#)

[Baixar livros de Geociências](#)

[Baixar livros de Geografia](#)

[Baixar livros de História](#)

[Baixar livros de Línguas](#)

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