

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL  
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

**Propriedades Físicas dos Silicatos e Hidrocarbonetos Aromáticos  
Policíclicos Presentes na Região Nuclear das Galáxias Seyferts e  
Starburst \***

Dinalva A. Sales

Tese realizada sob orientação da Professora  
Dra. Miriani Griselda Pastoriza e apresen-  
tada ao Programa de Pós-Graduação do  
Instituto de Física da UFRGS em preen-  
chimento parcial dos requisitos para a ob-  
tenção do título de Doutor em Ciências.

Porto Alegre

Abril de 2012

---

\*Trabalho financiado pelo Conselho Nacional de Desenvolvimento Científico e Tecnológico (CNPq).



*A meus pais e meus irmãos:  
Nem todos os trabalhos, pela sua natureza,  
são próprios para serem oferecidos.  
Este é, certamente, daqueles que não  
se oferecem, mas dedicando-vo-lo só tive  
em vista compensar-vos um pouco das  
horas que me afastei de vosso convívio,  
absorvido neste trabalho.*

*F. Caetano Dias*

Vocês são os responsáveis por eu estar aqui.

# Agradecimentos

Agradeço a todas as pessoas que estiveram ao meu lado, fisicamente ou mentalmente, durante esse período. Agradeço inensamente à Prof<sup>a</sup> Miriani Pastoriza pela confiança, oportunidade, estímulo, companheirismo e discussões durante esses 4 anos. Miriani é a responsável pelas ideias que estão aqui e pelo estímulo para colocá-las em prática. Também agradeço:

- Aos meus pais, Francisco e Beatriz e irmãos Solene, José, Selma, Genildo e Gilson;
- Ao Prof<sup>a</sup> Charles Bonatto e Tânia Marra por toda a paciência nas correções dos trabalhos;
- Aos professores e alunos do Departamento de Astronomia pelas discussões produtivas durante as *astrohours*;
- A mulherada dos encontros secretos nomeados *reuniões femininas*;
- A amiga Daniele Garcia por me ajudar em vários momentos;
- A amiga Isabel Aleman por fazer o PAHFIT imprimir os gráficos;
- A amiga Eliade Lima por todos os momentos e também a todos os amigos da sala M205;
- Ao CNPq pelo financiamento desse trabalho.

Dinalva A. Sales

*Universidade Federal do Rio Grande do Sul*  
*Abril 2012*

# Resumo

Estudamos as bandas de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs), linhas iônicas e contínuo de uma amostra composta por 98 galáxias com núcleo ativo (AGNs) e 88 galáxias *Starburst* (SB) usando espectros na região do infravermelho médio (MIR) observados com o telescópio espacial *Spitzer*. A forma do contínuo dessas galáxias aumenta para comprimentos de ondas maiores ( $\sim 15\mu\text{m}$ ) e segue uma distribuição de corpo-negro com temperaturas  $T \sim 150 - 300\text{ K}$ . As bandas de PAHs em 6.2, 7.7, 8.6, 11.3, 12.7 $\mu\text{m}$  e linhas em emissão de [Si II] 34.8 $\mu\text{m}$ , [Ar II] 6.9 $\mu\text{m}$ , [S III] 18.7 e 33.4 $\mu\text{m}$  são detectadas em todas as galáxias SB e em  $\sim 80\%$  das galáxias Seyfert 2. Considerando apenas os PAHs em 7.7 $\mu\text{m}$ , 11.3 $\mu\text{m}$  e 12.7 $\mu\text{m}$ , encontramos que elas estão presentes em 80% das Seyfert 1, enquanto que apenas  $\sim 50\%$  delas apresentam as bandas de PAHs em 6.2 $\mu\text{m}$  e 8.6 $\mu\text{m}$ . As razões das bandas de PAHs neutros para ionizados ( $6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} \times 11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$ ) foram comparados com modelos teóricos e mostraram que as moléculas de PAHs em AGNs são maiores ( $> 180$  átomos de carbono) que nas galáxias SB, além disso, os AGNs possuem alta fração de PAHs ionizados, enquanto que nas galáxias SB os PAHs tem baixo grau de ionização. Os valores da razão 7.7 $\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  são aproximadamente constantes com o aumento de [Ne III] 15.5 $\mu\text{m}/$ [Ne II] 12.8 $\mu\text{m}$ , indicando que a fração das bandas de PAHs ionizados para neutros não depende da dureza do campo de radiação. Entretanto, as larguras equivalentes de ambos os PAHs diminuem com [Ne III]/[Ne II], sugerindo que as moléculas de PAHs, ionizadas (7.7 $\mu\text{m}$ ) ou neutras (11.3 $\mu\text{m}$ ), podem ser destruídas com o aumento da dureza do campo de radiação. Analisamos espectros com alta resolução espacial na banda N, observados com o *Thermal-Region Camera Spectrograph* (T-ReCS) e Michelle instalados nos telescópios Gemini, e comparamos com dados do Spitzer. Encontramos que AGNs com formação estelar circum-nuclear possuem bandas de PAHs e AGNs com intensa emissão de raio-X apresentam profunda absorção de silicato em 9.7 $\mu\text{m}$ . Também vemos que os espectros observados com o Gemini tem o mesmo comportamento que aqueles observados com o Spitzer. Entretanto, as bandas de PAHs nos dados do Spitzer são mais intensas que nos dados do Gemini. Além disso, existe emissão de PAHs próximo do núcleo ativo da NGC 1808 ( $\sim 26\text{ pc}$ ), sugerindo que essas moléculas poderiam sobreviver próximas do AGN. Também realizamos um estudo com espectro no MIR, das galáxias Seyfert 2 NGC 3281 e Mrk 3 classificadas como Compton-thick, obtidos com o T-ReCS e Michelle. Ambos espectros apresentam absorção de silicato em 9.7 $\mu\text{m}$  e linhas em emissão do [S IV] 10.5 $\mu\text{m}$  e [Ne II] 12.7 $\mu\text{m}$ , porém, os espectros dessas galáxias não apresentam bandas de PAHs. Inferimos que a extinção no visual dessas galáxias é  $A_V \sim 83\text{ mag}$  (NGC 3281) e  $A_V \sim 5.5\text{ mag}$  (Mrk 3). Descrevemos os espectros nucleares dessas galáxias usando modelos de *torus* formados por nuvens. Os resultados sugerem que o núcleo dessas galáxias possui uma estrutura toroidal composta por poeira. Entretanto, as propriedades físicas do *torus* de NGC 3281 e Mrk 3 são muito diferentes. Em NGC 3281 o *torus* tem um raio de  $R_0 \sim 11\text{ pc}$ , 10 nuvens no equador,  $\tau_V = 40\text{ mag}$  cada e estaríamos olhando na direção do equador ( $i = 60^\circ$ ). Na Mrk 3 o *torus* tem  $R_0 \sim 34\text{ pc}$ , 14 nuvens com  $\tau_V = 30\text{ mag}$  e  $i = 90^\circ$ . Usando estes modelos determinamos os valores da densidade colunar de hidrogênio ( $N_H > 10^{24}\text{ cm}^{-2}$ ) que são similares as inferidas a partir de dados do raio-X, que classificaram as galáxias NGC 3281 e Mrk 3 como fontes Compton-thick. Este fato pode indicar que o material que absorve luz em raio-X também pode ser o responsável pela absorção em 9.7 $\mu\text{m}$ , além disso, também mostra uma forte evidência que a poeira de silicato, responsável por essa absorção, está localizada na *torus*.

# Abstract

We study polycyclic aromatic hydrocarbon (PAH) bands, ionic emission lines, and mid-infrared (MIR) continuum properties in a sample of 98 active galactic nucleus (AGNs) and 88 Starburst (SB) with Spitzer spectra. The continuum rises steeply for longer wavelengths ( $\sim 15\mu\text{m}$ ) and follow a warm blackbody distribution of  $T \sim 150 - 300\text{ K}$ . The brightest PAH spectral bands ( $6.2, 7.7, 8.6, 11.3,$  and  $12.7\mu\text{m}$ ) and the forbidden emission lines [Si II]  $34.8\mu\text{m}$ , [Ar II]  $6.9\mu\text{m}$  [S III]  $18.7$  and  $33.4\mu\text{m}$  were detected in all the SB and in  $\sim 80\%$  of the Seyfert 2s. Considering only the PAH bands at  $7.7\mu\text{m}$ ,  $11.3\mu\text{m}$ , and  $12.7\mu\text{m}$ , we find that they are present in  $80\%$  of the Seyfert 1s, but only half of them shows the  $6.2\mu\text{m}$  and  $8.6\mu\text{m}$  PAH bands. The observed intensity line ratios for neutral and ionized PAHs ( $6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} \times 11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$ ) were compared to theoretical ratios, showing that AGNs have higher ionization fraction and larger PAH molecules ( $> 180$  carbon atoms) than SB galaxies. The ratios between the ionized ( $7.7\mu\text{m}$ ) and the neutral PAH bands ( $8.6\mu\text{m}$  and  $11.3\mu\text{m}$ ) are distributed over different ranges in AGNs and SB galaxies, suggesting that these ratios depend on the ionization fraction, and on the hardness of the radiation field. The ratio between the  $7.7\mu\text{m}$  and  $11.3\mu\text{m}$  bands is nearly constant with the increase of [Ne III]  $15.5\mu\text{m}/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m}$ , indicating that the fraction of ionized to neutral PAH bands does not depend on the hardness of the radiation field. The equivalent widths of both PAH features show the same dependence (strongly decreasing) with  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ , suggesting that the PAH molecules, emitting either ionized ( $7.7\mu\text{m}$ ) or neutral ( $11.3\mu\text{m}$ ) bands, may be destroyed with the increase of the hardness of the radiation field. We investigate Seyfert galaxies that are powered by starburst and AGN emission using N band high resolution spectra taken with the *Thermal-Region Camera Spectrograph* (T-ReCS) and Michelle at the Gemini South and North telescopes. Also, Spitzer observations including emission of the nucleus and most of the host galaxy are compared with Gemini spectra of the nuclear region. We find that AGNs with circum-nuclear star formation show stronger PAHs than those with hard X-ray emission, the latter presenting deep silicate features at  $9.7\mu\text{m}$ . We also find that Gemini spectra follow the same feature observed in Spitzer spectra. However, Spitzer data show stronger PAH bands than Gemini's. In addition, we find PAH bands close ( $\sim 26\text{ pc}$ ) to the NGC 1808 active nucleus, suggesting that these molecules survive near an AGN. We also analyse MIR spectra of the Compton-thick Seyfert 2 galaxies NGC 3281 and Mrk 3, obtained with T-ReCS and Michelle. Both spectra present silicate absorption at  $9.7\mu\text{m}$ , as well as [S IV]  $10.5\mu\text{m}$  and [Ne II]  $12.7\mu\text{m}$  ionic lines, but with no evidence of PAH emission. We find that the nuclear optical extinctions are  $A_V \sim 83\text{ mag}$  (NGC 3281) and  $A_V \sim 5.5\text{ mag}$  (Mrk 3). We describe their nuclear spectra with a clumpy torus model. However, the torus physical properties in NGC 3281 and Mrk 3 are very different. While in NGC 3281 the torus has a radius of  $R_0 \sim 11\text{ pc}$ , 10 clouds in the equatorial radius with optical depth of  $\tau_V = 40\text{ mag}$  each, and we would be looking in the direction of the torus equatorial radius ( $i = 60^\circ$ ), in Mrk 3 it has  $R_0 \sim 34\text{ pc}$ , 14 clouds in the equator with each cloud having  $\tau_V = 30\text{ mag}$ . In addition, according to these models, Mrk 3 torus would be “edge-on” with observer angle equal  $i = 90^\circ$ . Using silicate absorption modeling with a clumpy torus model we also retrieve the values of hydrogen column density ( $N_H > 10^{24}\text{ cm}^{-2}$ ) that classify NGC 3281 and Mrk 3 as Compton-thick sources from X-ray data. Our findings indicate that the X-ray absorbing column densities, which classify NGC 3281 and Mrk 3 as a Compton-thick sources, may also be responsible for the absorption at  $9.7\mu\text{m}$ , providing strong evidence that the silicate dust responsible for this absorption is located in the AGN torus.

# Sumário

<b>Agradecimentos</b> . . . . .	<b>iii</b>
<b>Sumário</b> . . . . .	<b>vi</b>
<b>Lista de Tabelas</b> . . . . .	<b>ix</b>
<b>Lista de Figuras</b> . . . . .	<b>x</b>
<b>Lista de Abreviaturas</b> . . . . .	<b>xii</b>
<b>1 Introdução</b> . . . . .	<b>1</b>
1.1 Galáxias com Núcleo Ativo . . . . .	1
1.2 Galáxias Seyfert . . . . .	2
1.3 O Modelo Unificado de Galáxia com Núcleo Ativo . . . . .	4
1.4 A Estrutura Toroidal do Modelo Unificado . . . . .	5
1.5 Galáxias Starburst . . . . .	6
1.6 Motivação e Objetivos . . . . .	7
<b>2 Poeira Interestelar</b> . . . . .	<b>9</b>
2.1 Interação da Poeira com a Radiação . . . . .	10
2.2 A Curva de Extinção Interestelar . . . . .	14
2.2.1 Avermelhamento Interestelar . . . . .	15
2.2.2 Assinatura dos Silicatos . . . . .	18
2.2.3 Emissão no Contínuo Atribuída a Poeira . . . . .	19
2.3 Temperatura da Poeira . . . . .	21
2.4 Cálculos da Intensidade dos Materiais . . . . .	22
2.5 Moléculas de Hidrocarbonetos Aromáticos	
Policíclicos . . . . .	23
2.5.1 Os Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos . . . . .	24
2.5.2 Estado de Ionização e Tamanho dos Hidrocarbonetos Aromáticos Po- licíclicos . . . . .	26
2.5.3 Diagrama de Diagnóstico: Natureza da Fonte de Radiação . . . . .	28

<b>3</b>	<b>As Amostras e Tratamento dos Dados</b>	<b>31</b>
3.1	Telescópio Spitzer	31
3.1.1	A Amostra	31
3.1.2	Observações e Tratamento dos Dados	32
3.1.3	Medidas das Linhas de Emissão	44
3.2	Telescópio Gemini	49
3.2.1	A Amostra	49
3.2.2	Observações e Tratamento dos Dados	49
<b>4</b>	<b>Galáxias com Núcleo Ativo e Starburst: Diagramas de Diagnósticos</b>	<b>56</b>
4.1	O Espectro das Galáxias Seyfert no Infravermelho Médio	56
4.2	Frequência das Linhas de Emissão	58
4.3	Diagrama de Diagnóstico das Linhas dos Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos	59
4.3.1	Tamanho das Moléculas e Fração de Ionização	59
4.4	Diagrama de Diagnóstico das Linhas de Emissão Iônicas	64
4.5	Comportamento dos Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos com o Campo de Radiação	66
<b>5</b>	<b>Distribuição Espacial de PAHs e Silicato nas Galáxias Seyfert e Starburst.</b>	<b>71</b>
5.1	Descrição das Galáxias da Amostra	71
5.1.1	As Galáxias	71
5.2	Espectros Nucleares Observados com Gemini e Spitzer	73
5.3	Análise Radial dos Espectros Observados com o Gemini	75
5.4	Estimativa da Massa de Poeira	78
<b>6</b>	<b>As Galáxias Compton-Thick NGC 3281 e Mrk 3</b>	<b>86</b>
6.1	Introdução	86
6.1.1	Galáxias Ativas Compton-thick	87
6.2	A Galáxia NGC 3281	89
6.2.1	O Espectro no Infravermelho Médio da NGC 3281	91
6.2.2	O Silicato da NGC 3281 Está Associado ao Torus do Modelo Unificado de AGNs?	99
6.3	A Galáxia Mrk 3	111
6.3.1	O Espectro no Infravermelho Médio da Mrk 3	114
6.3.2	O Silicato da Mrk 3 Está Associado ao Torus do Modelo Unificado de AGNs?	119
6.4	Comparação dos Parâmetros Físicos do Torus da NGC 3281 e Mrk 3	122
<b>7</b>	<b>Conclusões</b>	<b>124</b>



<b>Apêndice A Artigos publicados</b> . . . . .	<b>128</b>
A.1 Sales; Pastoriza & Riffel (2010) . . . . .	128
A.2 Sales; Pastoriza; Riffel; et al. (2011) . . . . .	129
<b>Referências</b> . . . . .	<b>130</b>

# Lista de Tabelas

2.1	Lista das Bandas de Emissão dos PAHs . . . . .	26
3.1	Propriedades Gerais da Amostra dos 15 Novos AGNs. . . . .	32
3.2	Propriedades Gerais da Amostra de Galáxias Starburst. . . . .	33
3.3	Propriedades Gerais da Amostra do Smith et al. (2007). . . . .	34
3.4	Continuação . . . . .	35
3.5	Propriedades Gerais da Amostra de Gallimore et al. (2010). . . . .	36
3.6	Continuação . . . . .	37
3.7	Propriedades Gerais da Amostra do Gordon et al. (2008). . . . .	38
3.8	Propriedades do IRS . . . . .	38
3.9	Parâmetros <i>Defaults</i> das Linhas de Emissão do Código PAHFIT. . . . .	46
3.10	Parâmetros <i>Defaults</i> das Bandas de PAHs do Código PAHFIT. . . . .	46
3.11	Fluxos e Larguras Equivalentes das Linhas de PAHs. . . . .	48
3.12	Fluxos e Larguras Equivalentes das Linhas Atômicas. . . . .	48
3.13	Propriedades Gerais da Amostra Observada com Gemini . . . . .	49
3.14	Propriedades dos Espectrógrafos T-ReCS e Michelle . . . . .	50
3.15	Fluxos e Larguras Equivalentes das Linhas em Emissão Observadas nos Espectros do Gemini. . . . .	55
5.1	Massa da Poeira da Amostra Observada com o Gemini. . . . .	84
6.1	Quantificação da Absorção de Silicato da Galáxia NGC 3281. . . . .	96
6.2	Grade dos Parâmetros Usados no Ajuste dos Modelos de Torus. . . . .	101
6.3	Parâmetros do Torus Ajustados para NGC 3281. . . . .	102
6.4	Quantificação da Absorção de Silicato da Galáxia Mrk 3. . . . .	115
6.5	Parâmetros do Torus Ajustados para Mrk 3. . . . .	119
6.6	Parâmetros dos Torus das Galáxias NGC 3281 e Mrk 3. . . . .	123

# Lista de Figuras

1.1	Contínuo típico de AGN. . . . .	2
1.2	Contínuos típicos de Straburst, Seyfert 1 e 2. . . . .	3
1.3	Representação esquemática do modelo unificado de AGNs. . . . .	5
2.1	Mostra a extinção da radiação devido a poeira interestelar . . . . .	11
2.2	Resultados dos cálculos da teoria de Mie . . . . .	13
2.3	Curva de extinção no comprimento de onda $\lambda$ relativo a $I_C = 0.802\mu\text{m}$ . . . . .	16
2.4	Extinção por densidade de coluna de hidrogênio. . . . .	17
2.5	Perfis espectrais de poeira de silicatos. . . . .	19
2.6	Estruturas moleculares dos PAHs . . . . .	25
2.7	O espectro de absorção de uma mistura de PAHs no estado neutro. . . . .	27
2.8	Emissividade no IR para diferentes tamanhos de PAHs ionizados. . . . .	28
2.9	Diagrama $11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} \times 6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$ para PAHs neutros e ionizados. . . . .	29
3.1	Imagem do espectrógrafo IRS . . . . .	32
3.2	Perfil de luminosidade da galáxia NGC3786 para o módulo SL e LL. . . . .	39
3.3	Espectros calibrados das galáxias Seyfert 1 . . . . .	40
3.4	Espectros calibrados das galáxias Seyfert 2 . . . . .	41
3.5	Espectros calibrados das galáxias Seyfert 2 . . . . .	42
3.6	Espectros calibrados das galáxias Seyfert 2 . . . . .	43
3.7	Detalhes da decomposição do espectro da Mrk334 utilizando o código PAHFIT . . . . .	47
3.8	Exemplo da Técnica Chop e Nod . . . . .	50
3.9	Transmissão teórica da atmosfera da Terra na banda N . . . . .	51
3.10	Exemplo de espectros observados com o telescópio Gemini. . . . .	53
3.11	Exemplos das decomposições dos espectros na banda N usando o PAHFIT. . . . .	54
4.1	Histograma da frequência das linhas mais comuns encontradas no MIR . . . . .	59
4.2	Diagrama de diagnóstico da razão $6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} \times 11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$ . . . . .	60
4.3	Diagrama de diagnóstico $6.2\mu\text{m}/11.3\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$ das bandas de PAHs. . . . .	62
4.4	Diagrama de diagnóstico $6.2\mu\text{m}/8.6\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$ das bandas de PAHs. . . . .	63
4.5	Diagrama $\log([\text{Ne V}] 14.3\mu\text{m}/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m}) \times \log([\text{Ne III}] 15.5\mu\text{m}/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m})$ . . . . .	68
4.6	Diagrama $[\text{Ne III}] 15.5\mu\text{m}/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$ . . . . .	69

4.7	Diagrama $[\text{Ne III}] 15.5/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m} \times \text{EW}$ de $7.7\mu\text{m}$ e $11.3\mu\text{m}$ . . . . .	70
5.1	Fendas do Gemini sobrepostas as imagens de aquisição da NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3 . . . . .	72
5.2	Espectros observados com Gemini e Spitzer . . . . .	74
5.3	Diagrama $[\text{Ne III}] 15.5/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m}$ versus $\text{EW}$ de $7.7\mu\text{m}$ e $11.3\mu\text{m}$ . . . . .	76
5.4	Espectros da NGC 1808 observados com o Gemini . . . . .	79
5.5	Espectros da NGC 1365 observados com o Gemini . . . . .	80
5.6	Espectros da região H II da NGC 1365 observados com o Gemini . . . . .	80
5.7	Espectros da NGC 3227 observados com o Gemini . . . . .	81
5.8	Espectros da NGC 3281 observados com o Gemini . . . . .	82
5.9	Espectros da Mrk 3 observados com o Gemini . . . . .	83
6.1	Espectro da galáxia NGC 3281 observado com o Spitzer . . . . .	87
6.2	Espectro da galáxia Mrk 3 observado com o Spitzer . . . . .	88
6.3	Exemplos das componentes do contínuo em raio-X de galáxias Compton-thick. . . . .	90
6.4	Espectro do raio-X da NGC 3281 observados com <i>BeppoSAX</i> . . . . .	92
6.5	Fenda do T-ReCS sobreposto a uma imagem de aquisição da NGC 3281 . . . . .	93
6.6	Espectros da NGC 3281 observados com o Gemini . . . . .	94
6.7	Espectro da NGC 3281 observado com o Spitzer . . . . .	95
6.8	Decomposição do espectro na banda N da NGC 3281. . . . .	98
6.9	Histograma da frequência da opacidade da poeira de silicato. . . . .	99
6.10	Geometria do modelo de nuvens em um ambiente <i>clump</i> . . . . .	100
6.11	SED teórica que melhor ajustou o espectro da NGC 3281. . . . .	102
6.12	SEDs teóricas que melhor ajustaram o espectro da NGC 3281. . . . .	103
6.13	Valores médio dos parâmetros do <i>torus</i> derivados para NGC 3281. . . . .	104
6.14	Mesmo da Figura 6.13 usando uma desvio de 10%. . . . .	105
6.15	Mesmo da Figura 6.13 usando um desvio padrão de 15%. . . . .	106
6.16	Mesmo da Figura 6.13 usando um desvio padrão de 20%. . . . .	107
6.17	Distribuição dos valores dos $\chi^2$ encontrados nos ajustes da NGC 3281. . . . .	108
6.18	Diagrama da EW do Fe K $\alpha$ 6.4 keV em função da abertura angular do <i>torus</i> $\theta$ . . . . .	110
6.19	Imagem da Mrk 3 no visível e radio. . . . .	112
6.20	Imagem e espectros em raio-X da Mrk 3 observados com <i>Suzaku</i> . . . . .	113
6.21	Fenda do Michelle sobreposta a uma imagem de aquisição da Mrk 3 . . . . .	114
6.22	Espectros da Mrk 3 observados com o Gemini . . . . .	116
6.23	Espectro da Mrk 3 observado com o Spitzer . . . . .	117
6.24	Decomposição do espectro na banda N da Mrk 3 . . . . .	118
6.25	SED teórica que melhor ajustou o espectro da NGC 3281. . . . .	120
6.26	SEDs teóricas que melhor ajustaram o espectro da Mrk 3. . . . .	121
6.27	Ilustração representativa do <i>torus</i> da NGC 3281 e Mrk 3. . . . .	123

# Lista de Abreviaturas

**AGN** Active Galactic Nucleus

**BLR** Broad Line Region

**DIB** Diffuse Interstellar Bands

**ERE** Extended Red Emission

**EW** Equivalent Width

**FIR** Far Infrared

**FUSE** Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer

**FWHM** Full Width at Half Maximum

**HAC** Hydrogenated Amorphous Carbon

**IR** Infrared

**IRAS** Infrared Astronomical Satellite

**ISM** Interstellar Medium

**MIR** Mid Infrared

**N** North

**NE** Northeast

**NLR** Narrow Line Region

**NW** Northwest

**PAH** Polycyclic Aromatic Hydrocarbons

**QCC** Quenched Carbonaceous Composites

**S** South

**SED** Spectral Energy Distribution

**SE** Southeast

**SW** Southwest

**T-ReCS** Thermal-Region Camera Spectrograph

**UIR** Unidentified Infrared Bands

**ULIRGS** Ultra-luminous Infrared Galaxies

**UV** Ultraviolet

**ISO** Infrared Space Observatory

# Capítulo 1

## Introdução

### 1.1 Galáxias com Núcleo Ativo

Galáxias com núcleo ativo (AGNs, do inglês “*active galactic nucleus*”) são aquelas cuja energia emitida pelo núcleo não pode ser explicada apenas por emissão de estrelas (Peterson, 1997). As luminosidades típicas emitidas nos núcleos das galáxias normais é da ordem de  $\sim 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$ , enquanto que AGNs mais luminosos emitem  $\sim 10^{48} \text{ erg s}^{-1}$ . Isto mostra que eles podem ser cerca de  $\sim 10^{10}$  vezes mais energéticos que as galáxias normais, porém o volume que emite essa energia é cerca de  $\sim 10^{30}$  vezes menor que o volume da galáxia hospedeira.

Os AGNs emitem sua energia em um grande intervalo de comprimentos de onda, desde raios gama até ondas de rádio. O espectro de emissão contínua, também chamado de distribuição espectral de energia (SED, do inglês “*spectral energy distribution*”) é muito diferente dos espectros típicos de galáxias normais (ver Figura 1.1). Além disso, a SED de um AGN é marcada pela presença de forte emissão térmica no ultravioleta (UV, do inglês “*ultra-violet*”) também chamado de *big blue bump*.

As principais classes de AGNs são as galáxias Seyfert e quasares que diferem entre si pela quantidade de energia emitida pela fonte central. Nas galáxias Seyfert, a luminosidade do núcleo em comprimentos de onda visível é comparável à energia emitida pela galáxia hospedeira, enquanto que nos quasares, a fonte nuclear é cerca de cem vezes mais brilhante que a galáxia hospedeira (e.g. Ho 2008, Peterson 1997).

O contínuo dos AGNs é dominado por emissão não-térmica e possui um excesso de fluxo em comprimentos de onda de raio-X até rádio, quando comparado com o contínuo de galáxias normais (ver Figura 1.1). O contínuo dos AGNs comporta-se como uma lei de potência ( $L_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ ), na região espectral entre 2500Å e 2 keV, com índice  $\langle \alpha \rangle \approx 0.5$  (e.g. Antonucci 1993, Shields 1999, Ho 2008). Os AGNs também apresentam variabilidade no contínuo e nas linhas de emissão (e.g. Winge et al. 1995, 1996, Antonucci 1993), e em alguns casos também apresentam linhas permitidas alargadas de até 10000 km s<sup>-1</sup> com relação as linhas iônicas (Peterson, 1997).

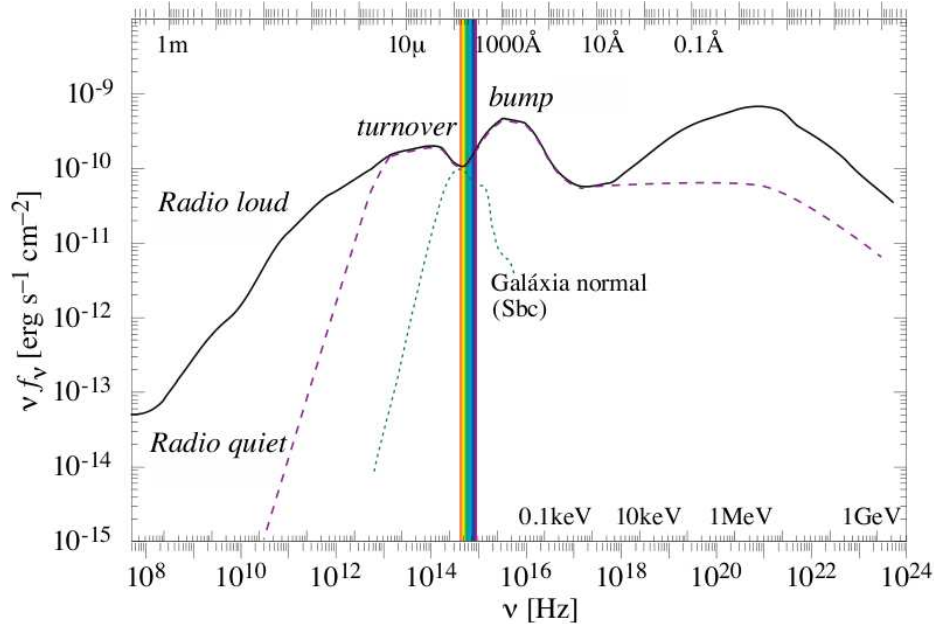


Figura 1.1: Contínuo típico de AGN. Traço contínuo representa um AGN “radio-loud” que é uma fonte de radio mais intensa que as “radio-quiet” (linha tracejada). Linha pontilhada representa uma galáxia normal tipo Sbc. Esta imagem foi retirada da apostila do Professor Gastão Bierrenbach Lima Neto no site <http://www.astro.iag.usp.br/gastao/Extragal.html>.

## 1.2 Galáxias Seyfert

No início do século xx, Fath (1909) fez uma série de observações, no observatório de Lick, objetivando esclarecer mais sobre a natureza das “nebulosas espirais”. Na maioria dos objetos estudados ele encontrou espectros com contínuo e linhas em absorção característicos de um conjunto de estrelas não resolvidas. Entretanto, Fath percebeu que a galáxia NGC 1068 apresentava intensas linhas de emissão e absorção que também eram características de região H II e nebulosas planetárias.

Essas linhas também foram observadas por Slipher (1917). Nesse trabalho, Slipher percebeu que algumas linhas estavam alargadas, porém ele rejeitou uma interpretação de velocidade radial ordinária no alargamento das linhas. Nos anos seguintes, alguns astrônomos perceberam a presença de linhas em emissão em algumas nebulosas espirais, e um estudo sistemático desses tipos de objetos foi realizado por Seyfert (1943).

Carl Seyfert verificou que existiam várias galáxias com propriedades similares à NGC 1068. Seyfert estudou espectros ópticos das galáxias NGC 1068, NGC 1275, NGC 3516, NGC 4051, NGC 4151 e NGC 7469 e viu que todas elas apresentavam linhas de excitação média, como [O III] 5007Å, e linhas permitidas de H I, He I e He II alargadas.

Após esse estudo, Khachikian & Weedman (1974) dividiram as galáxias Seyfert em duas categorias. Tal classificação baseia-se na presença ou ausência da componente larga nas linhas de emissão permitidas em comprimento de onda do óptico:

- *Seyfert 1* - Nestas galáxias são observadas duas componentes nas linhas de emissão. Uma delas apresenta larguras semelhantes às observadas em galáxias normais ou com formação estelar ( $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$ ) e são originadas num gás ionizado de baixa densidade eletrônica ( $10^3 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$ ). A outra componente aparece apenas em linhas permitidas, tais como H I, He I e He II, e apresentam larguras de  $\sim 5000 \text{ km s}^{-1}$ , indicando que as linhas são originadas em um gás com densidade maior ( $> 10^9 \text{ cm}^{-3}$ ) que a densidade crítica das linhas proibidas. Outra característica das Seyfert 1 é que o contínuo observado comporta-se como uma lei de potência.
- *Seyfert 2* - Nestas galáxias as linhas de emissão permitidas e proibidas possuem perfis e larguras semelhantes, que raramente excedem  $\sim 600 \text{ km s}^{-1}$  (Osterbrock, 1978). Entretanto, ao contrário das Seyfert 1, o contínuo das galáxias Seyfert 2 pode ser descrito por uma soma de componente estelar e uma lei de potência (Figura 1.2).

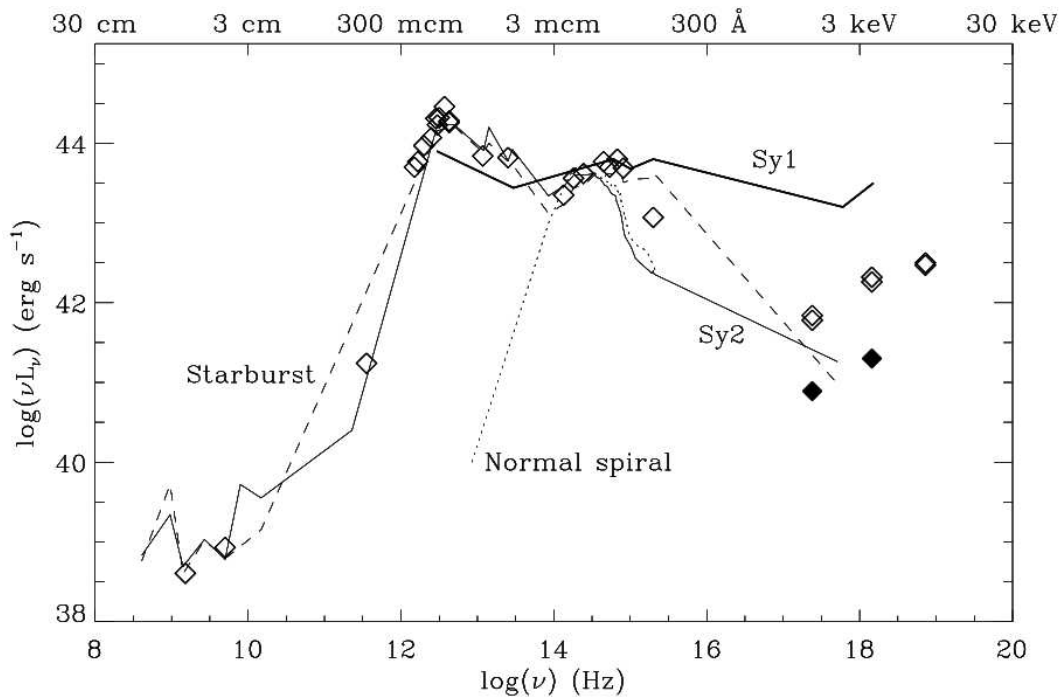


Figura 1.2: Contínuos típicos de Starburst, Seyfert 1 e 2. Linha forte contínua representa Seyfert 1, linha contínua representa Seyfert 2 e linha tracejada Starburst. Linha pontilhada representa uma galáxia normal tipo Sbc. Essa imagem foi retirada de Yankulova et al. (2007).

Outro aspecto muito marcante nas galáxias Seyfert e em outros AGNs é a variabilidade temporal do contínuo e linhas de emissão. A variabilidade é uma das propriedades mais fundamentais e intrigantes dos AGNs, possivelmente relacionada com o mecanismo gerador de energia. O tema da variabilidade em AGNs ganhou bastante atenção quando ficou estabelecido que as variações no contínuo precediam as variações das linha de emissão por intervalos de dias a meses, um fenômeno tradicionalmente interpretado como um efeito de “reverberação”. Nesse cenário, as nuvens que emitem as linhas largas ecoam as variações do campo de radiação



nuclear. Desta forma, o retardo do sinal da fonte central e o eco das linhas espectrais nos fornece informação sobre a distribuição geométrica das nuvens emissoras (e.g. Fitch et al. 1967, Pastoriza & Gerola 1970, Peterson 1997, Mirabel et al. 1998, Ptak et al. 1998).

As galáxias Seyfert também apresentam linhas iônicas com altos potenciais de ionização (e.g. [Fe XIV]5303Å, [Fe VII]6087Å, [Fe X]6374Å, [S VIII]9913Å, [Ca VIII]23218Å, [Ne V]14.3μm), também conhecidas como linhas coronais (e.g. Riffel et al. 2006, Rodríguez-Ardila et al. 2002) originadas por excitação colisional ou por fotoionização devido à radiação UV (e.g. Oliva et al. 1994, Grandi 1978, Peterson 1997).

A maioria dos AGNs no universo local possuem uma grande quantidade de gás e poeira que bloqueia a emissão da luz em comprimentos de onda do raio-X (Comastri, 2004). De acordo com o estudo desenvolvido por Gilli et al. (2007), cerca de 50% da população de AGNs obscurecidos seriam “Compton-thick”, entretanto somente poucas dezenas dessas galáxias foram confirmadas serem fontes “Compton-thick” (e.g. Matt 2000, Vignali & Comastri 2002). Para uma galáxia ser classificada como uma fonte “Compton-thick” ela precisa ter um material obscurecendo a emissão em raio-X cuja densidade colunar de hidrogênio desse material seja igual ou maior que o inverso da seção de choque Thomson ( $N_H \geq \sigma_T^{-1} \simeq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ). Enquanto que para densidade menores ( $N_H < 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ) o objeto será classificado como “Compton-thin” (Della Ceca et al., 2008).

### 1.3 O Modelo Unificado de Galáxia com Núcleo Ativo

O espectro de uma galáxia do tipo Seyfert 1 ou Seyfert 2 pode estar relacionado com a orientação da estrutura interna do AGN em relação à nossa linha de visada, portanto, sendo função do ângulo de visada. Essa é a proposta do modelo unificado de AGNs, que associa os tipos de Seyfert à orientação da galáxia (Urry & Padovani 1995, Antonucci 1993). Em comprimentos de onda do óptico, os cenários de unificação surgiram para tentar compreender a natureza das galáxias Seyfert 2.

Blandford & Rees (1978) propuseram um toroide de poeira como elemento chave responsável pelo obscurecimento da luz no óptico e jato emissor de síncrotron no rádio. Esse material também é responsável por re-emitir a luz UV/visível em comprimentos de onda do infravermelho (IR, do inglês “infrared”).

Nas galáxias Seyfert 1, o toro é visto “face-on”, permitindo visualização das regiões centrais e das linhas largas. Nas galáxias Seyfert 2 o toro está orientado “edge-on”, em que as regiões centrais não podem ser vistas, resultando num espectro apenas com linhas estreitas. A Figura 1.3 mostra uma ilustração do modelo unificado. Esse modelo também prevê um meio espalhador, localizado acima do toro, que espalha luz do núcleo, e pode ser vista pelo observador quando a galáxia for Seyfert 2 (Blandford & Rees, 1978). Essa ideia foi corroborada por Antonucci & Miller (1985), que detectaram linhas permitidas largas no espectro polarizado da galáxia Seyfert 2 NGC 1068.

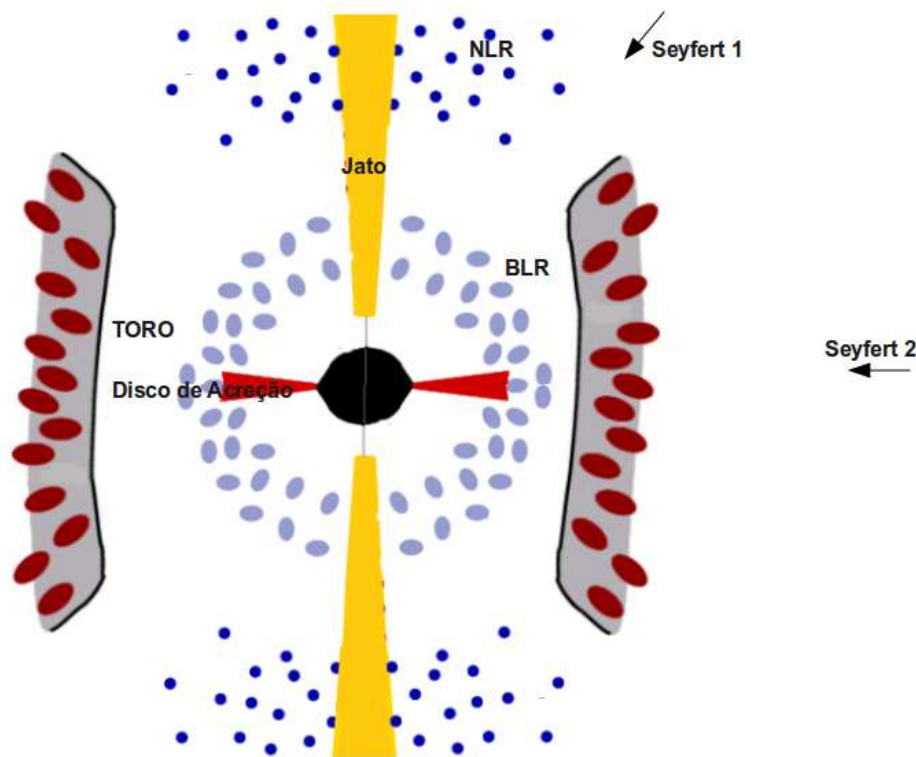


Figura 1.3: Representação esquemática do modelo unificado de AGN. As BLR, NLR, toro e disco de acreção estão indicados. Essa imagem foi adaptada da Figura 1 do trabalho Zier & Biermann (2002).

Antonucci & Miller (1985) propuseram o modelo unificado de AGNs que prevê a existência de um buraco-negro no centro da galáxia circundado por um disco de gás (disco de acreção). As linhas alargadas são produzidas pelas nuvens de gás próximas ao núcleo, na região de linhas largas (BLR, do inglês *“broad line region”*), enquanto que as linhas estreitas são produzidas por nuvens de gás que estão localizadas nas regiões mais externas da galáxia (cerca de 1 kpc), na região de linhas estreitas (NLR, do inglês *“narrow line region”*). Logo, quando observamos a luz advinda da BLR e da NLR, temos uma galáxia Seyfert 1, e quando o toro obscurece o núcleo da galáxia, temos uma Seyfert 2.

## 1.4 A Estrutura Toroidal do Modelo Unificado

O *torus* previsto pelo modelo unificado de AGNs foi pensado para resolver o paradigma das galáxias Seyfert, onde no tipo 1 vemos as BLR e NLR e no tipo 2 vemos apenas as NLR. Entretanto, essa componente também é muito importante na contribuição para a SED dos AGNs no IR, pois a poeira que compõe o *torus* absorve luz originada no núcleo ativo e a reemite em comprimentos de onda maiores.

A ideia que a SED de um AGN no IR poderia ser dominada pela emissão térmica da poeira foi proposta por Neugebauer et al. (1979). Eles notaram que existia um excesso em  $\sim 3.5\mu\text{m}$  com respeito à lei de potência que descreve o contínuo do AGN entre o UV e óptico.

Com essa ideia, Barvainis (1987) foi o primeiro a demonstrar que esse excesso pode ser descrito pela emissão térmica da poeira, composta por grãos de grafite próximos da temperatura de sublimação, quando aquecidos pela luz UV/óptico advinda do AGN. Portanto, esse excesso em emissão da lei de potência no IR foi reproduzido com a emissão de poeira com várias temperaturas, porém a localização da poeira no interior do AGN ficou em aberto.

Blandford & Rees (1978) propuseram a existência de um *torus* de poeira, e muitos modelos foram desenvolvidos usando diferentes métodos computacionais para resolver a equação de transporte radiativo no interior do *torus*. Entretanto, Pier & Krolik (1992) conseguem modelar e reproduzir SEDs cuja emissão térmica é originada por uma geometria toroidal de poeira (grafite e silicato) que circunda o núcleo ativo das galáxias Seyfert. Esse trabalho investigou a influência do ângulo de visada do observador para com as galáxias Seyfert, nas propriedades da emissão do contínuo no IR desses AGNs. Pier & Krolik (1992) encontraram que o perfil de silicato em  $9.7\mu\text{m}$  geralmente mostra-se em emissão quando a galáxia é Seyfert 1 e em absorção quando a galáxia é Seyfert 2. Entretanto, esse perfil de silicato possuía uma absorção muito abrupta quando se observa o *torus* com o ângulo “edge-on”.

Outros tipos de geometria e distribuição dos grãos no *torus* foram propostos depois do trabalho de Pier & Krolik (1992). Alguns trabalhos propuseram modificar a distribuição dos tamanhos de grãos de Mathis et al. (1977) e a densidade radial no *torus* afim de suavizar a intensidade do silicato em  $9.7\mu\text{m}$  (e.g. Fritz et al. 2006, Efstathiou et al. 1995, van Bemmél & Dullemond 2003, Dullemond & van Bemmél 2005). Entretanto, Nenkova et al. (2002, 2008a,b) desenvolveram um modelo de *torus* em que a poeira está distribuída em nuvens e a emissão final é a soma de cada nuvem na linha de visada do observador.

A grande vantagem desses modelos de nuvens é a possibilidade de modelar o perfil de silicato observado. Também podem explicar casos em que galáxias Seyfert 2 apresentam o silicato em emissão, mesmo tendo uma linha de visada “edge-on” do *torus*. Isso só é possível quando o *torus* é formado por nuvens e estamos olhando na direção cuja luz integrada possui maior contribuição das faces das nuvens que emite o silicato em  $9.7\mu\text{m}$ . O contrário também acontece, podemos ter um ângulo cujo *torus* está “face-on” (Seyfert 1), com uma única nuvem suficientemente densa na direção do observador, que nos fornece um perfil de silicato em absorção.

## 1.5 Galáxias Starburst

Uma galáxia é classificada como Starburst<sup>1</sup> quando esta apresenta alta taxa de formação estelar recente em regiões compactas (1 kpc), onde o gás possui uma alta concentração e densidade (Leitherer et al., 2001). Os Starburst tem curto tempo de duração  $t \sim 10^8$  anos (Meurer, 2000) que está associado a formação contínuas das estrelas com tipo espectral O e B. Essas estrelas são as responsáveis pela ionização do gás nesse tipo de galáxias e sua radiação domina

<sup>1</sup>O termo Starburst foi usado pela primeira vez na literatura por Weedman (1981).

comprimentos de onda do UV entre  $6 < E < 13.6\text{eV}$  (e.g. Tielens & Hollenbach, 1985). Essas estrelas também dominam a luminosidade bolométrica observada nessas galáxias, que pode variar entre  $10^7$  e  $10^{12} L_{\odot}$ , sendo que o limite superior equivale ao de um quasar típico, e o inferior se compara à uma região HII.

Sérsic & Pastoriza (1965) desenvolveram um estudo sistemático de galáxias com núcleos peculiares e demonstraram pela primeira vez na literatura que elas podem ter dois tipos de núcleos, os *hot spots* e os *amorfos*, que são associados com as barradas. Esses autores também encontraram que as características desses objetos eram muito similares às regiões HII (Pastoriza, 1967, 1975). A descoberta que algumas galáxias com formação estelar circum-nuclear, chamadas de Sérsic-Pastoriza, também possuem núcleo ativo levou a várias especulações sobre uma possível evolução entre AGNs e Starbursts (Terlevich & Melnick, 1988), porém uma conexão entre esses dois tipos de objeto ainda não está clara (Peterson, 1997).

Os AGNs e as galáxias Starburst possuem características espectrais diferentes (ver Figura 1.2). A fundamental diferença entre ambos é o fato do contínuo dos AGNs comportar-se como uma lei de potência, sendo que a radiação ionizante nesses objetos é originada no disco de acreção onde, ao levar matéria para o buraco negro central, a energia gravitacional do gás é convertida em radiação com uma alta eficiência, e essa emissão domina a região de  $E > 1\text{keV}$  (e.g. Shakura & Sunyaev, 1973). Enquanto que nas galáxias Starburst, devido a presença de estrelas jovens, grande parte da sua radiação ionizante está na região do UV (Searle et al., 1973). Terlevich & Melnick (1985) assumiram a presença de super novas para explicar o excesso de fluxo no UV e em raio-X nesse tipo de galáxia.

## 1.6 Motivação e Objetivos

As características mais marcantes do espectro no infravermelho médio (MIR, do inglês “*mid infrared*”) dos AGNs e Starburst são as bandas de emissão 6.2, 7.7, 8.6, 11.3 e  $12.7\mu\text{m}$ , comumente chamadas de bandas do IR não identificadas (UIR, do inglês “*unidentified infrared bands*”), que são geralmente atribuídas à emissão das moléculas de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (PAHs, do inglês “*polycyclic aromatic hydrocarbons*”, Gillett et al. 1973, Leger & Puget 1984, Puget & Leger 1989, Allamandola et al. 1999). Elas estão presentes em uma variedade de objetos astronômicos, tais como nebulosas planetárias, regiões de formação estelar, galáxias Starburst e até mesmo em AGNs. Alguns estudos apontam que essas bandas moleculares são indicadores de formação estelar e, devido à sua fragilidade, não podem sobreviver em AGNs, porém essas conclusões basearam-se em um estudo com uma pequena amostra ( $< 20$ ) de AGNs (e.g. Smith et al., 2007, O’Dowd et al., 2009). Por outro lado, Voit (1992b,a) demonstra que, se existir um material denso (*torus* do modelo unificado) que possa bloquear a luz direta do núcleo ativo, as moléculas de PAHs poderiam sobreviver próximas ao AGNs.

Portanto, a ausência de um estudo quantitativo sobre as propriedades físicas dos PAHs em AGNs nos motivou a estudar essas moléculas em uma grande amostra composta por 186

objetos (AGNs e galáxias Starburst). Investigamos propriedades como tamanho das moléculas, fração de ionização e sua sobrevivência em um campo de radiação estelar (Starburst) e não térmica (AGNs).

Também estudamos a natureza e a distribuição radial do material associado à região próxima do núcleo ativo usando espectros com alta resolução espacial observados com os instrumentos *Thermal-Region Camera Spectrograph* (T-ReCS) e Michelle, dos telescópios Gemini Sul e Norte, respectivamente. Além disso, foi analisado pela primeira vez na literatura a conexão do material Compton-thick das galáxias NGC 3281 e Mrk 3 com a banda de absorção de silicato em  $9.7\mu\text{m}$ . Também foram derivadas as propriedades físicas do *torus* dessas galáxias, através da modelagem do perfil de silicato usando SEDs de modelos teóricos de *torus* formados por nuvens. Neste trabalho, utilizamos os modelos da Nenkova et al. (2008a), que são de domínio público, para estudar a estrutura física do *torus* em duas galáxias Compton-thick que apresentam silicato em absorção nos espectros com alta resolução angular ( $<100\text{pc}$ ) observados com o telescópio Gemini.

O presente trabalho originou dois artigos científicos, Sales et al. (2010) e Sales et al. (2011), publicados no periódico *The Astrophysical Journal*, nos quais apresentamos o estudo detalhado dos resultados obtidos das propriedades das moléculas de PAHs em galáxias AGNs e Starburst. Também derivamos a natureza do material, propriedades geométricas e físicas do *torus* da galáxia Compton-thick NGC 3281.

# Capítulo 2

## Poeira Interestelar

O interesse pela poeira no meio interestelar (ISM, do inglês “*interstellar medium*”) foi historicamente motivado pela necessidade de se conhecer e corrigir os efeitos da extinção que a poeira causa nas observações em comprimentos de onda do óptico e UV. O primeiro trabalho relacionado com poeira interestelar foi o estudo de Herschel, que em 1786 descreveu as manchas escuras encontradas no céu como sendo “buracos no céu” (Herschel, 1786). Esse fato estava reportando as regiões onde não eram detectadas estrelas. Em 1847, Wilhelm Struve ao fazer um estudo de contagem de estrelas na vizinhança solar, estimou a extinção interestelar em  $1 \text{ mag kpc}^{-1}$  (Struve 1847, Whittet 1992).

Em 1904, Jacobus C. Kapteyn estimou a absorção interestelar como sendo igual a  $1.6 \text{ mag kpc}^{-1}$  (Kapteyn, 1909). Esse valor foi estimado assumindo que a densidade de estrelas era constante, porém Kapteyn não deu importância a esse efeito. Como exemplo disso, em 1922 ele estudou os movimentos das estrelas em nossa Galáxia e não fez correção desse efeito em seus cálculos. O valor estimado por Kapteyn está muito próximo das estimativas atualmente aceitas de  $1.8 \text{ mag kpc}^{-1}$  (Li & Greenberg, 2003).

Apesar de vários estudos observacionais e trabalhos teóricos realizados anteriormente, apenas em meados do século XX, evidências realmente conclusivas sobre a extinção interestelar apareceram no trabalho realizado por Trumpler (1930), que estudou o diâmetro de aglomerados abertos e percebeu que os mais distantes mostravam ser sistematicamente maiores. Entretanto, ele concluiu que o espaço não era completamente transparente e a luz das estrelas sofria extinção ( $0.67 \text{ mag/kpc}$ ) devido a algum material no meio interestelar. Na medida em que os instrumentos astronômicos evoluíram e que observações em várias frequências tornaram-se possíveis o caráter da matéria interestelar de diversos tipos e em diversos ambientes pode ser estudado. Assim, a poeira deixou de ser uma simples coadjuvante para vir a contribuir significativamente na compreensão dos mais variados aspectos dos objetos astronômicos.

A poeira é um componente de extrema importância do ISM e também uma fonte importante de opacidade que contribui para modificar a SED. Outro efeito muito importante que a poeira causa é o avermelhamento. Isso ocorre quando os grãos de poeira atenuam a radiação

através da absorção e do espalhamento da luz e reemitem parte desta radiação no IR. Essa atenuação, principalmente devida ao espalhamento, é mais efetiva nos comprimentos de onda mais curtos, ou seja, no azul, visível e UV. Avalia-se que cerca de 30% ou mais da energia das estrelas no óptico esteja sendo emitida na forma de radiação infravermelha (Bernstein et al., 2002). Desta forma, é necessário levar em conta seu efeito no momento de derivar as propriedades físicas do objeto em estudo.

Além disso, as superfícies dos grãos de poeira exercem um papel fundamental para a termodinâmica e química do gás, permitindo que os elementos químicos se encontrem e reajam entre si, tornando-os os sítios primários de formação molecular. Por exemplo, acredita-se que os grãos sejam os responsáveis por essencialmente toda a formação de hidrogênio molecular ( $H_2$ ) no meio interestelar. Deste modo, eles abrigam uma fração substancial de todos os elementos pesados. A poeira está presente em quase todos os ambientes astrofísicos, desde os discos e envelopes em torno das estrelas, galáxias espirais, elípticas, irregulares e Starburst até AGNs.

## 2.1 Interação da Poeira com a Radiação

Pode-se deduzir observacionalmente a presença de grãos de poeira no ISM através da interação da poeira com a luz de uma fonte emissora e através de sua emissão. No primeiro caso, quando a poeira interage com a luz de uma fonte, essa pode sofrer: *(i)* extinção total e/ou seletiva (que é uma combinação de efeito de absorção e espalhamento da luz.); *(ii)* reflexão da luz (geralmente acontece quando há nuvens ricas em poeira localizadas atrás de estrelas brilhantes.); *(iii)* polarização da luz (efeito ocasionado por espalhamento da luz ou pela passagem da luz através de regiões com grãos de poeira não-esféricos que estejam alinhados).

Serão discutidas algumas propriedades gerais dos grãos de poeira e sua interação com a radiação. Começamos por considerar as propriedades ópticas de pequenas esferas. Sabe-se que essa consideração é altamente idealizada, pois observamos que a luz das estrelas pode ser polarizada pela poeira localizada no ISM. Entretanto, utilizar esferas facilita os cálculos e, além disso, elas são semelhantes a um ponto, portanto, essa escolha pode ser feita em situações que não exista polarização da luz.

Suponha que a radiação de frequência  $\nu$  e intensidade  $I_\nu$  atravesse uma nuvem de poeira interestelar de comprimento  $L$  (veja Figura 2.1). Sejam  $\varepsilon_\nu$  e  $\kappa_\nu$  os coeficientes de emissão e absorção da nuvem, respectivamente. Então,  $\varepsilon_\nu d\omega$  representa a energia emitida por unidade de volume, tempo e frequência no elemento de ângulo sólido  $d\omega$  e  $I_\nu \kappa_\nu d\omega$  representa sua atenuação. Assim, podemos escrever a equação de balanço entre a emissão e a absorção como:

$$\frac{dI_\nu}{dL} = \varepsilon_\nu - \kappa_\nu I_\nu, \quad (2.1)$$

onde, a variação  $dI_\nu$  da intensidade de um determinado raio que atravessa a extensão  $dL$  ao longo de uma nuvem é o balanço entre a quantidade emitida menos a absorvida.

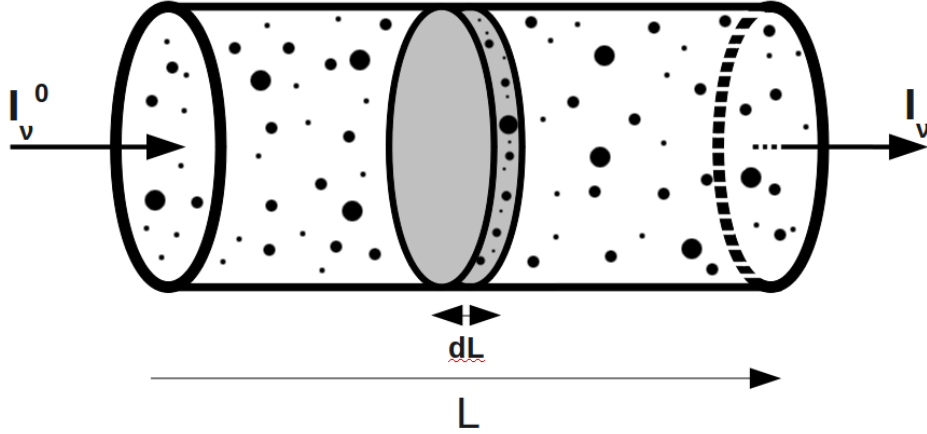


Figura 2.1: Mostra a extinção da radiação original  $I_\nu^0$  devido a poeira interestelar, onde  $L$  representa o comprimento ao longo da nuvem e  $I_\nu$  é a intensidade resultante.

Analisando o cenário onde existe apenas extinção sem nenhuma emissão, ou seja,  $\varepsilon_\nu = 0$ , um exemplo realístico desse cenário é quando a luz de uma estrela é bloqueada por uma nuvem que está na linha de visada do observador, então, a solução para a Equação (2.1) será:

$$\frac{dI_\nu}{dL} = -\kappa_\nu I_\nu \quad (2.2)$$

$$\text{como } \kappa_\nu = C_{ext} n_d, \quad \text{logo}$$

$$\frac{dI_\nu}{I_\nu} = -n_d C_{ext} dL,$$

onde  $C_{ext} = Q_{ext} \pi a^2$  é a seção de choque de extinção do grão e  $n_d$  é o número de grãos em um dado volume (grãos/cm<sup>3</sup>).

Sabendo que a profundidade ótica ( $\tau_\nu$ ) da extinção causada pela poeira é definida como a absorção integrada ao longo de uma nuvem de comprimento  $L$  e que  $n_d$  e  $C_{ext}$  são constantes em toda a nuvem, temos:

$$\begin{aligned} \tau_\nu &= \int_0^L \kappa_\nu dL \\ &= \int_0^L n_d C_{ext} dL \\ &= n_d L C_{ext} \\ &= N_d C_{ext}. \end{aligned} \quad (2.3)$$



onde  $N_d$  é a densidade colunar de poeira. Fazendo a devida substituição na equação 2.2 e integrando-a sobre todo o comprimento do caminho  $L$ , teremos:

$$\begin{aligned} \ln\left(\frac{I_\nu}{I_\nu^0}\right) &= -\tau_\nu \\ I_\nu &= I_\nu^0 e^{-\tau_\nu}, \end{aligned} \quad (2.4)$$

onde  $I_\nu^0$  é a intensidade inicial de  $I_\nu$  quando  $L = 0$ .

Ao expressar a redução da intensidade da radiação em magnitude, a extinção total em um dado comprimento de onda, assumindo que a poeira não emite na região ótica do espectro, é dada por:

$$\begin{aligned} A_\nu &= -2.5 \log\left(\frac{I_\nu}{I_\nu^0}\right) \\ A_\nu &= -2.5 \log(e^{-\tau_\nu}) \\ A_\nu &\approx 1.0857 \tau_\nu. \end{aligned} \quad (2.5)$$

A extinção é usualmente expressa em termos do fator de eficiência da extinção ( $Q_{ext}$ ), que é dada pela razão entre a seção reta da extinção e a seção reta geométrica, e supondo que as partículas são esféricas com o raio igual a  $a$ , logo:

$$Q_{ext} = \frac{C_{ext}}{\pi a^2}. \quad (2.6)$$

Portanto temos,

$$A_\nu = 1.0857 N_d \pi a^2 Q_{ext}. \quad (2.7)$$

Se o raio dos grãos não for constante, será necessário incorporar uma distribuição de tamanho, tal que  $n(a)$  *da* representa o número de grãos por unidade de volume em uma determinada linha de visada com uma escala de tamanho entre  $a$  e  $a + da$ , então a equação (2.7) é substituída por

$$A_\nu = 1.0857 \pi L \int a^2 Q_{ext}(a) n(a) da. \quad (2.8)$$

Para considerar a dependência espectral da extinção ( $A_\nu$ ) de um dado grão com uma determinada composição química e uma distribuição de tamanho, faz-se necessário conhecer o comportamento da eficiência de extinção,  $Q_{ext}$ . A eficiência da extinção é escrita como a soma da componente espalhada  $Q_{esp}$  e da componente absorvida  $Q_{abs}$ ,

$$Q_{ext} = Q_{abs} + Q_{esp}. \quad (2.9)$$

Esses fatores de eficiência são dependentes de duas quantidades, um parâmetro adimensional referente ao tamanho das partículas,

$$X = \frac{2\pi a}{\lambda}, \quad (2.10)$$

e outro referente à composição dos grãos, o índice de refração complexo do material do grão,

$$m = n - ik. \quad (2.11)$$

A princípio,  $Q_{abs}$  e  $Q_{esp}$  podem ser calculados assumindo um modelo de grão e conhecendo o valor da extinção total. Porém, no momento de resolver as equações de Maxwell torna-se difícil adotar uma condição de contorno para a superfície dos grãos. Uma primeira solução proposta foi formulada por Mie (1908) e Debye (1909) independentemente. Uma discussão detalhada sobre a teoria de Mie e suas aplicações pode ser encontrada em van de Hulst (1957) e Bohren & Huffman (1983).

Para computar uma curva de extinção dos grãos de um certo material, as partes reais e imaginárias do índice de refração (veja equação 2.11) precisam ser determinadas. Essas quantidades,  $n$  e  $k$ , também são chamadas de constantes ópticas e dependem do comprimento de onda. Se o grão é um material dielétrico puro ( $k = 0$ ), o índice de refração pode ser representado pela fórmula de Cauchy,

$$m = n \approx c_1 + c_2 \lambda^{-2}, \quad (2.12)$$

onde  $c_1$  e  $c_2$  são constantes. Silicatos e gelos são materiais que tem comportamento parecido com os dielétricos ( $k < 0.1$ ) e materiais absorvedores podem ser comparados com metais ( $k$  é da mesma ordem de  $n$  e ambos variam fortemente com o comprimento de onda).

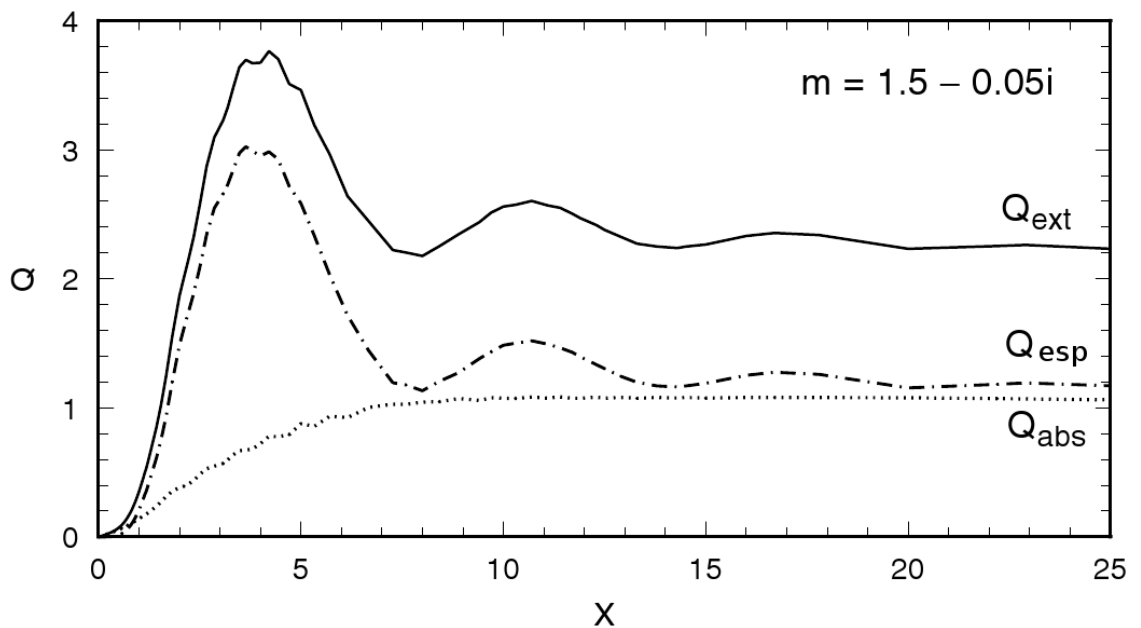


Figura 2.2: Resultados dos cálculos da teoria de Mie para grãos esféricos de índice de refração igual a  $m = 1.5 - 0.05i$ . Fatores de eficiência  $Q_{ext}$ ,  $Q_{esp}$  e  $Q_{abs}$  são mostrados como função do parâmetro  $X = 2\pi a / \lambda$ . Esta figura foi retirada de Whittet (2003).

A Figura 2.2 ilustra os resultados dos cálculos da teoria de Mie para grãos esféricos absorvendo de forma débil com o índice de refração constante igual à  $1.5 - 0.05i$ . Os valores do fator de eficiência  $Q_{ext}$  e seus componentes de  $Q_{esp}$  e  $Q_{abs}$  são mostrados em função do  $X = 2\pi a/\lambda$ . Através da figura, nota-se que  $Q_{ext}$  aumenta monotonicamente ao longo do eixo  $X$  para  $X$  entre 0 e 4, isso ocorre porque a extinção é dominada pelo espalhamento. No intervalo de  $1 < X < 3$ ,  $Q_{ext}$  possui um aumento com o  $X$  quase linear, entretanto, para valores muito altos de  $X$ , aparece um pico na componente de espalhamento do  $Q_{ext}$ , e só desaparece quando a contribuição de grãos de diferentes tamanhos torna-se significativa (veja Figura 2.2). Perceba que  $Q_{ext}$  mantém-se quase constante para grandes valores de  $X$ , o que indica que a extinção é neutra (independe do comprimento de onda) para grãos maiores que o comprimento de onda.

Quando  $Q_{ext}$  está no limite de  $X \ll 1$ , as partículas são pequenas comparadas com o comprimento de onda e, nesse caso, existe uma aproximação (veja capítulo 5 de Bohren & Huffman, 1983) que dá origem a uma expressão mais simplificada para os fatores de eficiências:

$$\begin{aligned} Q_{esp} &\approx \frac{8}{3} \left( \frac{2\pi a}{\lambda} \right)^4 \left| \frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right|^2 \\ Q_{abs} &\approx \frac{8\pi a}{\lambda} \text{Im} \left| \frac{m^2 - 1}{m^2 + 2} \right|^2. \end{aligned} \quad (2.13)$$

Nos dielétricos puros,  $m$  é real e quase constante com respeito ao comprimento de onda, que reproduz o espalhamento de Rayleigh, isto é,  $Q_{esp} \propto \lambda^{-4}$  e  $Q_{abs} = 0$  (Bohren & Huffman, 1983).

Quando a quantidade  $(m^2 - 1)/(m^2 + 2)$  apresenta uma fraca dependência com o comprimento de onda, o material não estará absorvendo fortemente. Uma boa aproximação para este caso é  $Q_{esp} \propto \lambda^{-4}$  e  $Q_{abs} \propto \lambda^{-1}$ . A dependência da extinção com o comprimento de onda pode ser diferente quando as partículas são pequenas, pois nesse caso dominará a absorção ou o espalhamento.

## 2.2 A Curva de Extinção Interestelar

Esta seção analisa a curva de extinção detalhando as assinaturas que são oriundas dos grãos interestelares. Iremos destacar: (i) as bandas de silicatos, emissão térmica no contínuo dos grãos de poeira, que emitem em comprimentos de onda do IR, em equilíbrio radiativo com o campo de radiação local; (ii) a emissão térmica no contínuo devido a pequenos grãos que estão fora do equilíbrio térmico (flutuação de temperatura); (iii) as bandas de emissão no IR, que ficaram durante muito tempo sendo chamadas de bandas UIR, porém hoje é bem conhecido que essas emissões são devido a módulos vibracionais das moléculas de PAHs (Puget & Leger, 1989).

### 2.2.1 Avermelhamento Interestelar

Como já discutido nas seções anteriores, a presença da poeira no meio interestelar foi primeiramente notada através do efeito de avermelhamento da luz de estrelas distantes. Sabendo que a magnitude aparente,  $m$ , de uma estrela é dada por:

$$m(\lambda) = M(\lambda) - 5 \log(d) + A_\lambda, \quad (2.14)$$

onde  $M$  é a magnitude absoluta,  $d$  é a distancia e  $A_\lambda$  é a extinção devido a poeira. Com o objetivo de derivar a extinção, comparemos duas estrelas próximas que tenham o mesmo tipo espectral, porém, uma estrela está avermelhada e a outra não. Isso resultará em uma diferença de magnitude dada por:

$$\Delta m(\lambda) = 5 \log\left(\frac{d_1}{d_2}\right) + A_\lambda. \quad (2.15)$$

O excesso de cor entre dois comprimentos de onda,  $\lambda_1$  e  $\lambda_2$ , pode ser definido como:

$$\begin{aligned} E(\lambda_1 - \lambda_2) &= \Delta m(\lambda_1) - \Delta m(\lambda_2) \\ &= A_{\lambda_1} - A_{\lambda_2}. \end{aligned} \quad (2.16)$$

As diferenças de cores entre diferentes estrelas podem ser comparadas depois de serem normalizadas em um comprimento de onda de referência. Geralmente a cor B - V do sistema de cores de Johnson & Morgan (1953) é usada para este fim, então:

$$\frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)} = \frac{A_\lambda - A_V}{A_B - A_V}. \quad (2.17)$$

Como podemos perceber através da equação acima, determinar a extinção em termos do avermelhamento é muito simples. Definimos a razão da extinção total para a seletiva,  $R_V$ , como:

$$R_V = \frac{A_V}{E(B - V)}. \quad (2.18)$$

Perceba que  $R_V$  caracteriza a subida da curva de extinção entre  $V = 0.55\mu\text{m}$  e  $B = 0.44\mu\text{m}$ . Usando a equação anterior a razão da extinção,  $A_\lambda / A_V$ , poderá ser expressa em termos do excesso de cor como:

$$\frac{A_\lambda}{A_V} = \frac{1}{R_V} \frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)} + 1. \quad (2.19)$$

Como a extinção diminui rapidamente com o aumento do comprimento de onda na faixa do IR, pode-se escrever,

$$R_V = - \lim_{\lambda \rightarrow \infty} \frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)}. \quad (2.20)$$

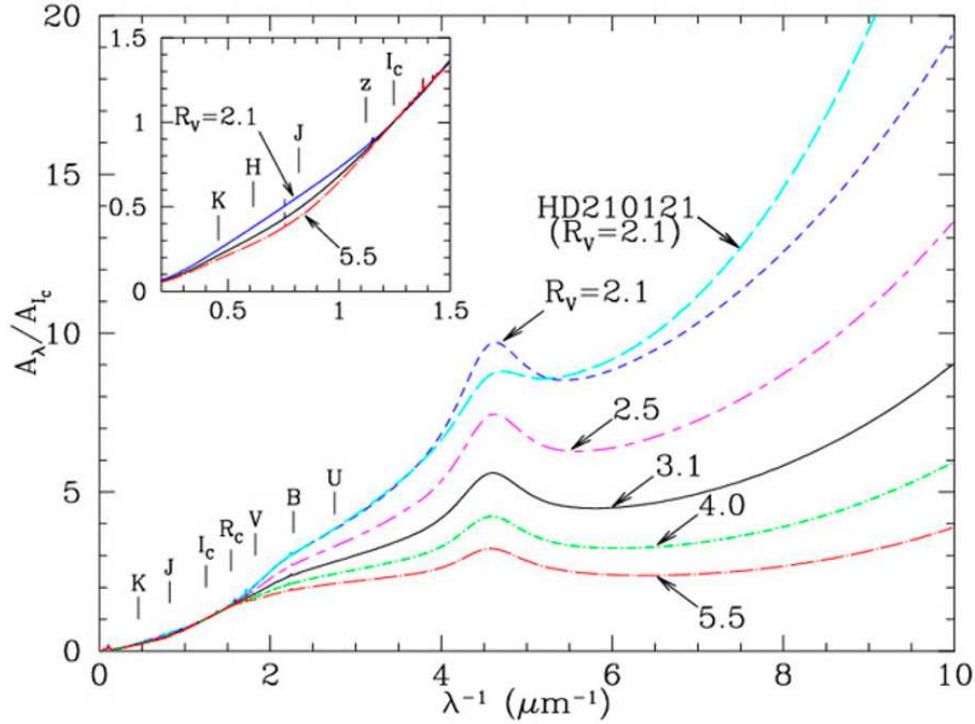


Figura 2.3: Curva de extinção no comprimento de onda  $\lambda$  relativo a  $I_C = 0.802\mu\text{m}$  como uma função do  $\lambda^{-1}$ . Os valores parametrizados por Fitzpatrick (1999) de  $R_V$  estão variando entre 2.1 a 5.5. As bandas interestelares difusas segue Jenniskens & Desert (1994). Está mostrado um ajuste da curva de extinção na direção de HD 210121 objetivando exemplificar como os dados empíricos pode se desviar do valor teórico. Essa figura está no trabalho de Draine (2003) e esse autor disponibiliza todas as figuras desse trabalho no site <http://ned.ipac.caltech.edu/level5/March04/Draine/Figures/>.

Desta forma, a razão da extinção total para seletiva pode ser determinada extrapolando para o IR os valores do excesso de cor, conseqüentemente pode-se determinar a razão da extinção  $A_\lambda/A_V$ . A Figura 2.3 mostra uma curva de extinção ajustada por Fitzpatrick (1999) usando o comprimento de onda de referência a banda Cousins I ( $I_C = 0.802\mu\text{m}$ ). A parametrização é mostrada para valores de  $R_V$  entre 2.1 e 5.5, pois abrange a faixa de valores encontrados através das nuvens difusas da nossa Galáxia. A figura também mostra um ajuste empírico da curva de extinção da HD 210121, essa curva é usada para demonstrar como uma linha de visada individual pode desviar da curva teórica.

O valor de  $R_V$  é dependente da composição química e tamanho dos grãos. Outro parâmetro físico importante é a quantidade total de poeira por unidade de hidrogênio (H), pois a quantidade de extinção visual ao longo de uma linha de visada é correlacionada com a densidade colunar de hidrogênio<sup>1</sup>. Bohlin et al. (1978) derivaram uma extinção visual por unidade de densidade colunar total de hidrogênio para o meio interestelar difuso, usando as

<sup>1</sup>Para obter a densidade colunar de hidrogênio usa-se a equação  $N_H = N(H) + 2N(H_2) + N(H^+)$ .

bandas Ly $\alpha$  do H $\alpha$ , linha de absorção Lyman-Werner do H $_2$  e  $E(B - V)$  e observações feitas com o telescópio *Copernicus* e puderam inferir que:

$$\frac{A_V}{N_H} \approx 5.35 \times 10^{-22} \text{ mag cm}^{-2}, \quad \text{usando } R_V = 3.1. \quad (2.21)$$

Rachford et al. (2002) estudaram 23 estrelas, nas direções de nuvens translúcidas cujo linhas de visadas possuem  $A_V > 1$ , com observações do telescópio espacial *Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer* (**FUSE**) e perceberam que a extinção por unidade de densidade colunar total de hidrogênio cresce com o aumento de  $R_V$ . Ajustes empíricos com incertezas em torno de 10% são dados pela parametrização (ver Draine, 2003):

$$\frac{A_{IC}}{N_H} \approx \left[ 2.96 - 3.55 \left( \frac{3.1}{R_V} - 1 \right) \right] \times 10^{-22} \text{ mag cm}^2. \quad (2.22)$$

Os resultados dessa parametrização é mostrado na Figura 2.4, perceba que altos valores de  $R_V$  apresentam grandes valores de  $A_\lambda/N_H$  para  $\lambda_{-1} \leq 3 \mu\text{m}^{-1}$ , diminuindo para escala de  $\lambda_{-1} \geq 4 \mu\text{m}^{-1}$ . Esse comportamento está indicando que pequenos grãos estão coagulando na superfícies de grandes grãos. Quando pequenos grãos são perdidos a extinção no UV diminuirá, enquanto que a adição de massa nos grandes grãos aumentará o espalhamento em  $\lambda \geq 0.3 \mu\text{m}$ .

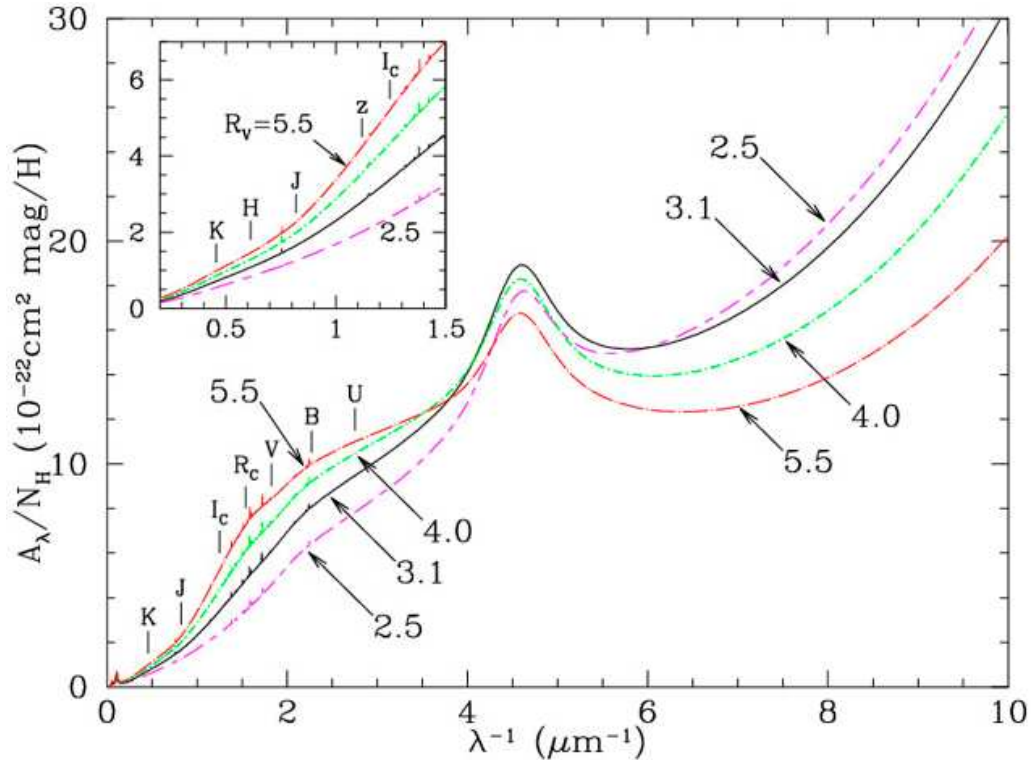


Figura 2.4: Extinção por densidade de coluna de hidrogênio para diferentes valores de  $R_V$ . Esta figura está no trabalho de Draine (2003) e esse autor disponibiliza todas as figuras desse trabalho no site <http://ned.ipac.caltech.edu/level5/March04/Draine/Figures/>.

### 2.2.2 Assinatura dos Silicatos

A extinção no infravermelho inclui uma forte assinatura cujo pico aparece em  $\sim 9.7\mu\text{m}$  e esse perfil já é bem conhecido como sendo dos grãos de silicatos (Whittet, 2003). Modelar essa região espectral nos possibilita conhecer a composição desses silicatos e até mesmo inferir informações sobre sua natureza. Percebe-se que minerais de silicatos geralmente apresentam forte absorção em aproximadamente  $10\mu\text{m}$ , isso ocorre por causa da excitação do modo vibracional “*stretching*” da molécula Si-O. Foi esse fato que nos permitiu concluir que o ISM é composto por silicatos.

Espera-se que a poeira de silicato encontrada no ISM tenha origem nas estrelas frias ricas em oxigênio, chegando ao ISM através de ejeção de suas camadas externas. A hipótese desse material ser formado em estrelas ricas em carbono é descartada, porque esse tipo de estrelas ao enriquecer o meio com carbono, formará preferencialmente a molécula de CO. Uma outra assinatura bem conhecida desse material é a banda alargada em  $\sim 18\mu\text{m}$ , que é atribuída ao modo vibracional “*bending*” da molécula O-Si-O (McCarthy et al. 1980, Smith et al. 2000).

Na busca por informações físicas e químicas da composição mineralógica dos silicatos, percebeu-se que o silicato amorfo produz um perfil mais suave e alargado que os cristalinos, que mostram emissões mais agudas e estreitas (Kraetschmer & Huffman 1979, Day 1979, 1981, Dorschner & Henning 1986, Dorschner et al. 1988, Hallenbeck et al. 2000, Fabian et al. 2000). Para melhor exemplificar, a Figura 2.5 mostra alguns perfis espectrais de silicato de olivina em vidro com tamanhos  $0.1\mu\text{m}$  e  $2\mu\text{m}$ , ortoestatite cristalino ( $\text{Mg}_2\text{Si}_2\text{O}_6$ ), forsterite cristalino ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ) e sílica (dióxido de silício,  $\text{SiO}_2$ ).

Geralmente, o perfil observado em  $\sim 9.7\mu\text{m}$  é melhor ajustado com materiais amorfos da família da olivina,  $\text{Mg}_{2x}\text{Fe}_{2-2x}\text{SiO}_4$ , e somente cerca de 2-8% desses silicatos estão na forma cristalina (e.g. Li & Draine 2001a, 2002, Bowey et al. 1998, Demyk et al. 1999, Bowey & Adamson 2002, Kemper et al. 2004). Entretanto, alguns discos circum-estelares apresentam a fração de silicatos cristalinos levemente maior (Draine, 2003). A sua forma cristalina está dividida em duas importantes classes químicas: (i) os piroxênios ( $\text{Mg}_x\text{Fe}_{1-x}\text{SiO}_3$ ) de Mg, no qual inclui enstatita ( $\text{MgSiO}_3$ ) ou de Fe que inclui ferrossilita ( $\text{FeSiO}_3$ ), e (ii) as olivinas ( $\text{Mg}_{2x}\text{Fe}_{2-2x}\text{SiO}_4$ ) que podem estar na forma de forsterita ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ ) e de faialita ( $\text{Fe}_2\text{SiO}_4$ ).

Os silicatos cristalinos localizados nos discos circum-estelares são predominantemente ricos em magnésio e pobres em ferro (Tielens et al. 1998, Molster et al. 2002a) e esse mesmo cenário é encontrado na maioria das estrelas evoluídas (Molster et al., 2002b). Mesmo após tantas investigações a composição dos silicatos ainda permanece incerta, o que torna o seu estudo um ponto muito interessante.

Outra informação muito importante que conseguimos derivar do perfil de silicato é a extinção na banda visual ( $A_V$ ) que esse material causa. Isso só é possível porque foi encontrado uma relação empírica entre a propriedade ótica de silicato ( $\tau_{9.7\mu\text{m}}$ ) e a extinção visual, que segue:

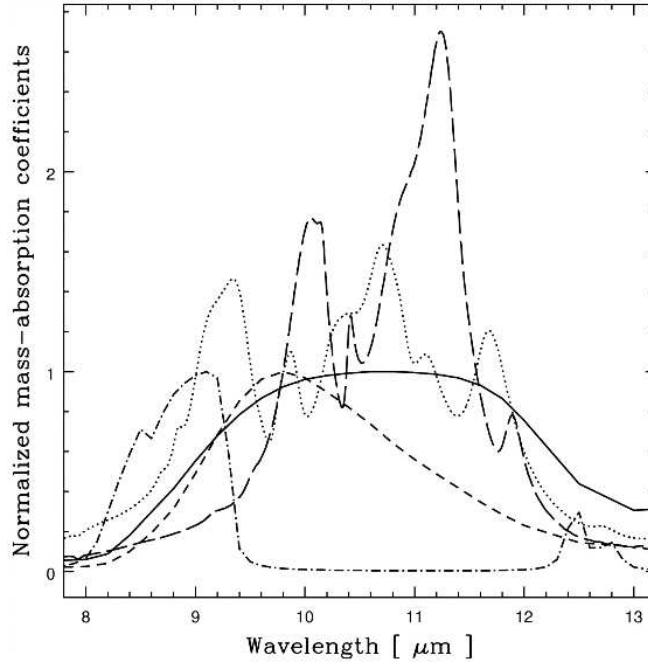


Figura 2.5: Perfis espectrais de poeira de silicatos. Olivina em vidro com tamanhos  $0.1\mu\text{m}$  (linha tracejada) e  $2\mu\text{m}$  (linha sólida), ortoestatite cristalino ( $\text{Mg}_2\text{Si}_2\text{O}_6$ , linha pontilhada), forsterite cristalino ( $\text{Mg}_2\text{SiO}_4$ , linha com traços longos) e sílica (dióxido de silício,  $\text{SiO}_2$ ; linha com traços e pontos). Esses perfis foram derivados por Dorschner et al. (1995), Koike et al. (2000), Honda et al. (2003) e Spitzer & Kleinman (1961), entretanto, essa figura foi retirada de estudo de Honda et al. (2003).

$$\frac{A_V}{\tau_{9.7\mu\text{m}}} = 18.5 \pm 2.0. \quad (2.23)$$

Essa constante é um valor médio derivado por Draine (2003) usando observações de objetos na Galáxia. Sabendo que  $\tau_{9.7\mu\text{m}}$  depende do tamanho do grão,

$$\tau_{9.7\mu\text{m}} = N_d Q_{ext} \pi a^2, \quad (2.24)$$

se adotarmos um grão pequeno ( $\sim 0.01\mu\text{m}$ ) de silicato teremos  $A_V/\tau_{9.7\mu\text{m}} \sim 1$ , enquanto que para um grão com  $\sim 0.15\mu\text{m}$  essa razão será  $\sim 5$  (Stephens, 1980, Gillett et al., 1975).

### 2.2.3 Emissão no Contínuo Atribuída a Poeira

A poeira pode originar dois tipos de emissão no contínuo, são elas:

- A “**Emissão Vermelha Estendida**” (ERE, do inglês “*extended red emission*”) que apresenta-se como uma banda larga, com largura a meia altura (FWHM, do inglês “*full width at half maximum*”) entre  $600\text{-}1000\text{\AA}$ , em emissão localizada entre  $\sim 5400\text{\AA}$  e  $9500\text{\AA}$ , cujo pico máximo está entre  $\sim 6100\text{\AA}$  e  $8200\text{\AA}$ . Essa banda aparece em vários tipos de



objetos ricos em poeira, tais como o meio interestelar difuso da Galáxia, nebulosas planetárias e de reflexão, regiões H II e fontes extragaláticas (e.g. Witt & Schild, 1985, Witt et al., 1990, Furton & Witt, 1990, Darbon et al., 2000, Gordon et al., 1998, Pierini et al., 2002).

Li (2004) e Draine (2003) alegam que os possíveis formadores desta emissão são partículas sub-micrométrica de material carbonáceo (carbono amorfo hidrogenado, compostos carbonáceos e o carvão), materiais carbonáceos nanométricos (PAHs, as nano-partículas de carbono e os nano-diamantes interestelares), as nano-partículas de silício cristalino e os grãos de silicatos.

A maioria dos materiais são incapazes de modelar totalmente os perfis espectrais observados das ERE. Entretanto, os modelos de nano-partículas de silício parecem conseguir reproduzir bem esses espectros observados, o contrário acontece com os materiais carbonáceo (Li, 2004). Um aspecto bem resolvido sobre essa banda mostra que ela é originada a partir da fotoluminescência, ou seja, sua aparição é devido a re-emissão de um fóton que foi absorvido no ótico ou UV. A eficiência de conversão desses fótons é estimada em cerca de 10% (e.g. Gordon et al., 1998, Szomoru & Guhathakurta, 1998, Guimaraes, 2006).

- **A radiação térmica devida aos grãos de poeira** pode ser dividida em:

(i) o contínuo com  $\lambda > 60\mu\text{m}$  do infravermelho distante (FIR, do inglês “*far infrared*”) oriundo de grãos aquecidos em equilíbrio térmico com o campo de radiação local. Ferrari et al. (1999) utilizaram o efeito de extinção no ótico causado por esses grãos juntamente com a emissão no FIR de medidas do *Infrared Astronomical Satellite* (IRAS) e determinaram que trata-se de poeira fria ( $T < 30\text{K}$ ) em equilíbrio térmico com o campo de radiação interestelar (“cirrus”). Esses grãos de poeira são responsáveis por cerca de 65% da potência total emitida pela poeira (Guimaraes, 2006), além de ser associados à componente fria da poeira. (ii) o contínuo entre  $3\mu\text{m}$  e  $30\mu\text{m}$ . Essa emissão teve sua descoberta através da fotometria de banda larga do IRAS em  $12\mu\text{m}$  e  $25\mu\text{m}$  e é atribuída à componente associada a uma fase quente da poeira interestelar (Ferrari et al., 2002). Esse material emite a maior parte de sua energia no MIR diferindo-se da componente fria que emite em  $100\mu\text{m}$ .

Enquanto a componente fria é responsável pela assinatura no FIR, a componente quente absorve fótons energéticos e os reemite no MIR, além disso ela abrange cerca de 35% da potência irradiada pela poeira. Hoje já é razoavelmente bem estabelecido que essa emissão origina-se da flutuação de temperatura, que varia de centenas até milhares de graus Kelvins, dos pequenos grãos ( $5\text{Å}$  a  $50\text{Å}$ ) fora do equilíbrio térmico (Guimaraes, 2006).

## 2.3 Temperatura da Poeira

A troca de energia que existe entre os grãos interestelares e o ambiente em que eles habitam acontece quando os grãos emitem e absorvem radiação, colidem com outras partículas e também através de reações químicas exotérmicas em suas superfícies. Quando grãos colidem com átomos de gás, íons ou moléculas, estes transferem energia aos grãos causando seu aquecimento e conseqüentemente o resfriamento do gás.

Entre as reações químicas exotérmicas mais importantes que ocorrem na superfície dos grãos, podemos destacar a recombinação próton-elétron (recombinação de hidrogênio), que libera 13.6 eV de energia no meio. Além disso, a formação de moléculas de hidrogênio também libera energia de 4.48 eV no ISM. Uma porcentagem dessa energia que foi liberada será transferida para a rede cristalina do grão e a outra parte se transformará em energia de excitação e/ou energia cinética (Whittet, 1992, 2003). A princípio, pode-se afirmar que a temperatura de equilíbrio é determinada pelos processos radiativos, porque esse é o processo dominante, mas quando estamos em um meio cuja densidade é muito alta esta afirmação não é válida.

Para saber a potência que o grão absorve do campo de radiação, considere um grão de poeira esférico e raio  $a \sim 0.1 \mu\text{m}$  imerso em um campo de radiação, logo temos:

$$W_{abs} = c(\pi a^2) \int_0^\infty Q_{abs}(\lambda) u_\lambda d\lambda \quad \left( \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{s}} \right), \quad (2.25)$$

onde  $Q_{abs}(\lambda)$  é o fator de eficiência de absorção do grão e  $u_\lambda$  é a densidade de energia do campo de radiação ( $\text{erg}/\text{cm}^3$ ). Note que se o grão for um material perfeitamente dielétrico, não teremos absorção de energia ( $Q_{abs} = 0$ ), o contrário acontece com os sólidos reais que sempre absorvem energia por causa da presença de impurezas. A potência irradiada pelo grão é:

$$W_{irrad} = 4\pi(\pi a^2) \int_0^\infty Q_{emit}(\lambda) B_\lambda(T_{\text{grão}}) d\lambda \quad \left( \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{s}} \right), \quad (2.26)$$

onde  $Q_{emit}(\lambda)$  é o fator de eficiência de emissão do grão, também conhecido como emissividade e

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right)} - 1} \quad \left( \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{s} \text{Å}} \right), \quad (2.27)$$

é a função de Planck. Utilizando-se da lei de Kirchhoff da radiação térmica, onde  $Q_{abs}(\lambda)$  e  $Q_{emit}(\lambda)$  são idênticos em um dado comprimento de onda (equilíbrio termodinâmico), podemos substituí-los nas equações 2.25 e 2.26 por uma única função  $Q_\lambda$  (aqui utilizaremos  $Q_{abs}(\lambda)$ ). Para haver equilíbrio entre as taxas de ganho e perda da energia interna, teremos  $W_{abs} = W_{irrad}$  e conseqüentemente,

$$\int_0^\infty Q_{abs}(\lambda) u_\lambda d\lambda = \frac{4\pi}{c} \int_0^\infty Q_{abs}(\lambda) B_\lambda(T_{\text{grão}}) d\lambda \quad \left( \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{s} \text{Å}} \right). \quad (2.28)$$

Essa equação pode ser usada para calcular a temperatura do grão no estado estacionário,  $T_{\text{grão}}$ , se conhecemos o valor de  $Q_{abs}(\lambda)$ . Outra maneira de escrever a equação 2.28 é:

$$\int_0^{\infty} Q_{abs}(\lambda) u_{\lambda} d\lambda = 4 \langle Q(a, T_{\text{grão}}) \rangle \sigma T_{\text{grão}}^4 \quad \left( \frac{\text{erg}}{\text{cm}^2 \text{s}} \right), \quad (2.29)$$

Enquanto o lado esquerdo da equação fornece a energia absorvida pelo grão em um campo de radiação, o lado direito nos fornece a energia emitida pelo grão a uma temperatura  $T_{\text{grão}}$ .

Na equação 2.29,  $\sigma$  é a constante de Stefan-Boltzmann e  $\langle Q(a, T_{\text{grão}}) \rangle$  é a emissividade média que também pode ser definida como:

$$\langle Q(a, T_{\text{grão}}) \rangle \equiv 15 \left( \frac{hc}{\pi kT} \right)^4 \int_0^{\infty} Q_{abs}(a, \lambda) \lambda^{-5} \left[ e^{\left( \frac{hc}{\lambda kT} \right)} - 1 \right]^{-1} d\lambda. \quad (2.30)$$

Chamamos a atenção sobre o fato de que os grãos não são corpos negros perfeitos e, no geral, eles são irradiadores ineficazes quando  $a \ll \lambda$ , o que nos permite usar a aproximação de partículas pequenas para especificar a eficiência de emissão. De modo geral,  $Q_{emit}(\lambda)$  é proporcional a  $\lambda^{-1}$  (materiais amorfos) ou  $\lambda^{-2}$  (materiais dielétrico cristalinos e metálicos) na faixa do FIR (Tielens & Allamandola, 1987). Isso mostra que um grão sempre tem a temperatura de equilíbrio muito maior que um corpo negro perfeito, embora ambos estejam imersos no mesmo campo de radiação.

Os grãos irradiam predominantemente em comprimentos de onda entre  $50\mu\text{m}$  e  $100\mu\text{m}$  (FIR) e atingem uma temperatura de equilíbrio entre 30K – 50K ou mais. Como eles não são corpos negros puros, eles irradiam como um corpo negro modificado por uma emissividade que depende do comprimento de onda.

Ao longo dos assuntos abordados neste capítulo percebemos que muitas propriedades físicas dos grãos ainda não são bem estabelecidas o que ressalta uma grande necessidade de mais estudos na faixa do IR.

## 2.4 Cálculos da Intensidade dos Materiais

Experimentos em laboratórios nos possibilitam conhecer informações das intensidades intrínseca de vários materiais. Esses dados são necessários quando queremos estimar a quantidade de um certo material que observamos, usando técnicas de espectroscopia ou fotometria nos objetos. Para alguns materiais refratários, tais como carbonos amorfos ou silicatos que apresentam muitas estruturas moleculares, é útil especificar suas intensidades intrínsecas em função do coeficiente de absorção por unidade de massa ( $\kappa$ ). Ele é definido como sendo a seção de choque de absorção por unidade de massa no pico mais relevante da banda de absorção, ou seja:

$$\begin{aligned} \kappa &= \frac{C_{abs}}{m} \\ &= \frac{3Q_{abs}}{4as}, \end{aligned} \quad (2.31)$$

onde  $Q_{abs} = C_{abs}/\pi a^2$  (ver seção 2.1) e temos que assumir para o grão uma massa ( $m$ ), raio ( $a$ ) e densidade específica ( $s$ ). Se os valores de  $\kappa$  são conhecidos, via derivações teóricas ou experimentos em laboratório (e.g. Dorschner et al. 1988, 1995, Spitzer & Kleinman 1961), pode-se derivar a densidade média total de um material absorvedor/emissor ao longo de uma coluna de comprimento  $L$ , que é capaz de produzir uma máxima profundidade ótica de uma banda através de:

$$\rho = \frac{N_d m_d}{L} \quad (2.32)$$

sendo que  $N_d$  e  $m_d$  são densidade colunar e massa do grão respectivamente. A massa do grão é definida como,

$$m_d = \frac{4}{3} \pi a^3 s, \quad (2.33)$$

e a densidade colunar é

$$N_d = \frac{\tau}{\pi a^2 Q_{ext}}, \quad (2.34)$$

onde  $a$  é o raio do grão e  $s$  sua densidade específica. Fazendo as devidas substituições na Equação 2.32, teremos:

$$\rho = \frac{\tau_{max}}{\kappa L}.$$

Esse cálculo é uma ferramenta muito apropriada para estimar a densidade do material que estamos observando e utilizaremos essa técnica para calcular a densidade dos silicatos no presente trabalho.

## 2.5 Moléculas de Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos

Em 1956, Platt, usando modelo de elétrons livres, sugere que partículas menores que  $10\text{\AA}$  contribuem para a extinção interestelar no UV e que essas partículas se formam por colisão entre dois átomos. Um exemplo prático é a colisão entre o carbono e o hidrogênio que forma a molécula CH (Platt 1956, Platt & Donn 1956). O trabalho de Donn (1968), além de corroborar com essa ideia mostrou que as “partículas de Platt” poderiam ser moléculas de hidrocarbonetos aromáticos. Entretanto, a falta de informações observacionais e teóricas no UV atrasou o desenvolvimento dessa ideia (Greenberg, 1960).

Gillett et al. (1973), ao analisar espectros das nebulosas planetárias NGC 7027 e BD+30°3639, observou bandas de emissão em  $8.6\mu\text{m}$  e  $11.3\mu\text{m}$ . Esses autores compararam

os espectros dessas nebulosas com espectros obtidos em laboratório (Hunt et al., 1950) e concluíram que essas bandas eram de material composto de carbono. Naquele momento Gillet et al. não tinham consciência que essas bandas eram assinaturas das “partículas de Platt” (Draine, 2003).

Mais recentemente os telescópios espaciais *Infrared Space Observatory* (ISO) e *Spitzer* mostraram que o meio interestelar difuso emite fortemente nos comprimentos de onda  $3.3\mu\text{m}$ ,  $6.2\mu\text{m}$ ,  $7.7\mu\text{m}$ ,  $8.6\mu\text{m}$  e  $11.3\mu\text{m}$ . Essas bandas são comumente vistas em nebulosas planetárias, discos protoplanetários, nebulosas de reflexão, regiões HII, envelopes circum-estelares e galáxias (e.g. Genzel & Cesarsky 2000, Li 2004, Tielens 2008, Soifer et al. 2008).

Durante muito tempo não era conhecido o material que originava essas bandas e elas foram chamadas de UIR. Alguns autores propuseram que essas bandas poderiam ser emitidas por grãos muito pequenos composto de carbono amorfo hidrogenado (HAC, do inglês “*hydrogenated amorphous carbon*”), material carbonáceo (QCC, do inglês “*quenched carbonaceous composites*”), carvão, fulerenos ou nano-diamantes interestelares (Duley & Williams 1981, Borghesi et al. 1987, Papoular et al. 1989, Jones et al. 1990, Webster 1993, Jones & d’Hendecourt 2000). Porém, hoje já é amplamente aceito que elas são associadas a excitações vibracionais de ligações entre C–C e C–H provavelmente dos PAHs, entretanto, até agora nenhuma molécula específica de PAHs foi positivamente identificado em laboratório (Leger & Puget 1984, Puget & Leger 1989, Allamandola et al. 1985). As comparações entre espectros observacionais obtidos em laboratório mostram que eles são similares. Os espectros observacionais são bem explicados por uma mistura de tipos, estado de ionização e tamanho de PAHs. Além disso, as bandas dos PAHs podem ser afetadas caso eles estejam em aglomerados ou superfície dos grãos (Peeters et al., 2002, Li, 2004).

### 2.5.1 Os Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos

Os PAHs são moléculas orgânicas que possuem uma rede hexagonal planar aromática formada por átomos de carbono e hidrogênio. Essa geometria hexagonal produz uma grande energia de ligação entre esses átomos de carbono, o que torna essas moléculas bastante estáveis e conseqüentemente de difícil destruição (Omont, 1986).

As moléculas de PAHs podem ser divididas em pericondensados, catacondensados e aqueles que tem seus anéis aromáticos ligados por uma ligação simples entre carbonos C–C. Os aromáticos pericondensados são moléculas que compartilham, pelo menos, um átomo de carbono entre três anéis, exemplos desse caso são coroneno, ovaleno, perileno, pireno, etc. Enquanto que nos aromáticos catacondensados nenhum carbono pertence a mais do que dois anéis (veja a Figura 2.6). Nesta figura não estão representados os átomos de hidrogênio dessas moléculas, entretanto, eles estão na periferia das moléculas.

Existem três subclasses de moléculas catacondensados, são elas: (i) os **acenos**, no qual seus anéis formam uma estrutura de linha; (ii) os **fenos** que possuem um plano curvado e

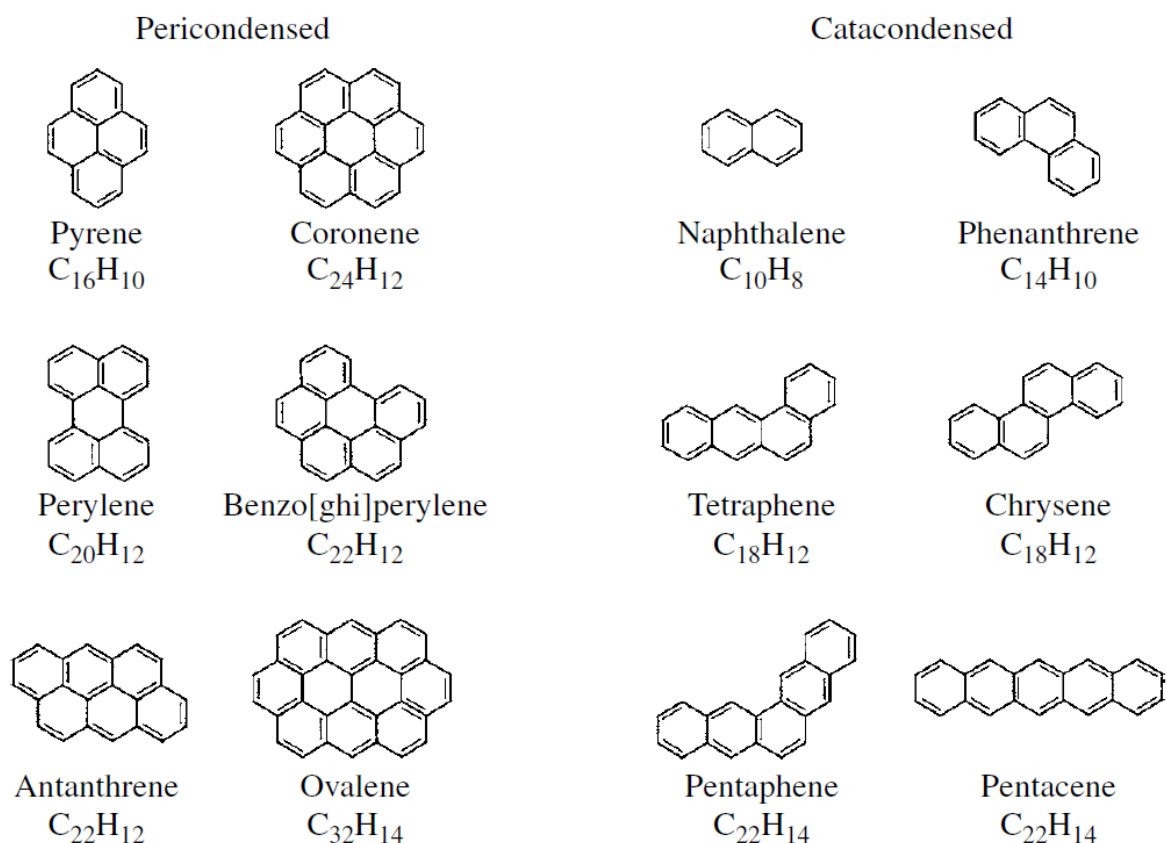


Figura 2.6: Estruturas moleculares dos PAHs. Pericondensados encontram-se à esquerda e os catacondensados à direita. Figura retirada do trabalho de Salama et al. (1996) e adaptada por Tielens (2005). Os átomos de hidrogênio não estão representados.

(iii) moléculas de PAHs que não pertencem nem aos **fenos** e nem aos **acenos**, exemplos dessa última classe são os **criseno** e **piceno** (Salama et al., 1996).

É valioso lembrar que os PAHs mais estáveis são os mais compactos, portanto é perceptível que se tivermos moléculas de PAHs catacondensados e pericondensados com o mesmo número de anéis, os catacondensados serão muito mais instáveis que o pericondensados. Isso acontece porque a forma linear deles gera diferenças na energia de ressonância tornando-os menos estáveis (Omont, 1986).

As bandas de PAHs em  $6.2\mu\text{m}$ ,  $7.7\mu\text{m}$ ,  $8.6\mu\text{m}$ ,  $11.2\mu\text{m}$  e  $12.7\mu\text{m}$  são produzidas pelos modos de excitação vibracional *bending* (dobramento da ligação entre dois átomos) e *stretching* (estiramento da ligação entre dois átomos). O modo de excitação *stretching* da ligação C–C produz emissões entre  $6.1 - 6.5\mu\text{m}$  e o modo vibracional *bending* da ligação C–C no plano da molécula emite entre  $6.5 - 8.5\mu\text{m}$ . A oscilação da ligação C–H no plano da molécula produz emissão entre  $8.3 - 8.9\mu\text{m}$ , entretanto quando a oscilação se dá fora do plano da molécula esta emitirá entre  $11 - 15\mu\text{m}$ . As bandas de emissão dos PAHs em comprimentos de onda maiores que  $15\mu\text{m}$  são causadas pelos modos *bending* no plano e fora do plano da molécula (Allamandola et al. 1989, Tielens 2008). A Tabela 2.1 lista as bandas de PAHs mais intensas e seus respectivos modos de excitação vibracional.

Tabela 2.1: Lista das Bandas de Emissão mais Intensas dos PAHs<sup>1</sup>.

Banda	Modos de Excitação Vibracional
3.3 $\mu\text{m}$	<i>stretching</i> da ligação aromática C–H
3.4 $\mu\text{m}$	<i>stretching</i> da ligação alifática dos grupos do metil
5.2 $\mu\text{m}$	<i>stretching</i> da ligação C–H nos PAHs hidrogenados modo combinado, <i>bending</i> da ligação C–H e <i>stretching</i> da ligação C–C
5.6 $\mu\text{m}$	modo combinado, <i>bending</i> da ligação C–H e <i>stretching</i> da ligação C–C
6.2 $\mu\text{m}$	<i>stretching</i> da ligação aromática C–C
6.9 $\mu\text{m}$	<i>bending</i> da ligação alifática C–H
7.6 $\mu\text{m}$	<i>stretching</i> da ligação C–C e <i>bending</i> da ligação C–H no plano da molécula
7.8 $\mu\text{m}$	<i>stretching</i> da ligação C–C e <i>bending</i> da ligação C–H no plano da molécula
8.6 $\mu\text{m}$	<i>bending</i> da ligação C–H no plano da molécula
11.0 $\mu\text{m}$	<i>bending</i> da ligação C–H fora do plano da molécula, cation
11.2 $\mu\text{m}$	<i>bending</i> da ligação C–H fora do plano da molécula, neutro
12.7 $\mu\text{m}$	<i>bending</i> da ligação C–H fora do plano da molécula, cation <sup>2</sup>

<sup>1</sup>Tabela adaptada do trabalho de Tielens (2008).

<sup>2</sup>A origem dessa banda ainda não está bem determinada (Tielens, 2008).

### 2.5.2 Estado de Ionização e Tamanho dos Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos

Quando os PAHs são expostos a ambientes com intensa radiação de raio X/UV como no ISM, eles podem ser destruídos ou excitados. Cálculos teóricos de mecânica quântica dos modos de excitação vibracional dessas moléculas já foram realizados, porém a capacidade computacional ainda limita uma análise mais detalhada.

Embora as condições físicas de tais ambientes sejam difíceis de ser reproduzidas, esses mecanismos já foram estudados em laboratório (e.g. Pilling et al. 2011, Boechat-Roberty et al. 2009). Tanto as medidas reproduzidas em laboratório como as investigações teóricas aproximam-se do que é obtido com as observações (Desert et al. 1990, Siebenmorgen & Kruegel 1992, Schutte et al. 1993, Dwek et al. 1997, Draine & Li 2001, Li & Draine 2001b, Draine 2003, Li 2004, Draine et al. 2007, Bauschlicher et al. 2010, Mattioda et al. 2011). Hoje existem algumas bibliotecas públicas que disponibilizam espectros (e.g. Allamandola et al. 1999, Hudgins & Allamandola 1999, Mattioda et al. 2005) e gostaríamos de destacar a biblioteca formada por 603 espectros teóricos e 60 espectros experimentais que foi compilado pelo grupo da “NASA AMES Research Center PAH IR Spectral Database” (Bauschlicher et al. 2010, Mattioda et al. 2011).

Nas últimas décadas, muitos trabalhos foram desenvolvidos para compreender como as moléculas de PAHs são ionizadas. Essas moléculas tem baixo potencial de ionização (6–7eV) e podem ser ionizadas pelo efeito fotoelétrico e por colisão (e.g. Allamandola et al. 1985, van der Zwet & Allamandola 1985, Lepp & Dalgarno 1988, Draine & Sutin 1987, Bakes & Tielens

1994, Weingartner & Draine 2001). Alguns autores perceberam que as intensidades das bandas de PAHs são extremamente dependente do grau de ionização da molécula, logo, elas podem fornecer pistas sobre o campo de radiação local, densidade eletrônica e temperatura do gás (e.g. Allamandola et al. 1999, Draine & Li 2001, Li & Draine 2001b, Draine 2003).

Uma das diferenças mais evidentes entre moléculas de PAHs no estado neutro e ionizado é a razão da banda em  $7.7\mu\text{m}$  (modos de ligação C-C) e  $11.3\mu\text{m}$  (modo de ligação C-H). Na Figura 2.7 é possível ver que a emissão dos PAHs ionizados é mais intensa no intervalo de 6 a  $9\mu\text{m}$  do que no intervalo de 10 a  $13\mu\text{m}$ . O contrário acontece com os PAHs neutros que contribuem mais para comprimentos de onda entre 10 e  $13\mu\text{m}$  (Allamandola et al. 1999, Peeters et al. 2002, Draine & Li 2001).

O estudo teórico desenvolvido por Draine & Li (2001) sobre a distribuição da energia vibracional dos PAHs mostra que a intensidade relativa das bandas também depende do tamanho da molécula. É perceptível na Figura 2.8 que pequenas moléculas contribuem fortemente para a emissão em  $6.2$  e  $7.7\mu\text{m}$ , enquanto que as moléculas maiores emitem preferencialmente em grandes comprimentos de onda (Schutte et al. 1993, Draine et al. 2007, Tielens 2008).

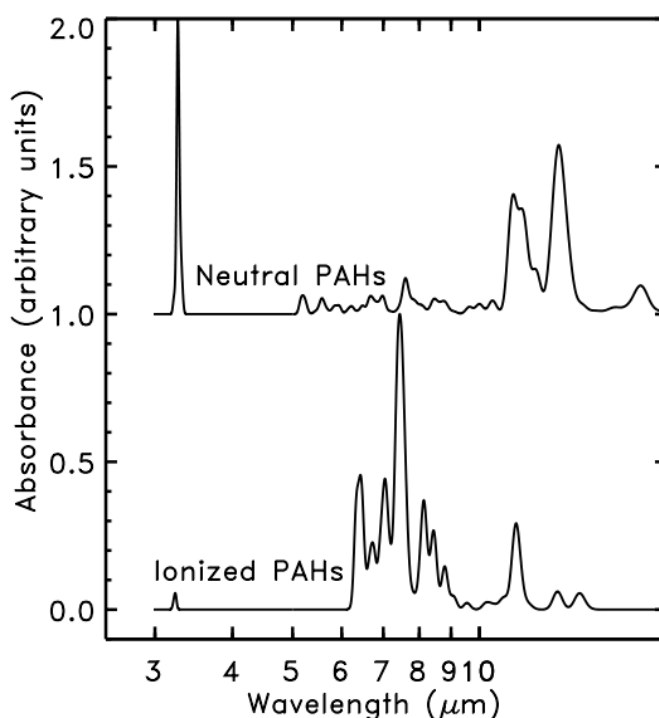


Figura 2.7: O espectro de absorção de uma mistura de PAHs no estado neutro (no topo) comparado com um espectro da mesma espécie no estado cátion (embaixo). Essa figura foi retirada do trabalho de Peeters et al. (2002).

Draine & Li (2001) mostraram que os PAHs neutros apresentam valores da razão  $11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$  maiores que os PAHs ionizados. Esses autores também concluem que a razão  $6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$  diminui quando o número de átomos de carbono que formam a molécula aumenta (ver a Figura 2.9). As linhas teóricas ilustradas na Figura 2.9 foram calculadas computando espectros teóricos de PAHs com diferentes estados de ionização e diferentes números de átomos



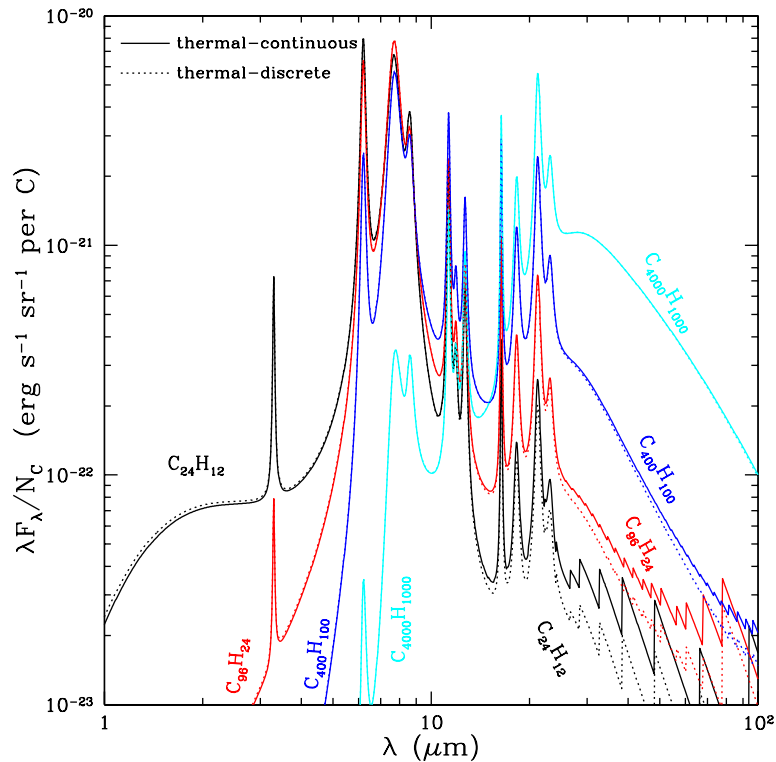


Figura 2.8: Emissividade no IR para diferentes tamanhos de PAHs ionizados. Figura retirada do trabalho de Draine & Li (2001).

de carbono ( $\approx 16 - 1400$ ). A fonte de ionização utilizada para excitar as moléculas nesses modelos foram o espectro empírico do campo de radiação interestelar médio compilado por Mathis et al. (1983) e um corpo-negro de  $T = 3 \times 10^4 \text{K}$  (Draine & Li, 2001).

### 2.5.3 Diagrama de Diagnóstico: Natureza da Fonte de Radiação

Os fluxos, larguras equivalentes (EW, do inglês “*equivalent width*”) e FWHM dos PAHs em  $3.3\mu\text{m}$ ,  $6.2\mu\text{m}$ ,  $7.7\mu\text{m}$ ,  $8.6\mu\text{m}$ ,  $11.3\mu\text{m}$  e  $12.7\mu\text{m}$  são frequentemente utilizados como ferramentas de diagnóstico para avaliar as condições físicas do meio em que elas estão inseridas, pois calcula-se que os PAHs são responsáveis por cerca de 10% da luminosidade bolométrica de uma galáxia (Tacconi-Garman et al., 2005). Além disso, Li (2004) sugere que cerca de 20% da emissão da poeira está na forma de PAHs.

Através de vários estudos observacionais percebe-se que as bandas de PAHs são fortes e onipresentes em galáxias normais e “Starburst”. Entretanto, observações de objetos na nossa Galáxia mostram que existe uma clara diminuição na emissão dos PAHs ao aproximar-se de uma estrela quente ou no interior de regiões de fotodissociação e regiões H II (Helou et al. 2000, Rigopoulou et al. 1999, Boulanger & Perault 1988, Verstraete et al. 1996, Tacconi-Garman et al. 2005). Também foi possível notar que a emissão dos PAHs é fraca em AGNs (e.g. Lutz et al. 1998, Mirabel et al. 1999, Tacconi-Garman et al. 2005).

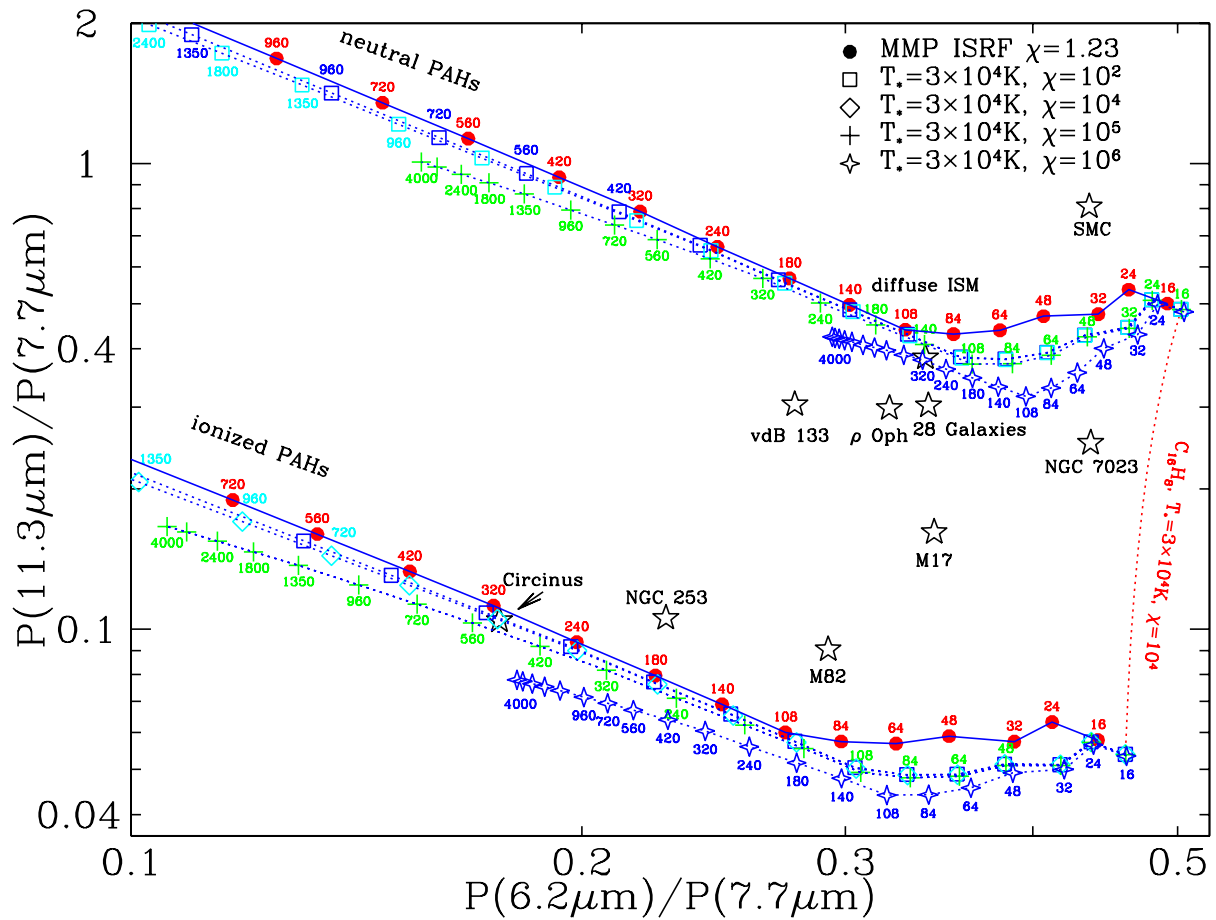


Figura 2.9: Diagrama  $11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} \times 6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$  para PAHs neutros e ionizados com diferentes tamanhos. Nos modelos foram usados espectros ionizantes do Mathis et al. (1983) e um corpo negro com  $T = 3 \times 10^4$  K. As estrelas representam razões de linhas para o meio interestelar difuso, nebulosas de reflexão NGC7023 e vdB 133, região de fotodissociação da M17, nuvem molecular  $\rho$  Oph, galáxias Starburst M82 e NGC253, galáxia Seyfert 2 Circinus, a média de 28 galáxias normais e uma nuvem molecular na pequena nuvem de Magalhães. Figura retirada do trabalho de Draine & Li (2001).

Análises dos PAHs em fontes extragalácticas foram largamente ampliados através de espectros obtidos com o ISO e com o Spitzer. Por consequência, muitos autores produziram diagramas de diagnósticos usando intensidades de linhas dos PAHs como uma ferramenta para distinguir as contribuições vinda de diferentes tipos de fontes de ionização, estelar no caso de galáxias Starburst ou lei de potência vinda do disco de acreção do AGN (e.g. Rigopoulou et al. 1999, Tran et al. 2001, Smith et al. 2007, Galliano 2006, Galliano et al. 2008, Sales et al. 2010).

Lutz et al. (1998), Genzel et al. (1998), Laurent et al. (2000) e Gordon et al. (2008) propuseram diagramas de diagnósticos que mostram que a emissão no MIR de AGNs é claramente diferente daquelas dominadas por um núcleo Starburst. Eles perceberam que o espectro de um AGN extremamente luminoso apresenta as linhas dos PAHs muito fracas, ou até mesmo ausentes e isso pode ocorrer em função da distribuição de poeira causada pela radiação vinda do núcleo ativo. Por outro lado, quando analisa-se os espectros de galáxias dominadas por

formação estelar, essas bandas são muito intensas. Muita atenção foi destinada para tentar discriminar se a radiação que excita essas moléculas provem das estrelas ou dos AGNs.

Outro trabalho que compartilha dessa ideia foi desenvolvido por Smith et al. (2007) utilizando uma amostra de 59 galáxias, no qual pôde demonstrar através de razões de linhas, que os PAHs não sobrevivem em AGNs. Porém, é valioso chamar a atenção que as resoluções espaciais dessas observações não é suficientemente alta para distinguir entre a diluição dos PAHs por um contínuo quente de uma fonte nuclear ou pela destruição dessas moléculas (Moorwood, 1999). Outro ponto que precisa ser destacado é que a quantidade de AGNs nessa amostra é muito pouca para obter uma conclusão definitiva. Esse foi um dos pontos que nos motivou a fazer uma análise quantitativa sobre o comportamento dessas moléculas em AGNs.

# Capítulo 3

## As Amostras e Tratamento dos Dados

O objetivo deste capítulo é apresentar detalhadamente os critérios utilizados para selecionar as amostras de galáxias que foram estudadas. Nas Seções 3.1.2 e 3.2.2 são apresentados os procedimentos aplicados para o tratamento dos dados obtidos com os telescópios Spitzer e Gemini. O objetivo final do processo de redução é obter espectros calibrados em fluxo e em comprimento de onda. A Seção 3.1.3 descreve a metodologia aplicada para medir os fluxos das linhas de emissão.

### 3.1 Telescópio Spitzer

#### 3.1.1 A Amostra

Com o objetivo de fazer um estudo quantitativo e qualitativo, utilizamos neste trabalho dados públicos observados com *The Infrared Spectrograph* (IRS, Houck et al. 2004) a bordo do telescópio espacial Spitzer. Os critérios aplicados para a seleção dos objetos foram: (i) selecionar um grande número de galáxias Seyfert que tivessem dados espectrais disponíveis nos arquivos públicos do Spitzer; (ii) escolher objetos que tivessem espectros no intervalo entre  $5.2\mu\text{m}$  e  $38\mu\text{m}$  e (iii) incluir na amostra galáxias do tipo Starburst e regiões H II para realizar uma análise comparativa.

Desta forma, após aplicar esses critérios a amostra final é composta por 186 objetos, dos quais 15 AGNs estão sendo estudados pela primeira vez. Além disso, a amostra é constituída por 83 AGNs estudados por Gallimore et al. (2010), 22 galáxias Starburst do trabalho de Brandl et al. (2006), 59 regiões H II extragalácticas e LINERs do estudo de Smith et al. (2007) e 7 regiões H II da galáxia M101 da amostra de Gordon et al. (2008). As propriedades gerais desses objetos são listadas nas Tabelas entre 3.1 até 3.7.

Tabela 3.1: Propriedades Gerais da Amostra dos 15 Novos AGNs

Galáxia	Tipo	RA <sup>1</sup>	DEC <sup>1</sup>	v <sup>1</sup> (km/s)
Mrk279	Seyfert1	13 53 03.4	69 18 30	9129
Mrk334	Seyfert1	00 03 09.6	21 57 37	6579
Mrk478	Seyfert1	14 42 07.4	35 26 23	23700
NGC4748	Seyfert1	12 52 12.4	-13 24 53	4386
Mrk3	Seyfert2	06 15 36.3	71 02 15	4050
Mrk471	Seyfert2	14 22 55.4	32 51 03	10263
Mrk609	Seyfert2	03 25 25.3	-06 08 38	10339
Mrk622	Seyfert2	08 07 41.0	39 00 15	6964
Mrk883	Seyfert2	16 29 52.9	24 26 38	11241
Mrk1066	Seyfert2	02 59 58.6	36 49 14	3605
NGC1275	Seyfert2	03 19 48.1	41 30 42	5264
NGC2622	Seyfert2	08 38 10.9	24 53 43	8581
NGC3786	Seyfert2	11 39 42.5	31 54 33	2678
NGC5728	Seyfert2	14 42 23.9	-17 15 11	2804
NGC7682	Seyfert2	23 29 03.9	03 32 00	5138

<sup>1</sup>Informações obtidas da base de dados extra-galáctico da NASA (NED).

### 3.1.2 Observações e Tratamento dos Dados

Os 186 objetos tiveram seus espectros capturados com o IRS a bordo do telescópio Spitzer, a imagem desse instrumento pode ser visto na Figura 3.1. A bandeja é composta por quatro espectrógrafos separados, cada par de instrumento contém espectrógrafos com baixa ( $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 60 - 120$ ) e alta resolução ( $R = \lambda/\Delta\lambda \sim 600$ ). Os módulos de baixa resolução são nomeados como *short-low* (SL) e *long-low* (LL) e os de alta resolução como *short-high* (SH) e *long-high* (LH).

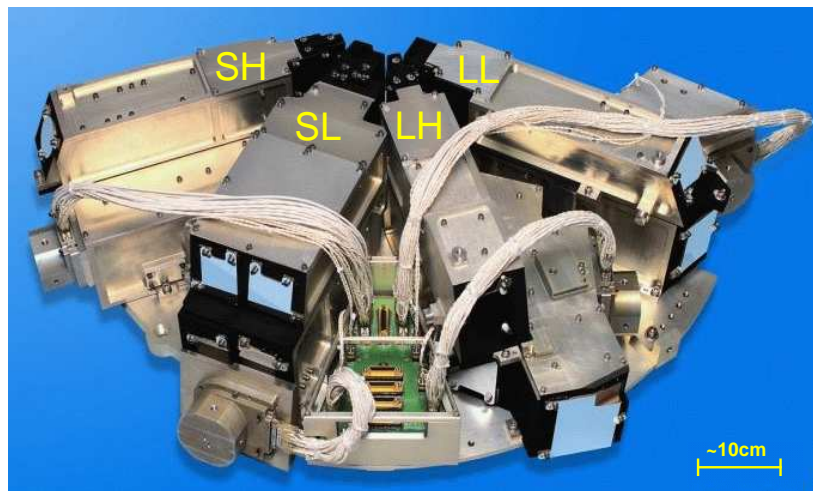


Figura 3.1: Imagem do IRS e identificação dos quatro módulos (SL, LL, SH e LH). Figura retirada do trabalho de Houck et al. (2004).

Tabela 3.2: Propriedades Gerais da Amostra do Brandl et al. (2006)

Name	Tipo	RA	DEC	v (km/s)
IC342	SB	03 46 48.51	68 05 46.0	31
Mrk52	SB	12 25 42.67	00 34 20.4	2140
Mrk266	SB+Seyfert2	13 38 17.69	48 16 33.9	8353
NGC520	SB	01 24 35.07	03 47 32.7	2281
NGC660	SB+LINER	01 43 02.35	13 38 44.4	850
NGC1097	SB+Seyfert1	02 46 19.08	-30 16 28.0	1271
NGC1222	SB	03 08 56.74	-02 57 18.5	2448
NGC1365	SB+Seyfert2	03 33 36.37	-36 08 25.5	1636
NGC1614	SB	04 33 59.85	-08 34 44.0	4778
NGC2146	SB	06 18 37.71	78 21 25.3	893
NGC2623	SB	08 38 24.08	25 45 16.9	5549
NGC3256	SB	10 27 51.27	-43 54 13.8	2804
NGC3310	SB	10 38 45.96	53 30 05.3	993
NGC3556	SB	11 11 30.97	55 40 26.8	699
NGC3628	SB+LINER	11 20 17.02	13 35 22.2	843
NGC4088	SB	12 05 34.19	50 32 20.5	757
NGC4194	SB	12 14 09.64	54 31 34.6	2501
NGC4676	SB	12 46 10.10	30 43 55.0	6610
NGC4818	SB	12 56 48.90	-08 31 31.1	1065
NGC4945	SB+Seyfert2	13 05 27.48	-49 28 05.6	563
NGC7252	SB	22 20 44.77	-24 40 41.8	4792
NGC7714	SB	23 36 14.10	02 09 18.6	2798

Informações retiradas do trabalho de Brandl et al. (2006)

Tabela 3.3: Propriedades Gerais da Amostra do Smith et al. (2007)

Name	Tipo	RA <sup>1</sup>	DEC <sup>1</sup>	v <sup>1</sup> (km/s)
HoII	H II	08 19 12.86	70 43 09.6	142
IC4710	H II	18 28 39.55	-66 58 20.8	739
Mrk33	H II	10 32 31.82	54 24 02.5	1430
NGC24	H II	00 09 56.37	-24 57 51.2	554
NGC337	H II	00 59 50.20	-07 34 45.8	1648
NGC584	LINER	01 31 20.90	-06 52 05.1	1802
NGC628	H II	01 36 41.60	15 47 00.0	657
NGC855	H II	02 14 03.70	27 52 38.4	592
NGC925	H II	02 27 17.25	33 34 41.6	553
NGC1097	LINER	02 46 18.86	-30 16 27.2	1271
NGC1266	LINER	03 16 00.71	-02 25 36.9	2194
NGC1291	LINER	03 17 18.59	-41 06 28.0	839
NGC1316	LINER	03 22 41.68	-37 12 29.4	1760
NGC1404	LINER	03 38 51.95	-35 35 39.1	1947
NGC1482	H II	03 54 38.88	-20 30 07.1	1916
NGC1512	LINER	04 03 54.17	-43 20 54.4	898
NGC1566	Seyfert1	04 20 00.33	-54 56 16.6	1504
NGC1705	H II	04 54 14.50	-53 21 36.4	633
NGC2403	H II	07 36 49.95	65 36 03.5	131
NGC2798	H II	09 17 22.80	41 59 59.4	1726
NGC2841	Seyfert1	09 22 02.50	50 58 34.1	638
NGC2915	H II	09 26 10.03	-76 37 32.2	468
NGC2976	H II	09 47 15.22	67 55 00.3	3
NGC3049	H II	09 54 49.59	09 16 18.1	1455
NGC3184	H II	10 18 16.90	41 25 24.7	592
NGC3190	LINER	10 18 05.63	21 49 54.2	1271
NGC3198	LINER	10 19 54.84	45 32 58.7	663
NGC3265	H II	10 31 06.80	28 47 45.6	1319
NGC3351	H II	10 43 57.72	11 42 13.5	778
NGC3521	LINER	11 05 48.58	-00 02 07.3	801
NGC3621	LINER	11 18 16.51	-32 48 49.3	730
NGC3627	Seyfert2	11 20 15.04	12 59 29.0	727
NGC3773	H II	11 38 12.98	12 06 45.8	982
NGC3938	LINER	11 52 49.32	44 07 13.6	809
NGC4125	LINER	12 08 05.84	65 10 29.5	1356
NGC4254	H II	12 18 49.57	14 24 57.5	2407

Tabela 3.4: Continuação

Name	Tipo	RA	DEC	v (km/s)
NGC4321	LINER	12 22 54.87	15 49 19.2	1571
NGC4450	LINER	12 28 29.71	17 05 08.7	1954
NGC4536	H II	12 34 27.03	02 11 16.5	1808
NGC4552	Seyfert2	12 35 39.88	12 33 23.3	340
NGC4559	H II	12 35 57.58	27 57 34.2	807
NGC4569	Seyfert	12 36 49.76	13 09 45.5	235
NGC4579	Seyfert2	12 37 43.53	11 49 03.8	1517
NGC4594	Seyfert2	12 39 59.56	-11 37 23.2	1024
NGC4625	H II	12 41 52.68	41 16 26.9	598
NGC4631	H II	12 42 07.80	32 32 34.6	606
NGC4725	Seyfert2	12 50 26.59	25 30 01.2	1206
NGC4736	LINER	12 50 53.15	41 07 14.4	308
NGC4826	Seyfert2	12 56 43.59	21 40 58.0	408
NGC5033	Seyfert2	13 13 27.32	36 35 35.2	875
NGC5055	LINER	13 15 49.35	42 01 45.7	484
NGC5194	Seyfert2	13 29 52.80	47 11 43.5	463
NGC5195	LINER	13 29 59.50	47 15 56.7	465
NGC5713	H II	14 40 11.38	-00 17 24.2	1899
NGC5866	LINER	15 06 29.48	55 45 45.0	672
NGC6946	H II	20 34 52.23	60 09 14.4	40
NGC7331	LINER	22 37 04.15	34 24 55.3	816
NGC7552	LINER	23 16 10.83	-42 35 05.5	1608
NGC7793	H II	23 57 49.84	-32 35 27.1	227

Informações retiradas do trabalho de Smith et al. (2007).



Tabela 3.5: Propriedades Gerais da Amostra de Gallimore et al. (2010)

Name	Tipo	RA	DEC	v (km/s)
MRK335	Seyfert1	00 06 19.53	20 12 10.5	7730
MRK938	H II	00 11 06.56	-12 06 27.3	5881
E12-G21	Seyfert1	00 40 45.93	-79 14 24.2	9000
MRK348	Seyfert1	00 48 47.16	31 57 25.2	4507
NGC424	Seyfert1	01 11 27.66	-38 05 00.0	3527
NGC526A	Seyfert1	01 23 54.39	-35 03 55.4	5725
NGC513	Seyfert1	01 24 26.78	33 47 58.4	5859
F01475-0740	Seyfert1	01 50 02.69	-07 25 48.4	5296
NGC931	Seyfert1	02 28 14.49	31 18 41.7	4992
NGC1056	H II	02 42 48.29	28 34 26.1	1545
NGC1097	LINER	02 46 18.91	-30 16 28.8	1271
NGC1125	Seyfert2	02 51 40.44	-16 39 02.4	3277
NGC1143-4	Seyfert2	02 55 11.66	-00 11 03.4	8648
M-2-8-39	Seyfert1	03 00 30.62	-11 24 57.2	8962
NGC1194	Seyfert2	03 03 49.12	-01 06 13.2	4076
NGC1241	Seyfert2	03 11 14.63	-08 55 18.1	4052
NGC1320	Seyfert2	03 24 48.69	-03 02 32.0	2663
NGC1365	Seyfert2	03 33 36.39	-36 08 25.8	1636
NGC1386	Seyfert1	03 36 46.20	-35 59 57.0	868
F03450+0055	Seyfert1	03 47 40.22	01 05 13.7	9294
NGC1566	Seyfert1	04 20 00.41	-54 56 16.7	1504
F04385-0828	Seyfert1	04 40 54.96	-08 22 21.9	4527
NGC1667	Seyfert2	04 48 37.15	-06 19 11.9	4547
E33-G2	Seyfert2	04 55 58.88	-75 32 28.4	5426
M-5-13-17	Seyfert1	05 19 35.84	-32 39 28.1	3790
MRK6	Seyfert1	06 52 12.35	74 25 37.2	5640
MRK79	Seyfert1	07 42 32.84	49 48 34.5	6652
NGC2639	LINER	08 43 38.06	50 12 20.4	3336
MRK704	Seyfert1	09 18 25.98	16 18 20.0	8764
NGC2992	Seyfert1	09 45 41.93	-14 19 34.6	2311
MRK1239	Seyfert1	09 52 19.09	-01 36 43.5	5974
NGC3079	LINER	10 01 57.85	55 40 46.9	1116
NGC3227	Seyfert1	10 23 30.55	19 51 54.6	1157
NGC3511	H II	11 03 23.81	-23 05 12.3	1109
NGC3516	Seyfert1	11 06 47.49	72 34 07.6	2649
M+0-29-23	HII	11 21 12.27	-02 59 02.5	7464
NGC3660	Seyfert2	11 23 32.27	-08 39 30.4	3679
NGC3982	Seyfert2	11 56 28.12	55 07 31.3	1109
NGC4051	Seyfert1	12 03 09.61	44 31 53.0	700
UGC7064	Seyfert2	12 04 43.32	31 10 38.1	7494
NGC4151	Seyfert1	12 10 32.57	39 24 21.0	995
MRK766	Seyfert1	12 18 26.51	29 48 46.9	3876

Tabela 3.6: Continuação

Name	Tipo	RA	DEC	v (km/s)
NGC4388	Seyfert1	12 25 46.81	12 39 43.3	2524
NGC4501	Seyfert2	12 31 59.18	14 25 13.3	2281
NGC4579	LINER	12 37 43.52	11 49 05.4	1519
NGC4593	Seyfert1	12 39 39.44	-05 20 39.0	2698
NGC4594	LINER	12 39 59.44	-11 37 22.9	1024
NGC4602	H II	12 40 36.98	-05 07 58.5	2539
TOL1238-364	Seyfert1	12 40 52.86	-36 45 21.2	3275
M-2-33-34	Seyfert1	12 52 12.49	-13 24 53.0	4386
NGC4941	Seyfert2	13 04 13.13	-05 33 05.8	1108
NGC4968	Seyfert2	13 07 05.96	-23 40 36.4	2957
NGC5005	LINER	13 10 56.29	37 03 32.9	946
NGC5033	Seyfert2	13 13 27.49	36 35 37.6	875
NGC5135	Seyfert2	13 25 44.04	-29 50 00.2	4105
M-6-30-15	Seyfert1	13 35 53.78	-34 17 44.2	2323
NGC5256	Seyfert2	13 38 17.25	48 16 32.4	8211
IC4329A	Seyfert1	13 49 19.24	-30 18 34.4	4813
NGC5347	Seyfert2	13 53 17.80	33 29 27.3	2335
NGC5506	Seyfert1	14 13 14.87	-03 12 27.6	1853
NGC5548	Seyfert1	14 17 59.52	25 08 12.6	5149
MRK817	Seyfert1	14 36 22.08	58 47 39.6	9430
NGC5929	Seyfert2	15 26 06.20	41 40 14.5	2492
NGC5953	Seyfert2	15 34 32.39	15 11 37.2	1965
M-2-40-4	Seyfert2	15 48 24.96	-13 45 26.9	7553
F15480-0344	Seyfert1	15 50 41.48	-03 53 18.1	9084
NGC6810	H II	19 43 34.42	-58 39 20.3	2031
NGC6860	Seyfert1	20 08 46.90	-61 05 59.6	4462
NGC6890	Seyfert2	20 18 18.02	-44 48 24.7	2419
IC5063	Seyfert1	20 52 02.29	-57 04 07.5	3402
UGC11680	Seyfert2	21 07 41.35	03 52 17.9	7791
NGC7130	Seyfert2	21 48 19.52	-34 57 04.8	4842
NGC7172	Seyfert2	22 02 01.90	-31 52 10.4	2603
NGC7213	Seyfert1	22 09 16.21	-47 09 59.7	1750
NGC7314	Seyfert1	22 35 46.21	-26 03 01.5	1428
M-3-58-7	Seyfert1	22 49 37.17	-19 16 26.2	9432
NGC7469	Seyfert1	23 03 15.61	08 52 26.3	4892
NGC7496	Seyfert2	23 09 47.29	-43 25 40.2	1649
NGC7582	Seyfert1	23 18 23.63	-42 22 13.1	1575
NGC7590	Seyfert2	23 18 54.81	-42 14 20.0	1575
NGC7603	Seyfert1	23 18 56.67	00 14 38.1	8851
NGC7674	Seyfert1	23 27 56.72	08 46 44.4	8671
CGCG381-051	H II	23 48 41.74	02 14 23.5	9194

<sup>1</sup>Informações retiradas do trabalho de Gallimore et al. (2010).

Tabela 3.7: Propriedades Gerais da Amostra do Gordon et al. (2008)

Name	Tipo	RA	DEC
Nucleus		14 03 12.48	54 20 55.4
Hodge 602	H II	14 03 10.22	54 20 57.8
Hodge 1013	H II	14 03 31.39	54 21 14.5
Searle 5	H II	14 02 55.05	54 22 26.6
NGC 5461	H II	14 03 41.36	54 19 04.9
NGC 5447	H II	14 02 28.18	54 16 26.3
NGC 5462	H II	14 03 53.19	54 22 06.3
NGC 5455	H II	14 03 01.13	54 14 28.7
Hodge 67	H II	14 02 19.92	54 19 56.4
Hodge 70/71	H II	14 02 20.50	54 17 46.0
Searle 12	H II	14 04 11.11	54 25 17.8
NGC 5471	H II	14 04 29.35	54 23 46.4
Hodge 681	H II	14 03 13.64	54 35 43.0

<sup>1</sup>Informações retiradas do trabalho de Gordon et al. (2008).

O módulo SL possui duas fendas com intervalos entre  $5.2\mu\text{m} - 8.6\mu\text{m}$  e  $7.4\mu\text{m} - 14.2\mu\text{m}$  e o módulo LL compreende os intervalos entre  $13.9\mu\text{m} - 21.6\mu\text{m}$  e  $19.9\mu\text{m} - 39.8\mu\text{m}$ . A cobertura espectral total, dos dados de baixa resolução, engloba uma faixa entre  $5.2\mu\text{m} - 38\mu\text{m}$ . A Tabela 3.8 apresenta mais informações sobre o IRS, entretanto, informações detalhadas sobre esse instrumento podem ser encontradas em Houck et al. (2004).

Tabela 3.8: Propriedades do IRS

Módulo	Array	Escala Espacial do Pixel	Ordem	Tamanho da Fenda	$\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	R ( $\lambda/\Delta\lambda$ )	Tamanho Espacial <sup>1</sup> da Extração
Short-Low	Si:As	1.8''	SL2	$3.6'' \times 57''$	5.2 - 7.7	80 - 128	7.2''
			SL1	$3.7'' \times 57''$	7.4 - 14.5	64 - 128	
Long-Low	Si:Sb	5.1''	LL2	$10.5'' \times 168''$	14.0 - 21.3	80 - 128	21.42''
			LL1	$10.7'' \times 168''$	19.5 - 38.0	64 - 128	
Short-High	Si:As	2.3''	SH	$4.7'' \times 11.3''$	9.9 - 19.6	$\sim 600$	-
Long-High	Si:Sb	4.5''	LH	$11.1'' \times 22.3''$	18.7 - 37.2	$\sim 600$	-

<sup>1</sup>Tamanho padrão da extração do programa SPICE.

Os 186 espectros analisados neste trabalho foram obtidos com os módulos de baixa resolução (SL e LL). Os dados *crus* foram reduzidos usando imagens de *background* (imagem obtida de uma região próxima da fonte que tenha apenas luz do céu), *flat-field*<sup>1</sup>, *maskaras* para remoção de pixels ruins e *dark*. Para fazer a calibração em comprimento de onda observou-se espectros dos objetos PN M 1-42, NGC 7293, NGC 6781, NGC 7027, G 333.9+00.6 e NGC 6543. Informações detalhadas sobre cada passo podem ser obtidas no site: <http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/irs/irsinstrumenthandbook/1/>.

<sup>1</sup>É importante relatar que a imagem de flat-field é corrigida pela luz zodiacal.

Para fazer as extrações e obter os espectros unidimensionais usamos o programa *Spitzer IRS Custom Extractor*<sup>2</sup> (SPICE). Esse programa tem opções de fazer extrações de fontes estendidas e fontes pontuais. Para obter os espectros analisados aqui usamos a opção de fonte pontual. Essas extrações nos fornecem espectros com escalas espaciais de  $7.2''$  e  $21.42''$  para os intervalos espectrais entre  $5.2\mu\text{m} - 14.2\mu\text{m}$  e  $13.9\mu\text{m} - 39.8\mu\text{m}$ , respectivamente (ver Tabela 3.8). Veja que as fendas possuem escalas espaciais diferentes, o que pode causar um degrau em fluxo caso o objeto tenha emissão estendida. Entretanto, poucos objetos da amostra apresentaram esse efeito.

Para estimar a localização da emissão da nossa amostra mostramos um perfil de fluxo nos contínuos em  $13.5\mu\text{m}$  e  $16\mu\text{m}$  para a galáxia NGC 3786 na Figura 3.2. Perceba que mesmo com a grande dimensão espacial das fendas (Tabela 3.8) a emissão dominante nessa galáxia é oriunda do núcleo (FWHM  $\sim 3$  pixels), assim nos certificamos que a principal fonte de ionização nesses objetos vem do núcleo ativo. A galáxia NGC 3786 está a uma distância de 36 Mpc, então 3 pixels correspondem a  $\sim 1$  kpc nesta galáxia (adotando uma velocidade radial de  $2678 \text{ km sec}^{-1}$  e a constante de Hubble igual à  $74 \text{ km sec}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ). O perfil de luminosidade dessa galáxia é semelhante aos encontrados para os outros AGNs da nossa amostra.

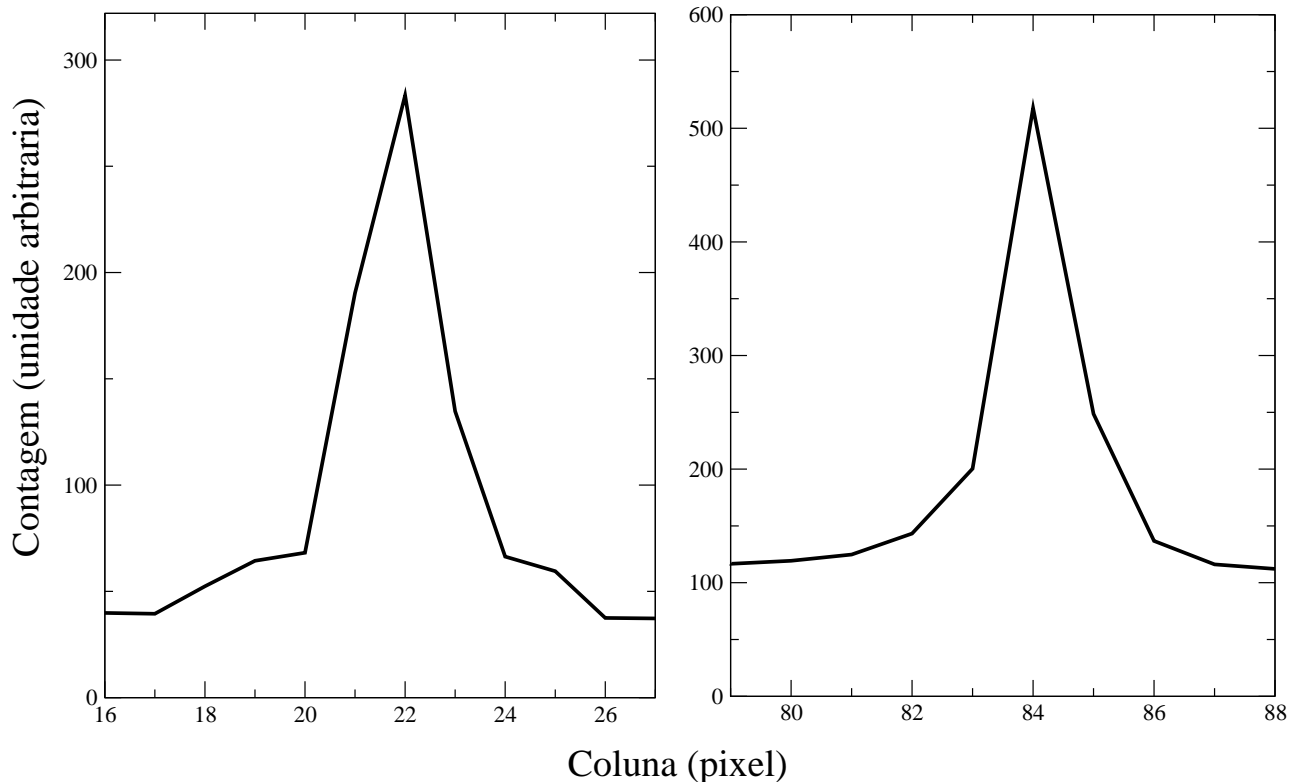


Figura 3.2: Perfil de luminosidade da galáxia NGC3786 para o módulo SL (à esquerda) e LL (à direita).

<sup>2</sup>Disponível no site <http://ssc.spitzer.caltech.edu/postbcd/spice.html>.

Por fim, o último passo realizado foi corrigir por *redshift* os espectros unidimensionais. As Figuras 3.3 até 3.6 mostram os espectros dos 15 novos AGNs agrupados em Seyfert 1 e Seyfert 2. Cada grupo foi ordenado de acordo com a forma do contínuo, os mais azuis estão localizados na parte inferior e os mais avermelhados na parte superior. Todos os espectros foram normalizados em  $23\mu\text{m}$  e as linhas espectrais estão identificadas através de linhas tracejadas. *Neste trabalho mostramos apenas os espectros dos 15 novos AGNs que não tinham publicação prévia. Os outros 171 espectros podem ser vistos nos trabalhos de Wu et al. (2009), Smith et al. (2007), Gordon et al. (2008) e Brandl et al. (2006).*

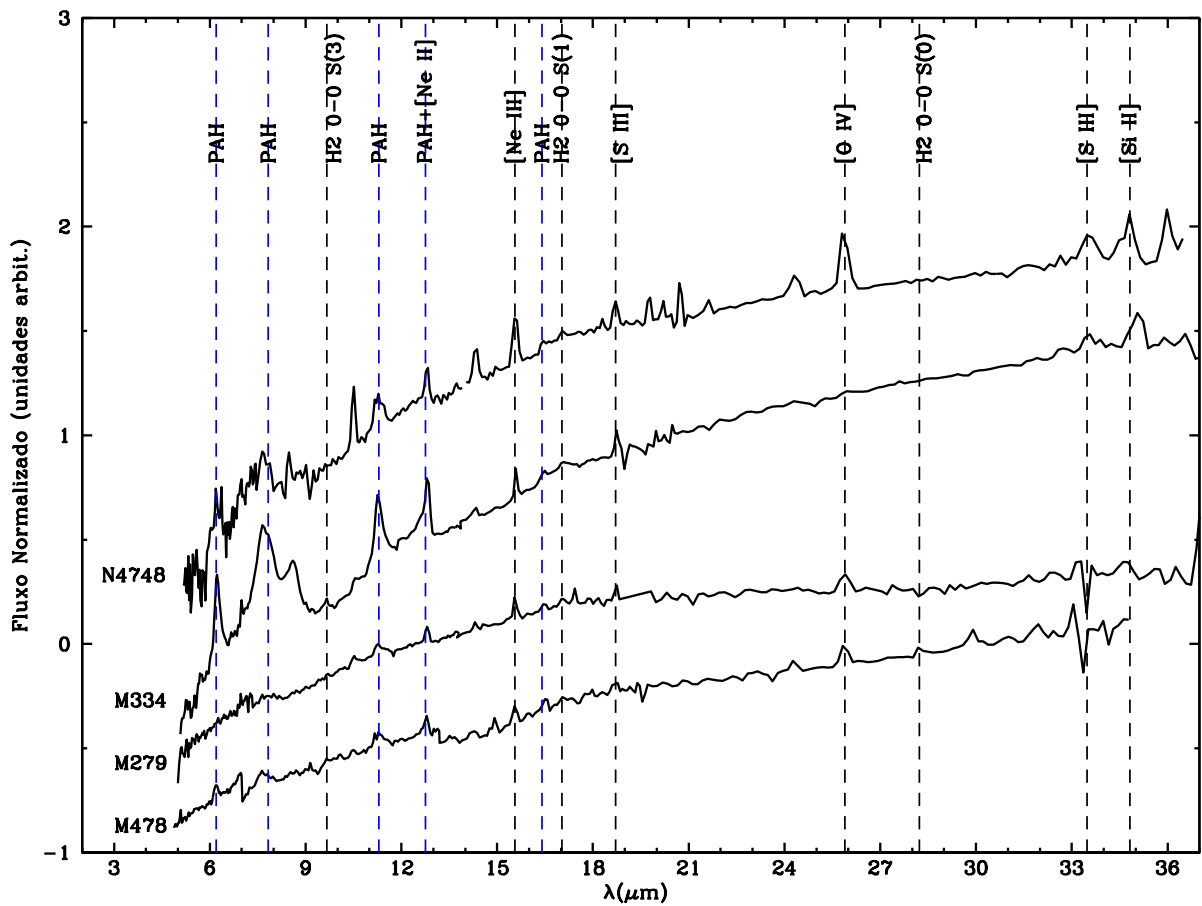


Figura 3.3: Espectros calibrados das galáxias Seyfert 1. Todos os espectros foram ordenados de acordo com a forma de seu espectro contínuo, sendo que os mais vermelhos aparecem no topo e os mais azuis na base. Os espectros foram normalizados em  $23\mu\text{m}$  e as linhas espectrais estão identificadas por linhas tracejadas.

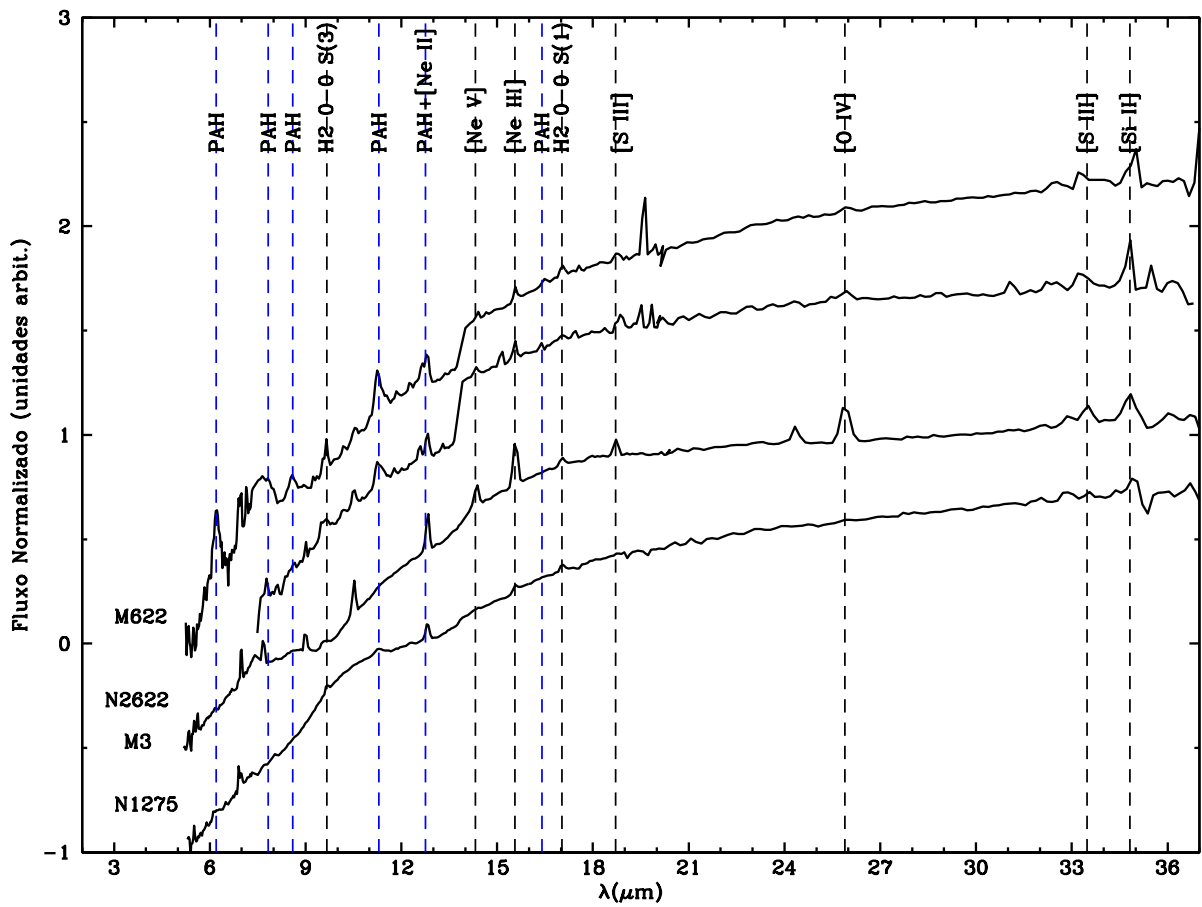


Figura 3.4: Espectros calibrados das galáxias Seyfert 2. Todos os espectros foram ordenados de acordo com a forma de seu espectro contínuo, sendo que os mais vermelhos aparecem no topo e os mais azuis na base. Os espectros foram normalizados em  $23\mu\text{m}$  e as linhas espectrais estão identificadas por linhas tracejadas.

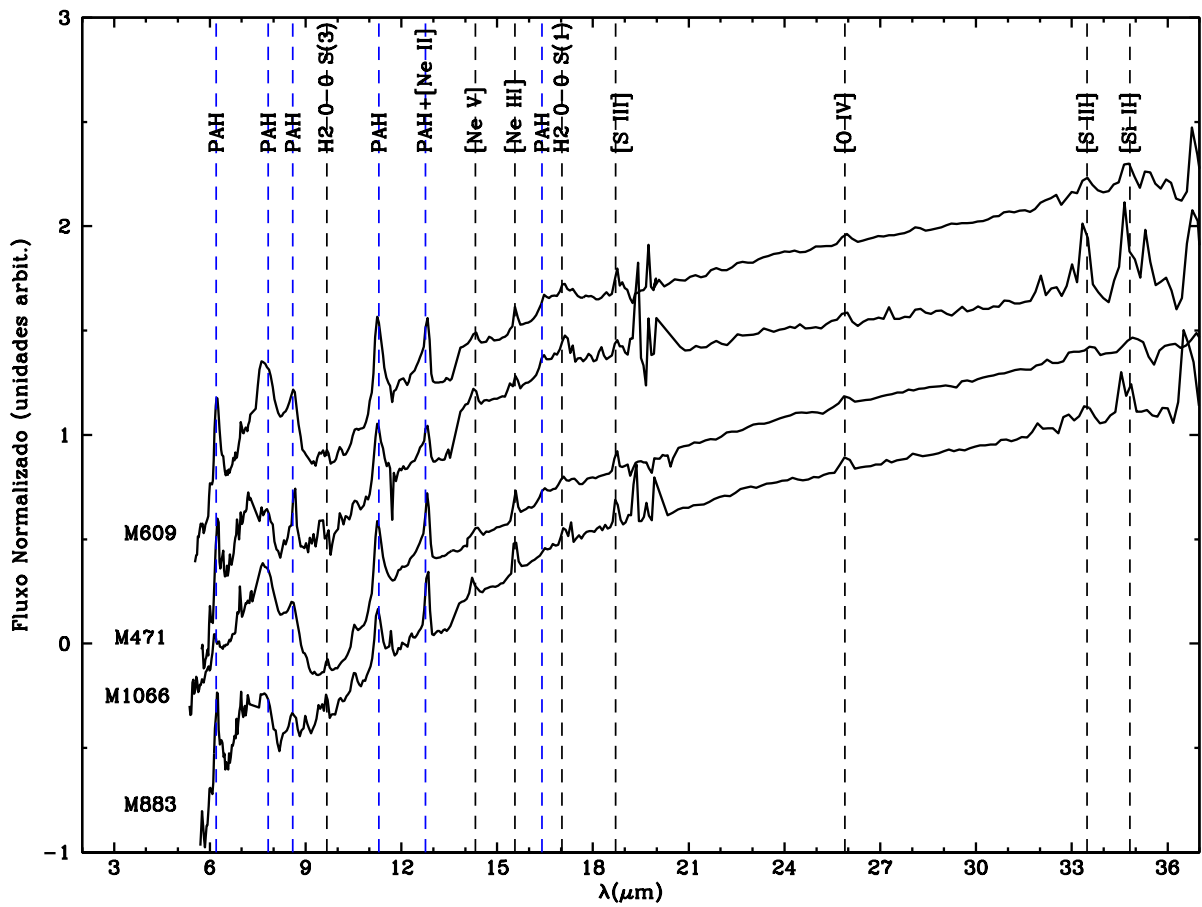


Figura 3.5: Espectros calibrados das galáxias Seyfert 2. Todos os espectros foram ordenados de acordo com a forma de seu espectro contínuo, sendo que os mais vermelhos aparecem no topo e os mais azuis na base. Os espectros foram normalizados em  $23\mu\text{m}$  e as linhas espectrais estão identificadas por linhas tracejadas.

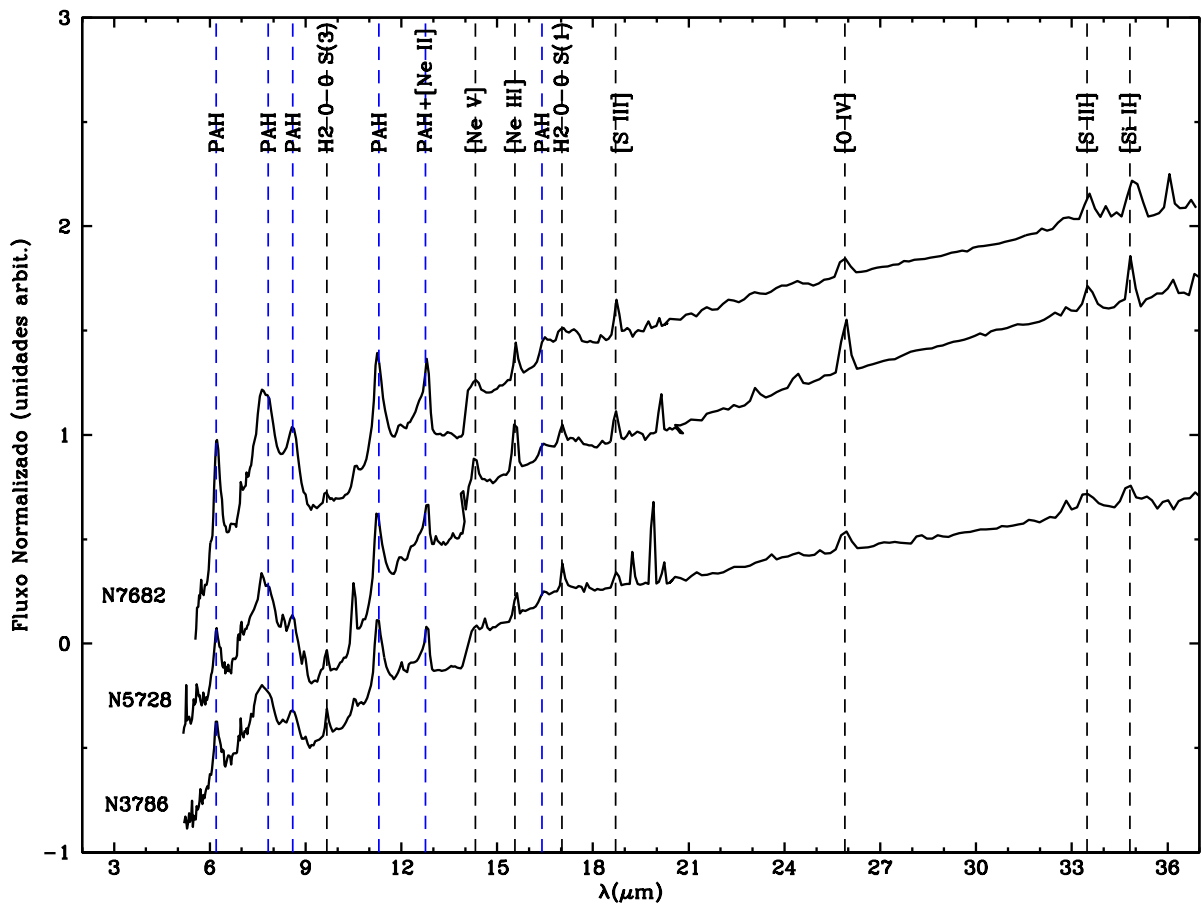


Figura 3.6: Espectros calibrados das galáxias Seyfert 2. Todos os espectros foram ordenados de acordo com a forma de seu espectro contínuo, sendo que os mais vermelhos aparecem no topo e os mais azuis na base. Os espectros foram normalizados em  $23\mu\text{m}$  e as linhas espectrais estão identificadas por linhas tracejadas.



### 3.1.3 Medidas das Linhas de Emissão

Existe uma diversidade de linhas e bandas de emissão na faixa espectral entre  $5.2\mu\text{m}$  e  $38\mu\text{m}$ , as mais evidentes são: (i) linhas de emissão com potencial de ionização entre 13.6 eV – 50 eV ([Ar II]  $6.9\mu\text{m}$ , [Ar III]  $8.9\mu\text{m}$ , [Ne II]  $12.8\mu\text{m}$ , [S III]  $18.7\mu\text{m}$ ); (ii) linhas com potencial de ionização acima de 50 eV ([Ne V]  $14.3\mu\text{m}$ , [Ne III]  $15.53\mu\text{m}$ , [S IV]  $10.5\mu\text{m}$ , [O IV]  $25.8\mu\text{m}$ ) e (iii) linhas rotacionais do hidrogênio molecular ( $\text{H}_2\text{S}(0) - \text{H}_2\text{S}(0)$ ). Além disso, nesse intervalo existe uma série de bandas de excitação vibracional dos PAHs em  $6.2\mu\text{m}$ ,  $7.7\mu\text{m}$ ,  $8.6\mu\text{m}$ ,  $11.3\mu\text{m}$  e  $12.7\mu\text{m}$  (Puget & Leger 1989, Allamandola et al. 1999, Genzel et al. 1998, Sturm et al. 2002, Weedman et al. 2005, Brandl et al. 2006, Smith et al. 2007).

Para realizar as medidas dos fluxos das linhas e bandas de emissão usamos o código PAHFIT<sup>3</sup>. Esse código foi desenvolvido para decompor as linhas de emissão que aparecem no espectro de baixa resolução do IRS. Ademais, o PAHFIT permite medir fluxos, EWs e FWHMs tanto das linhas iônicas quanto das bandas de PAHs.

Fizemos as medidas dos fluxos e EW das linhas de emissão para os 15 novos AGNs (listados na Tabela 3.1) e para as 22 galáxias Starbursts (listados na Tabela 3.2). Entretanto, para as outras 149 galáxias adotamos os valores publicados por Smith et al. (2007), Gallimore et al. (2010) e Gordon et al. (2008). Esses autores também utilizaram o código PAHFIT para medir os fluxos e EW das linhas iônicas e bandas dos PAHs.

Neste trabalho, também tentamos utilizar o código LINER (Pogge & Owen, 1993) para medir as linhas de emissão, entretanto, na decomposição das linhas sobreposta, este mostrou-se ineficaz. Assim, optamos em usar o PAHFIT afim de padronizar a metodologia que também foi utilizada por Smith et al. (2007), Gallimore et al. (2010) e Gordon et al. (2008).

O código PAHFIT assume que o espectro observado ( $5.2\mu\text{m} - 38\mu\text{m}$ ) é composto por um contínuo devido a luz estelar, contínuo da poeira em equilíbrio térmico, linhas puramente rotacionais do hidrogênio molecular ( $\text{H}_2$ ), linhas de emissão iônicas, bandas de PAHs que podem ser individuais e/ou não resolvidas e emissão da poeira devido aos grãos de silicato.

- **Contínuo Estelar:**

A emissão no IR da população estelar no código PAHFIT é representada por uma emissão de corpo-negro de  $T_\star = 5000\text{ K}$  (linha verde na Figura 3.7). Essa escolha se deve ao fato de Leitherer et al. (1999) ter demonstrado que para comprimentos de onda maior que  $3\mu\text{m}$  o contínuo estelar é dominado pela população estelar mais velha que 100 Myr e temperatura igual a 5000 K. Essa temperatura estelar também domina a emissão no NIR entre  $3\mu\text{m}$  e  $5\mu\text{m}$  Leitherer et al. (1999).

- **Contínuo Térmico da Poeira:**

Essa componente é representada por corpos-negros modificados com temperaturas fixas (35, 40, 50, 65, 90, 135, 200 e 300 K, veja linhas laranjas na Figura 3.7) normalizadas em

<sup>3</sup>O código fonte e a documentação do PAHFIT está disponível em:  
<http://tir.astro.utoledo.edu/jdsmith/research/pahfit.php>

9.7 $\mu\text{m}$ . O PAHFIT não inclui contribuições do contínuo devido a grãos mais quentes, os quais poderiam ser importantes para AGNs. Entretanto, Smith et al. (2007) mostraram que esse contínuo pode ser diluído por uma combinação de temperaturas mais frias e um contínuo estelar. Para nossas medidas, realizamos testes adicionando temperaturas maiores que 300 K e não encontramos mudanças significativas no ajuste do contínuo e nas linhas de emissão.

- **Linhas de Emissão:**

Dentre as linhas de emissão que aparecem entre 5.2 $\mu\text{m}$  e 38 $\mu\text{m}$ , temos linhas puramente rotacionais genuínas do hidrogênio molecular,  $\text{H}_2\text{S}(0) - \text{H}_2\text{S}(6)$ , e linhas iônicas, tais como: [Si II] 34.8 $\mu\text{m}$ , [Ar II] 6.9 $\mu\text{m}$ , [Ar III] 8.9 $\mu\text{m}$ , [S III] 18.7 e 33.4 $\mu\text{m}$ , [S IV] 10.5 $\mu\text{m}$ , [Ne III] 15.53 $\mu\text{m}$  e [Ne V] 14.3 $\mu\text{m}$ . As linhas de emissão são modeladas usando um perfil gaussiano e estão representadas por linhas amarelas na Figura 3.7;

- **Emissão das Moléculas de PAHs:**

Essas bandas são representadas por perfis de Drude individuais ou compostos (linhas rosas na Figura 3.7), esses perfis são definidos como:

$$I_{\nu}^{(r)} = \frac{b_r \gamma_r^2}{(\lambda/\lambda_r - \lambda_r/\lambda)^2 + \gamma_r^2}, \quad (3.1)$$

onde  $\lambda_r$  é o comprimento de onda central da banda,  $\gamma_r$  é uma fração da FWHM da linha e  $b_r$  é a intensidade central da banda.

O perfil de Drude é uma função que melhor ajusta as bandas de PAHs e também é usado para ajustar outras bandas de emissão/absorção presentes no espectro eletromagnético (e.g. o “bump” da curva de extinção). Além disso, o perfil de Drude é um perfil de frequência teórica para um oscilador harmônico amortecido e é uma escolha natural para modelar emissões moleculares, conseqüentemente, uma boa escolha para modelar os PAHs. Os comprimentos de onda, FWHMs instrumental *defaults* das linhas medidas pelo PAHFIT estão listados nas tabelas 3.9 e 3.10. Maiores detalhes sobre o código PAHFIT podem ser encontrados em Smith et al. (2007).

Os fluxos e EWs dos 15 novos AGNs observados com o Spitzer estão listados nas Tabelas 3.11 e 3.12. A Figura 3.7 mostra um exemplo do ajuste, usando o PAHFIT, para o espectro da galáxia Seyfert 1 Mrk334. Como podemos ver nessa figura o PAHFIT reproduz muito bem o contínuo e as linhas de emissão.

Tabela 3.9: Parâmetros *Defaults* das Linhas de Emissão do Código PAHFIT.

Linha (1)	$\lambda_r$ ( $\mu\text{m}$ ) (2)	FWHM ( $\mu\text{m}$ ) (3)
H <sub>2</sub> S(7)	5.511	0.053
H <sub>2</sub> S(6)	6.109	0.053
H <sub>2</sub> S(5)	6.909	0.053
[ArII]	6.985	0.053
H <sub>2</sub> (4)	8.026	0.100
[ArIII]	8.991	0.100
H <sub>2</sub> S(3)	9.665	0.100
[SIV]	10.511	0.100
H <sub>2</sub> S(2)	12.278	0.100
[NeII]	12.813	0.100
[NeIII]	15.555	0.140
H <sub>2</sub> S(1)	17.035	0.140
[SIII]	18.713	0.140
[OIV]	25.910	0.340
[FeII]	25.989	0.340
H <sub>2</sub> S(0)	28.221	0.340
[SIII]	33.480	0.340
[SiII]	34.815	0.340

Coluna (1): linha. Coluna (2): comprimento de onda central. Coluna(3): FWHM instrumental da linha.

Tabela 3.10: Parâmetros *Defaults* das Bandas de PAHs do Código PAHFIT.

Linha (1)	$\gamma_r$ (2)	FWHM ( $\mu\text{m}$ ) (3)
5.27	0.034	0.179
5.70	0.035	0.200
6.22	0.030	0.187
6.69	0.070	0.468
7.42	0.126	0.935
7.60	0.044	0.334
7.85	0.053	0.416
8.33	0.050	0.417
8.61	0.039	0.336
10.68	0.020	0.214
11.23	0.012	0.135
11.33	0.032	0.363
11.99	0.045	0.540
12.62	0.042	0.530
12.69	0.013	0.165
13.48	0.040	0.539
14.04	0.016	0.225
14.19	0.025	0.355
15.90	0.020	0.318
16.45	0.014	0.230
17.04	0.065	1.108
17.375	0.012	0.209
17.87	0.016	0.286
18.92	0.019	0.359
33.10	0.050	1.655

Coluna (1): banda de PAHs. Coluna (2): comprimento de onda central. Coluna(3): FWHM instrumental da linha.

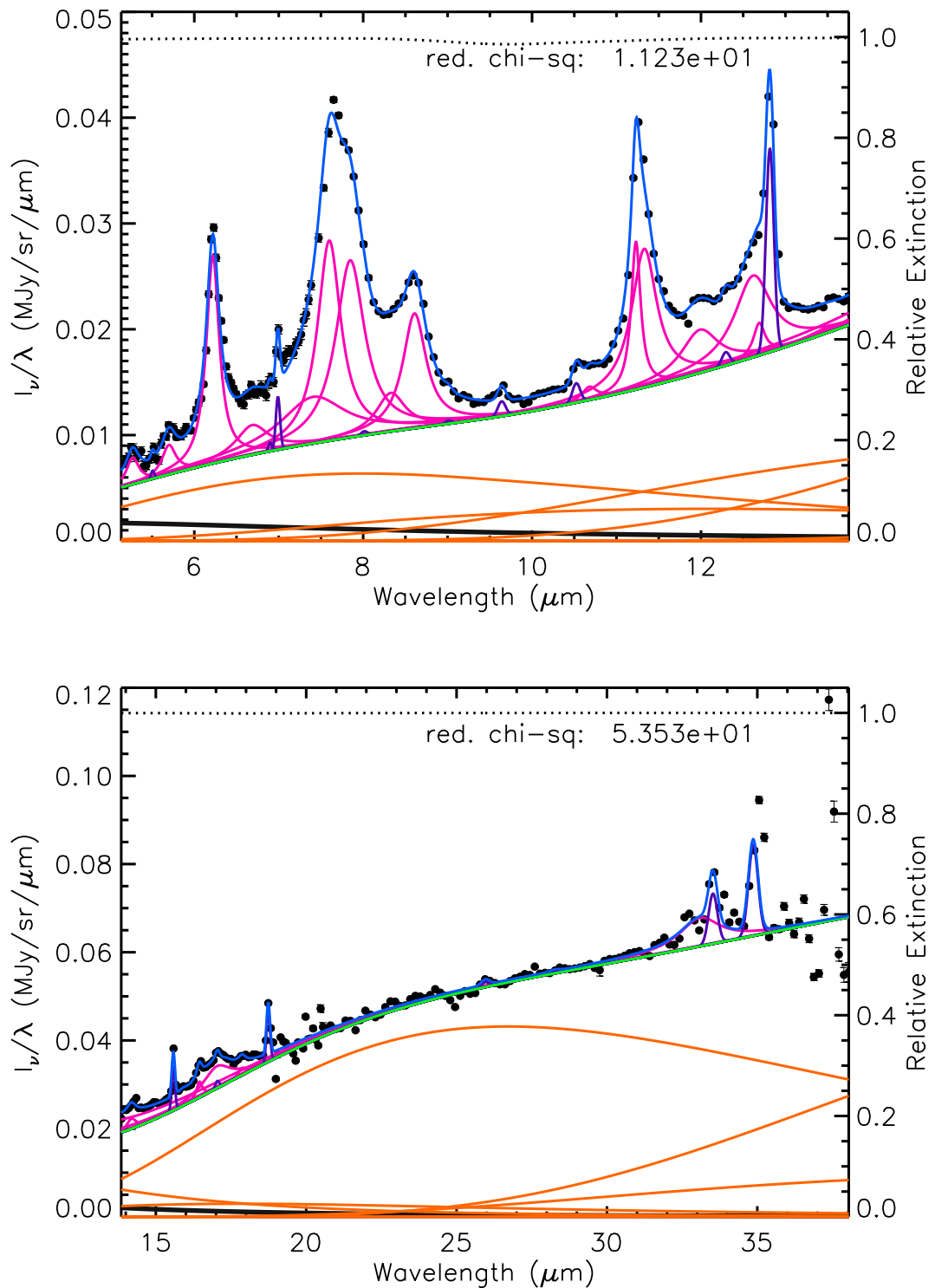


Figura 3.7: Detalhes da decomposição do espectro da Mrk334 utilizando o código PAHFIT. A linha verde representa o contínuo ajustado pela variedade de temperaturas (linhas laranjas) e o contínuo estelar (linha preta). O espectro observado está representado pelos pontos. A linha pontilhada preta indica a componente de extinção devido aos grãos de silicatos. As linhas roxas são as linhas de emissão, as linhas rosas representam as bandas de PAHs e a linha azul é o melhor ajuste encontrado pelo PAHFIT.

Tabela 3.11: Fluxos ( $10^{-16} \text{ W m}^{-2}$ ) e Larguras Equivalentes ( $\mu\text{m}$ ) das Linhas de PAHs.

Galáxia	6.2 $\mu\text{m}$	EW	6.7 $\mu\text{m}$	EW	7.7 $\mu\text{m}$	EW	8.3 $\mu\text{m}$	EW	8.6 $\mu\text{m}$	EW	10.7 $\mu\text{m}$	EW	11.3 $\mu\text{m}$	EW	12.0 $\mu\text{m}$	EW	12.7 $\mu\text{m}$	EW	17.0 $\mu\text{m}$	EW	
Seyfert 1																					
Mrk279	2.88 $\pm$ 0.33	0.035	7.19 $\pm$ 0.81	0.095	15.6 $\pm$ 1.82	0.220	-	-	0.09 $\pm$ 0.26	0.001	0.84 $\pm$ 0.12	0.013	2.94 $\pm$ 0.36	0.049	-	-	0.15 $\pm$ 0.10	0.002	6.62 $\pm$ 0.89	0.154	
Mrk334	28.5 $\pm$ 0.30	0.548	9.92 $\pm$ 0.67	0.183	107 $\pm$ 2.88	1.881	7.98 $\pm$ 0.34	0.138	20.2 $\pm$ 0.24	0.351	1.12 $\pm$ 0.09	0.019	28.3 $\pm$ 0.35	0.479	8.05 $\pm$ 0.19	0.131	16.7 $\pm$ 0.39	0.263	18.5 $\pm$ 0.83	0.229	
Seyfert 2																					
Mrk3	0.77 $\pm$ 0.31	0.006	4.56 $\pm$ 0.63	0.037	38.2 $\pm$ 2.98	0.315	-	-	1.14 $\pm$ 0.35	0.009	1.22 $\pm$ 0.17	0.009	3.28 $\pm$ 0.55	0.022	1.61 $\pm$ 0.37	0.009	1.45 $\pm$ 0.16	0.008	39.2 $\pm$ 1.57	0.143	
Mrk471	2.67 $\pm$ 0.12	0.820	3.98 $\pm$ 0.32	1.030	6.78 $\pm$ 1.15	1.415	-	-	2.15 $\pm$ 0.09	0.382	0.05 $\pm$ 0.04	0.007	3.30 $\pm$ 0.22	0.474	0.56 $\pm$ 0.19	0.078	1.67 $\pm$ 0.29	0.226	5.18 $\pm$ 0.26	0.359	
Mrk609	16.9 $\pm$ 0.22	1.020	8.57 $\pm$ 0.49	0.485	58.0 $\pm$ 1.74	3.115	4.62 $\pm$ 0.20	0.245	11.7 $\pm$ 0.16	0.617	0.53 $\pm$ 0.07	0.027	17.7 $\pm$ 0.32	0.903	5.76 $\pm$ 0.23	0.282	10.4 $\pm$ 0.48	0.474	16.5 $\pm$ 0.66	0.469	
Mrk622	5.01 $\pm$ 0.19	0.516	2.26 $\pm$ 0.42	0.194	14.6 $\pm$ 1.65	0.986	-	-	1.71 $\pm$ 0.14	0.093	0.37 $\pm$ 0.07	0.015	6.45 $\pm$ 0.28	0.253	2.40 $\pm$ 0.18	0.089	4.41 $\pm$ 0.41	0.154	2.65 $\pm$ 0.49	0.044	
Mrk883	4.62 $\pm$ 0.14	1.100	4.68 $\pm$ 0.35	0.920	10.7 $\pm$ 1.18	1.630	-	-	1.33 $\pm$ 0.10	0.161	0.01 $\pm$ 0.04	0.001	3.76 $\pm$ 0.22	0.324	0.83 $\pm$ 0.18	0.068	1.37 $\pm$ 0.34	0.107	2.53 $\pm$ 0.30	0.111	
Mrk1066	47.0 $\pm$ 0.28	0.757	15.5 $\pm$ 0.58	0.263	199 $\pm$ 2.76	3.567	18.6 $\pm$ 0.37	0.340	31.9 $\pm$ 0.26	0.592	1.29 $\pm$ 0.11	0.020	52.1 $\pm$ 0.43	0.713	15.3 $\pm$ 0.23	0.181	30.9 $\pm$ 0.45	0.328	43.0 $\pm$ 1.41	0.325	
NGC1275	10.8 $\pm$ 0.25	0.097	18 $\pm$ 0.48	0.139	-	-	-	-	10.6 $\pm$ 0.10	0.043	17.4 $\pm$ 0.33	0.070	2.90 $\pm$ 0.22	0.011	-	-	-	-	53.9 $\pm$ 0.98	0.199	
NGC2622	2.75 $\pm$ 0.14	0.233	4.33 $\pm$ 0.37	0.339	-	-	-	-	0.32 $\pm$ 0.05	0.015	2.97 $\pm$ 0.21	0.135	0.78 $\pm$ 0.14	0.034	2.03 $\pm$ 0.13	0.086	2.42 $\pm$ 0.46	0.0472	-	-	
NGC5728	10.6 $\pm$ 0.32	0.379	4.11 $\pm$ 0.64	0.167	65.1 $\pm$ 3.00	3.050	4.88 $\pm$ 0.37	0.245	8.09 $\pm$ 0.31	0.424	0.04 $\pm$ 0.21	0.001	21.4 $\pm$ 0.65	0.783	3.97 $\pm$ 0.35	0.117	9.89 $\pm$ 0.78	0.258	32.6 $\pm$ 1.14	0.471	
NGC7682	40.4 $\pm$ 0.16	1.840	11.5 $\pm$ 0.35	0.456	160 $\pm$ 1.48	5.200	11.3 $\pm$ 0.16	0.328	29.7 $\pm$ 0.12	0.828	1.07 $\pm$ 0.05	0.024	40.9 $\pm$ 0.19	0.913	10.1 $\pm$ 0.12	0.221	24.0 $\pm$ 0.26	0.522	39.8 $\pm$ 0.55	0.641	

Tabela 3.12: Fluxos ( $10^{-16} \text{ W m}^{-2}$ ) e Larguras Equivalentes ( $\mu\text{m}$ ) das Linhas Atômicas.

Galáxia	[Ar II] 6.9 $\mu\text{m}$	EW	[Ar III] 8.9 $\mu\text{m}$	EW	[S IV] 10.5 $\mu\text{m}$	EW	[Ne II] 12.8 $\mu\text{m}$	EW	[Ne III] 15.5 $\mu\text{m}$	EW	[S III] 18.7 $\mu\text{m}$	EW	[O IV] 25.9 $\mu\text{m}$	EW	[Fe II] 25.9 $\mu\text{m}$	EW	[S III] 33.4 $\mu\text{m}$	EW	[Si II] 34.8 $\mu\text{m}$	EW	
Seyfert 1																					
Mrk279	0.70 $\pm$ 0.16	0.014	0.05 $\pm$ 0.10	0.001	0.60 $\pm$ 0.05	0.014	0.82 $\pm$ 0.05	0.022	1.26 $\pm$ 0.07	0.039	0.64 $\pm$ 0.10	0.024	1.10 $\pm$ 0.05	0.067	-	-	-	-	0.87 $\pm$ 0.13	0.088	
Mrk334	1.36 $\pm$ 0.09	0.036	0.06 $\pm$ 0.05	0.001	0.63 $\pm$ 0.03	0.016	5.32 $\pm$ 0.03	0.122	2.58 $\pm$ 0.04	0.050	2.91 $\pm$ 0.06	0.050	-	-	0.49 $\pm$ 0.06	0.008	3.82 $\pm$ 0.14	0.068	7.07 $\pm$ 0.14	0.129	
Mrk478	0.47 $\pm$ 0.03	0.012	0.06 $\pm$ 0.06	0.002	0.38 $\pm$ 0.04	0.016	0.59 $\pm$ 0.04	0.032	0.52 $\pm$ 0.01	0.032	0.40 $\pm$ 0.01	0.027	0.75 $\pm$ 0.02	0.066	-	-	- $\pm$ -	-	0.01 $\pm$ 0.06	0.001	
NGC4748	0.45 $\pm$ 0.21	0.030	0.28 $\pm$ 0.12	0.018	2.34 $\pm$ 0.09	0.144	1.14 $\pm$ 0.06	0.065	3.78 $\pm$ 0.12	0.123	1.83 $\pm$ 0.15	0.058	6.81 $\pm$ 0.13	0.269	-	-	2.69 $\pm$ 0.24	0.131	3.42 $\pm$ 0.29	0.167	
Seyfert 2																					
Mrk3	3.31 $\pm$ 0.19	0.040	2.63 $\pm$ 0.12	0.034	6.26 $\pm$ 0.08	0.072	8.75 $\pm$ 0.08	0.073	20.9 $\pm$ 0.12	0.111	6.70 $\pm$ 0.11	0.037	18.2 $\pm$ 0.10	0.159	-	-	4.25 $\pm$ 0.20	0.054	11.7 $\pm$ 0.20	0.156	
Mrk471	0.43 $\pm$ 0.06	0.153	-	-	0.12 $\pm$ 0.01	0.028	0.32 $\pm$ 0.02	0.064	0.19 $\pm$ 0.01	0.020	0.13 $\pm$ 0.02	0.013	0.36 $\pm$ 0.02	0.049	-	-	1.74 $\pm$ 0.03	0.285	2.03 $\pm$ 0.08	0.331	
Mrk609	1.02 $\pm$ 0.08	0.083	-	-	0.29 $\pm$ 0.02	0.022	2.22 $\pm$ 0.03	0.144	1.11 $\pm$ 0.04	0.047	1.19 $\pm$ 0.05	0.048	0.82 $\pm$ 0.03	0.034	-	-	1.59 $\pm$ 0.08	0.070	3.63 $\pm$ 0.13	0.159	
Mrk622	0.40 $\pm$ 0.08	0.046	-	-	0.34 $\pm$ 0.02	0.021	0.70 $\pm$ 0.03	0.036	0.73 $\pm$ 0.03	0.019	0.39 $\pm$ 0.07	0.009	0.73 $\pm$ 0.04	0.020	-	-	0.80 $\pm$ 0.09	0.028	3.51 $\pm$ 0.14	0.128	
Mrk883	0.55 $\pm$ 0.06	0.147	0.11 $\pm$ 0.02	0.019	0.26 $\pm$ 0.02	0.036	1.31 $\pm$ 0.02	0.150	0.96 $\pm$ 0.03	0.069	0.71 $\pm$ 0.03	0.043	0.91 $\pm$ 0.02	0.058	-	-	0.82 $\pm$ 0.05	0.052	2.58 $\pm$ 0.09	0.161	
Mrk1066	3.75 $\pm$ 0.12	0.096	0.83 $\pm$ 0.07	0.023	1.61 $\pm$ 0.04	0.038	9.60 $\pm$ 0.03	0.146	4.67 $\pm$ 0.09	0.055	4.80 $\pm$ 0.12	0.050	3.51 $\pm$ 0.22	0.031	0.25 $\pm$ 0.29	0.002	3.72 $\pm$ 0.22	0.035	11.2 $\pm$ 0.23	0.108	
NGC1275	1.89 $\pm$ 0.11	0.019	-	-	2.78 $\pm$ 0.05	0.017	3.37 $\pm$ 0.05	0.019	4.25 $\pm$ 0.14	0.023	1.77 $\pm$ 0.11	0.009	-	-	-	-	0.07 $\pm$ 0.18	0.001	10.2 $\pm$ 0.23	0.096	
NGC3786	0.56 $\pm$ 0.06	0.031	-	-	0.51 $\pm$ 0.02	0.031	1.49 $\pm$ 0.02	0.087	1.10 $\pm$ 0.02	0.042	0.06 $\pm$ 0.03	0.024	1.31 $\pm$ 0.19	0.066	0.04 $\pm$ 0.01	0.020	1.33 $\pm$ 0.06	0.076	1.70 $\pm$ 0.05	0.096	
NGC2622	0.62 $\pm$ 0.05	0.069	0.11 $\pm$ 0.04	0.009	0.44 $\pm$ 0.02	0.031	0.50 $\pm$ 0.02	0.031	0.91 $\pm$ 0.03	0.025	0.40 $\pm$ 0.04	0.012	0.86 $\pm$ 0.06	0.036	0.23 $\pm$ 0.05	0.009	0.59 $\pm$ 0.05	0.036	2.56 $\pm$ 0.08	0.165	
NGC5728	0.95 $\pm$ 0.10	0.061	0.42 $\pm$ 0.09	0.035	2.84 $\pm$ 0.10	0.197	2.26 $\pm$ 0.06	0.084	7.69 $\pm$ 0.06	0.162	3.85 $\pm$ 0.08	0.081	13.7 $\pm$ 0.09	0.244	-	-	6.29 $\pm$ 0.12	0.094	9.87 $\pm$ 0.17	0.145	
NGC7682	1.34 $\pm$ 0.05	0.073	-	-	0.86 $\pm$ 0.02	0.029	5.10 $\pm$ 0.02	0.164	3.79 $\pm$ 0.04	0.109	4.60 $\pm$ 0.05	0.093	4.42 $\pm$ 0.04	0.077	-	-	6.03 $\pm$ 0.09	0.102	12.2 $\pm$ 0.11	0.203	

Fluxos e larguras equivalentes ajustadas com o código PAHFIT para os 15 novos AGNs observados com o Telescópio Spitzer.

## 3.2 Telescópio Gemini

### 3.2.1 A Amostra

Este trabalho também propõe-se a estudar a natureza e a distribuição radial do material associado à região próxima do núcleo ativo. Para isso, foram utilizados espectros com alta resolução angular na banda N ( $7 - 14\mu\text{m}$ ) observados com os telescópios Gemini. Esta decisão foi tomada, pois esses dados nos permite estudar a natureza e a distribuição radial do material associado à região próxima do núcleo ativo.

A amostra de galáxias observadas com o telescópio Gemini é composta por 4 galáxias Seyfert 2 e 1 Seyfert 1. As resolução espacial do T-ReCS é  $0''.09/\text{pixel}$  e do Michelle é  $0''.183/\text{pixel}$  e para a galáxia mais distante (Mrk 3) temos  $48\text{ pc}/\text{pixel}$  (ver Tabela 3.13). A seleção da amostra é justificada no Capítulo 5.

Tabela 3.13: Propriedades Gerais da Amostra Observada com Gemini

Name	Tipo	RA <sup>1</sup>	DEC <sup>1</sup>	v <sup>1</sup> (km/s)	1'' (pc)	Projeto	Instrumento Integração	Tempo de Posição	Ângulo de
Mrk3	Seyfert 2	06 15 36.3	71 02 15	4050	265	GN-2009B-Q-61	Michelle	40 min	180°
NGC1365	Seyfert 2	03 33 36.4	-36 08 25	1636	107	GS-2009B-Q-19	T-ReCS	42 min	0°
NGC1808	Seyfert 2	05 07 42.3	-37 30 47	995	65	GS-2009B-Q-19	T-ReCS	125 min	45°
NGC3227	Seyfert 1	10 23 30.6	19 51 54	1157	75	GS-2009B-Q-61	Michelle	60 min	50°
NGC3281	Seyfert 2	10 31 52.1	-34 51 13	3200	209	GS-2009A-Q-34	T-ReCS	200 min	315°

<sup>1</sup>Informações obtidas da base de dados extra-galáctico da NASA (NED).

### 3.2.2 Observações e Tratamento dos Dados

Os dados observados com o telescópio Gemini foram obtidos com o T-ReCS localizado no hemisfério Sul e Michelle no hemisfério Norte. O T-ReCS foi construído pela Universidade da Califórnia e possui um detector do tipo *array* Raytheon IBC de Si:As com  $320 \times 240$  pixels. Esse instrumento é capaz de fazer imagem e espectroscopia de fenda longa no intervalo espectral de 8 à  $26\mu\text{m}$  com resoluções  $R = \lambda/\Delta\lambda \approx 80, 100$  e 1000. O Michelle também é um imagiador e espectrógrafo para o MIR ( $8-26\mu\text{m}$ ) e antes de ser montado no Gemini Norte ele estava no telescópio *United Kingdom Infra-Red Telescope* (UKIRT).

Os espectrógrafos T-ReCS e Michelle possuem propriedades muito semelhantes e a Tabela 3.14 mostra as configurações usadas para nossas observações. Neste trabalho, utilizamos apenas dados espectroscópico, e portanto, não iremos discutir detalhes dos outros modos de operação desses instrumentos.

O fato do T-ReCS e Michelle fazerem observações no IR, a atmosfera e o próprio telescópio são fontes de radiação nessa faixa espectral. Além disso, observações nesses comprimentos de onda sofrem muito com a variabilidade do brilho do céu. Para eliminar essas emissões indesejadas fizemos nossas observações aplicando as técnicas de **chop** e **nod**.

A técnica **chop** é a ação de mover o espelho secundário do telescópio, em uma frequência de  $\sim 3\text{ Hz}$ , então observa-se, a fonte e uma posição do céu bem próxima à fonte. Essa técnica

Tabela 3.14: Propriedades dos Espectrógrafos T-ReCS e Michelle

Instrumento	Filtro	Tamanho da Fenda ( $''$ )	Tamanho do Pixel ( $''$ )	Dispersão ( $\mu\text{m}/\text{pix}$ )	R ( $\lambda/\Delta\lambda$ )
T-ReCS	N	0.34 x 21.6	0.09	0.02213	100
Michelle	N	0.34 x 21.6	0.183	0.02213	100

ainda deixa uma emissão residual, pois o céu adjacente emite diferentemente do céu na direção do objeto. Para tentar eliminar essa emissão residual o telescópio é movimentado, ou **nodded**, para outra posição cerca de duas vezes por minuto e é aplicado novamente o **chop**. O resultado dos procedimentos de **chop/nod** é a remoção da maioria da emissão de fundo térmico e deixa como residual o sinal da fonte. Um bom exemplo é mostrado na Figura 3.8.

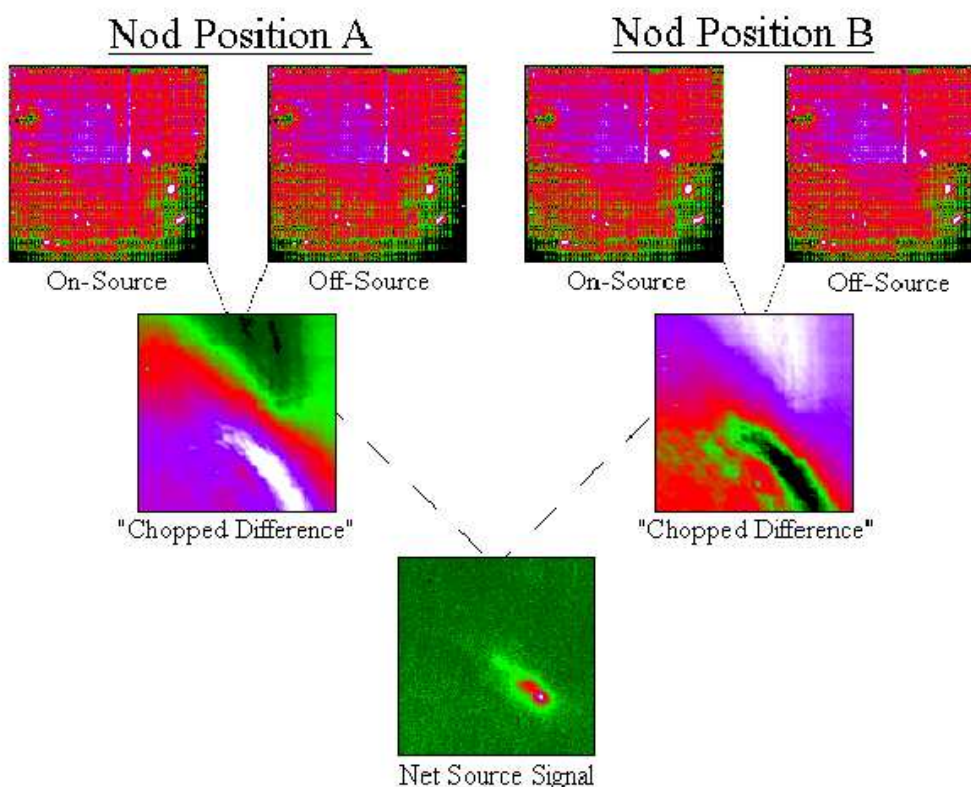


Figura 3.8: No topo, imagens de uma fonte observada na posição do Nod A (campo 1 e campo 2) e Nod B (campo 3 e campo 4). Painéis do meio mostram a imagem da diferença dos chops. Embaixo é mostrado a imagem final do objeto. Imagem retirada do site <http://www.gemini.edu/?q=node/10138>.

Podemos ver nessa figura que na posição Nod A o detector visualiza dois campos, o campo 1 e campo 2. Quando é disparado o processo de observação, o campo 1 está na direção da fonte (fonte + céu A) e o campo 2 (céu B) observa apenas o céu adjacente. Portanto, quando o campo 1 é subtraído do campo 2, cancela-se a maioria da emissão do *background*, mas ainda sobra um resíduo, pois o céu A é diferente do céu B. Para tentar remover completamente

o *background*, faz-se um redirecionamento da fonte para a posição Nod B ( $\sim 2-4$  vezes por minuto), então o detector verá o campo 3 (céu A) e o campo 4 (fonte + céu B). Finalmente, a imagem residual ( $I_f$ ) é obtida seguindo esses passos:

$$I_f = (\text{campo 1} - \text{campo 2}) + (\text{campo 4} - \text{campo 3}).$$

$$I_f = [(\text{fonte} + \text{céu A}) - (\text{céu B})] + [(\text{fonte} + \text{céu B}) - (\text{céu A})].$$

$$I_f = 2 * \text{fonte}.$$

Outro efeito que atrapalha as observações no MIR é a emissão telúrica da atmosfera terrestre. Para eliminar esse efeito observamos padrões telúricos do Cohen et al. (1999) antes e depois de observar o objeto. A Figura 3.9 mostra a transmissão teórica da luz na banda N da ilha de Mauna Kea, Havai, e a deficiência que as linhas telúricas causa nessa banda.

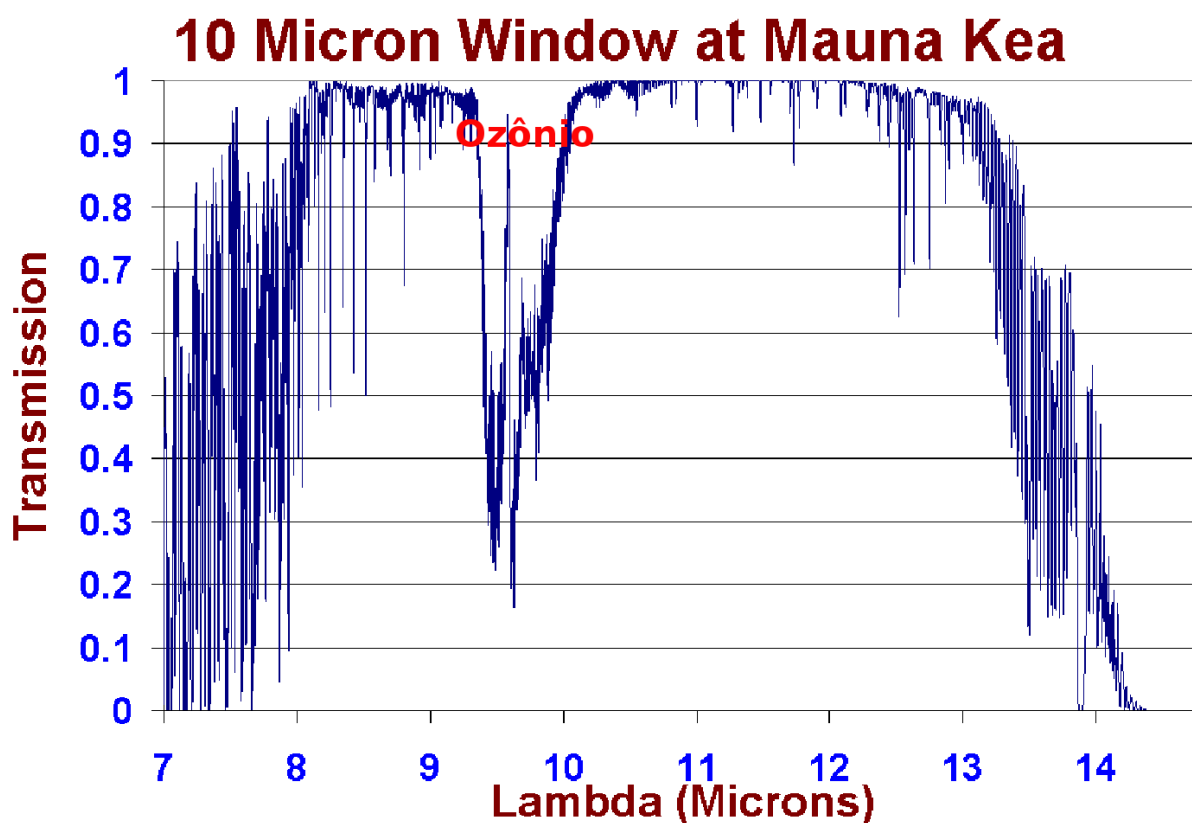


Figura 3.9: Transmissão teórica da atmosfera da Terra na banda N da ilha de Mauna Kea, Havai. Imagem retirada do site <http://www.iac.es/proyecto/CCam/Atmosphere3.gif>

Para o tratamento dos dados foi usado as tarefas do pacote GNIRS (nsheader, nswavelength e nsextract) e MIDIR (mprepare/tprepare, mistack, msreduce e mstelluric)<sup>4</sup>, bem como as tarefas genéricas do IRAF<sup>5</sup>. Durante a redução dos dados foi aplicado a correção de

<sup>4</sup>Esses pacotes estão disponíveis no site <http://www.gemini.edu/sciops/instruments/midir-resources/data-reduction?q=node/10885>

<sup>5</sup>IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation.



*flatfield* (esse passo só é necessário para os dados observados com o Michelle), subtração do céu, calibração em comprimento de onda, remoção das bandas telúricas e calibração em fluxo obtido a partir de ajustes da distribuição de energia de um corpo negro aos contínuos das estrelas telúricas. A Figura 3.10 mostra espectros da extração nuclear das galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3 observados com o Gemini aplicando os processos de redução de dados descrito acima.

Como já mencionado na Seção 3.1.3 também usamos o código PAHFIT para decompor os espectros observados com o Gemini e mostramos na Figura 3.11 os ajustes feitos nos espectros nucleares das galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3. A Tabela 3.15 lista os valores dos fluxos e EWs para cada extração espectral.

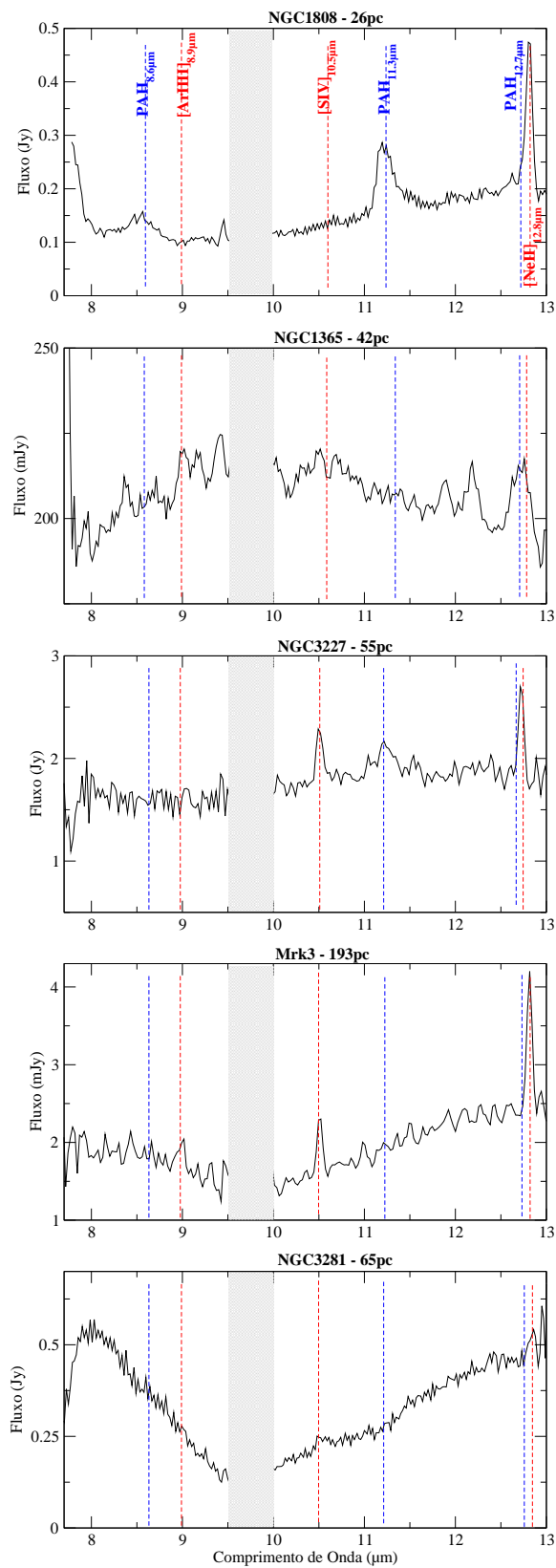


Figura 3.10: espectros da extração nuclear das galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3 observados com o telescópio Gemini. Linhas tracejadas representam as linhas de emissão e área hachurada mostra a banda telúrica de O<sub>3</sub>.

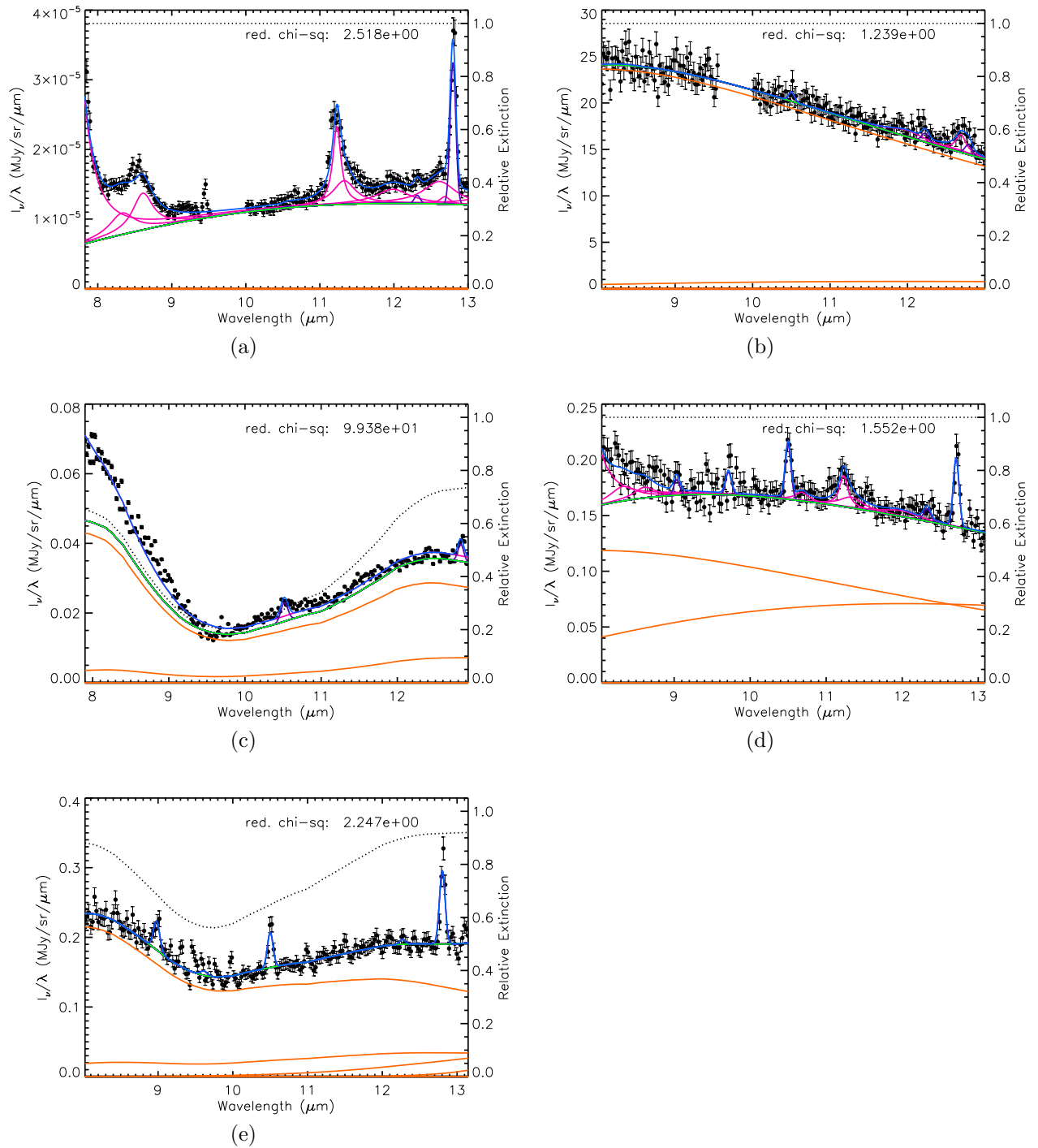


Figura 3.11: (a) decomposição do espectro nuclear (26 pc) da NGC 1808 usando o código PAHFIT. (b), (c), (d) e (e) são as decomposições para as galáxias NGC 1365 (42 pc centrais), NGC 3281 (65 pc centrais), NGC 3227 (55 pc) e Mrk 3 (95 pc), respectivamente. Os espectros observados estão representados por pontos. A linha pontilhada preta indica a componente de extinção do silicato. As linhas sólidas laranjas representam as componentes do contínuo térmico e a linha sólida verde é soma dessas componentes. As linhas roxas são as linhas de emissão, as linhas rosas representam as bandas de PAHs e a linha azul é o melhor ajuste encontrado pelo PAHFIT.

Tabela 3.15: Fluxos ( $10^{-16} \text{ W m}^{-2}$ ) e EWs ( $\mu\text{m}$ ) das Linhas em Emissão Observadas nos Espectros do Gemini.

Posição	PAH <sub>8.3μm</sub>	EW	PAH <sub>8.6μm</sub>	EW	[Ar III] 8.9μm	EW	[S IV] 10.5μm	EW	PAH <sub>11.3μm</sub>	EW	PAH <sub>12.0μm</sub>	EW	H <sub>2</sub> 12.3μm	EW	PAH <sub>12.7μm</sub>	EW	[Ne II] 12.8μm	EW
NGC 1808																		
26 pc NE	3.25 ± 0.1	0.562	3.15 ± 0.1	0.517	0.20 ± 0.10	0.004	0.28 ± 0.19	0.005	2.95 ± 0.2	0.396	1.19 ± 0.1	0.163	0.79 ± 0.25	0.016	2.05 ± 0.3	0.291	8.08 ± 0.46	0.170
Núcleo	5.35 ± 0.8	0.119	11.2 ± 0.7	0.242	-	-	0.64 ± 0.10	0.001	11.8 ± 1.2	0.251	4.85 ± 0.7	0.110	3.13 ± 1.40	0.011	7.54 ± 1.6	0.182	45.6 ± 2.19	0.166
26 pc SW	4.33 ± 0.3	0.328	4.44 ± 0.2	0.334	-	-	0.28 ± 0.11	0.001	5.70 ± 0.4	0.477	2.46 ± 0.5	0.208	0.98 ± 0.46	0.012	3.46 ± 1.1	0.285	17.5 ± 9.17	0.210
52 pc SW	-	-	3.13 ± 0.1	0.990	3.88 ± 0.18	0.235	2.80 ± 0.13	0.238	1.32 ± 0.1	0.775	0.81 ± 0.1	0.493	0.24 ± 0.08	0.022	0.39 ± 0.1	0.265	3.18 ± 0.16	0.326
NGC 1365																		
42 pc SW	-	-	-	-	-	-	0.12 ± 0.07	0.009	-	-	0.03 ± 0.03	0.002	0.13 ± 0.05	0.016	0.56 ± 0.1	0.0495	0.15 ± 0.07	0.02
Núcleo	-	-	-	-	-	-	0.26 ± 0.1	0.004	-	-	1.46 ± 0.7	0.0242	0.27 ± 0.1	0.007	1.17 ± 0.5	0.0229	0.28 ± 0.1	0.008
42 pc	-	-	-	-	-	-	0.21 ± 0.07	0.020	-	-	-	-	0.22 ± 0.06	0.026	0.01 ± 0.01	0.001	-	-
Região H II	-	-	-	-	-	-	-	-	2.4 ± 0.3	0.174	-	-	0.28 ± 0.16	0.022	0.63 ± 0.55	0.030	3.3 ± 0.4	0.228
NGC 3227																		
110 pc N	-	-	-	-	-	-	-	-	0.01 ± 0.004	0.464	-	-	-	-	-	-	-	-
Núcleo	0.02 ± 0.01	0.029	0.01 ± 0.01	0.018	0.004 ± 0.003	0.007	0.01 ± 0.005	0.028	0.03 ± 0.01	0.049	-	-	0.003 ± 0.002	0.009	-	-	0.01 ± 0.005	0.041
110 pc S	-	-	-	-	-	-	-	-	0.01 ± 0.004	0.464	-	-	-	-	-	-	-	-
NGC 3281																		
130 pc SE	-	-	-	-	-	-	4.3 ± 0.7	0.7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Núcleo	-	-	-	-	-	-	6.2 ± 1.0	0.1	-	-	-	-	-	-	-	-	1.3 ± 0.3	0.02
130 pc NW	-	-	-	-	-	-	2.3 ± 0.4	0.2	-	-	-	-	-	-	-	-	2.2 ± 0.4	0.06
195 pc NW	-	-	-	-	-	-	2.3 ± 0.4	0.2	-	-	-	-	-	-	-	-	2.2 ± 0.4	0.06
NGC 3281																		
193 pc NW	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	0.001 ± 0.0003	0.038
Núcleo	-	-	-	-	0.023 ± 0.008	0.038	0.022 ± 0.006	0.049	-	-	-	-	-	-	-	-	0.027 ± 0.004	0.062
193 pc NW	-	-	-	-	0.014 ± 0.002	0.165	0.007 ± 0.001	0.121	-	-	-	-	-	-	-	-	0.003 ± 0.001	0.058

Fluxos e EW ajustados com o código PAHFIT.

# Capítulo 4

## Galáxia com Núcleo Ativo e Starburst: Diagramas de Diagnósticos<sup>1</sup>

Este capítulo detalha os resultados e discussões das propriedades espectroscópicas das galáxias da amostra cujas observações foram realizadas com o telescópio Spitzer. A Seção 4.1 descreve a forma do contínuo e as características observadas nos espectros dos 15 novos AGNs (listados na Tabela 3.1). A Seção 4.2 faz uma análise estatística da frequência das linhas de emissão presente nos espectros dos AGNs e das galáxias Starburst. As Seções 4.3 até 4.5 mostra resultados obtidos à partir de diagramas de diagnósticos das linhas iônicas e bandas de PAHs.

### 4.1 O Espectro das Galáxias Seyfert no Infravermelho Médio

O espectro de AGNs no MIR é dominado por bandas de emissão em 6.2, 7.7, 8.6, 11.3 e 12.7 $\mu\text{m}$ , comumente chamadas de bandas UIR que são geralmente atribuídas a emissão das moléculas de PAHs (e.g. Gillett et al. 1973, Leger & Puget 1984, Puget & Leger 1989, Alalamandola et al. 1999). Além dessas bandas de emissão, o MIR também apresenta linhas de emissão do hidrogênio molecular e linhas iônicas (e.g. Sturm et al. 2000, Weedman et al. 2005, Wu et al. 2009, Sales et al. 2010).

Com o objetivo de investigar a forma do contínuo no MIR de AGNs, Weedman et al. (2005) estudaram os espectros de 9 galáxias Seyfert na faixa espectral entre 5 – 37 $\mu\text{m}$  encontraram que o contínuo no MIR desses objetos não apresenta diferenças significativas. As principais características encontradas são: (i) intensas emissões e/ou absorções de silicatos ( $\sim 10\mu\text{m}$ ); (ii) ricas emissões de PAHs; (iii) intensas e/ou fracas linhas de emissão iônicas (iv) alguns objetos apresentam o contínuo avermelhado em comprimentos de onda maior que 10 $\mu\text{m}$  seguido por uma quebra em  $\sim 20\mu\text{m}$ .

---

<sup>1</sup>Resultados publicados em Sales et al. (2010)

Buchanan et al. (2006) realizaram uma análise estatística dos espectros entre 5 e  $37\mu\text{m}$  de 51 galáxias Seyfert e dividiram o contínuo desses objetos em 5 grupos:

- *Grupo 1* - são objetos que possuem espectros dominados por intensas bandas de emissão de PAHs entre  $6\mu\text{m}$  e  $9\mu\text{m}$  tem o contínuo avermelhado, o qual sugere a existência de uma componente de poeira fria ( $< 100\text{K}$ ). Além disso, oito objetos desse grupo apresentam uma clara absorção de silicato  $\sim 10\mu\text{m}$  e 8 objetos apresentam essa absorção bem suavizada. Nesse grupo existem 8 objetos que não possuem em  $10\mu\text{m}$  nenhuma assinatura devido aos grãos de silicato. 47% dos objetos da amostra pertencem ao grupo 1.
- *Grupo 2* - são galáxias cujo contínuo pode ser descrito por uma lei de potência quebrada em  $\sim 20\mu\text{m}$  e depois segue plano para comprimentos de onda maiores. Esse comportamento pode ser consequência de uma componente de poeira com temperatura de  $\sim 170\text{K}$  cujo pico está em  $\sim 20\mu\text{m}$  e domina a emissão no MIR dessas galáxias (Weedman et al. 2005, Pérez García & Rodríguez Espinosa 2001, Rodríguez Espinosa et al. 1996). Duas galáxias apresentaram uma clara emissão em  $10\mu\text{m}$  atribuída aos grãos de silicato (Mrk 6 e Mrk 704) e nove objetos desse grupo mostraram uma fraca emissão em  $10\mu\text{m}$  e  $18\mu\text{m}$ . A galáxia NGC 5347 apresenta uma fraca absorção de silicato e outras 4 galáxias tem suas características espectrais ambíguas. Este grupo contabiliza 31% da amostra.
- *Grupo 3* - Neste grupo oito objetos (16%) apresentam um contínuo que pode ser ajustado usando uma lei de potência entre 5 e  $35\mu\text{m}$ . Os espectros dessas galáxias não apresentam assinaturas de silicato (absorção e/ou emissão). As leis de potência ajustadas tiveram índices entre  $-1.7 < \alpha_{5-35} < -1.1$  e uma mediana igual à  $\alpha_{5-35} = -1.2$ .
- *Grupo 4* - Somente 2 objetos da amostra apresentaram uma profunda absorção em  $9.7\mu\text{m}$  devido aos grãos silicato (NGC 1194 e F 04385-0828).
- *Grupo 5* - Apenas a galáxia Seyfert 1 NGC 7603 apresentou emissão de silicato e bandas de PAHs.

Para analisar o contínuo dos 15 novos AGNs seus espectros foram normalizados em  $23\mu\text{m}$  e agrupados de acordo com suas classes, Seyfert 1 e Seyfert 2 (ver Figuras 3.3 e 3.4). Para ambas classes os espectros foram dispostos obedecendo seu formato espectral e ordenados de acordo com o comportamento do contínuo, sendo que os mais azuis estão na base e os mais avermelhados no topo das figuras. É perceptível nas Figuras 3.3 e 3.4 que a maioria dos espectros (Seyfert 1 e Seyfert 2) apresentam um contínuo crescente para comprimentos de onda maiores. Este mesmo comportamento também foi notado por Weedman et al. (2005), Buchanan et al. (2006), Deo et al. (2009), Burtscher et al. (2009), Wu et al. (2009), Baum et al. (2010).

Seguindo a classificação proposta por Buchanan et al. (2006) pertencem ao *grupo 1* as galáxias Seyfert 2 NGC 3786, NGC 5728, NGC 7682, Mrk 471, Mrk 609, Mrk 622, Mrk 883, Mrk 1066, Mrk 883 e as galáxias Seyfert 1 Mrk 334 e NGC 4748, sendo que todas apresentam

intensas bandas de PAHs e contínuo avermelhado (ver Figuras 3.3 e 3.4). As galáxias Seyfert 2 NGC 1275, NGC 2622, Mrk 3 e a Seyfert 1 Mrk 478 que apresentam um contínuo do tipo lei de potência e fracas bandas de PAHs foram classificadas no *grupo 3*. Apenas a galáxia Seyfert 1 Mrk 279 tem um contínuo quebrado em  $\sim 20\mu\text{m}$  e emissão de silicato em  $9.7\mu\text{m}$  o que a classifica como *grupo 2*. Através dessa análise foi possível perceber que a maioria dos 15 novos AGNs tem seus contínuos compatíveis com o *grupo 1* da Buchanan et al. (2006). Além disso, mais de 50% das galáxias desse grupo são Seyfert 2 e essa mesma tendência foi encontrada na amostra estudada por Buchanan et al. (2006).

## 4.2 Frequência das Linhas de Emissão

As linhas mais frequentes que aparecem no intervalo espectral entre 5 e  $37\mu\text{m}$  são hidrogênio molecular ( $\text{H}_2$ ) em  $9.6\mu\text{m}$  e  $17.0\mu\text{m}$ , bandas de emissão de PAHs em  $6.2\mu\text{m}$ ,  $7.7\mu\text{m}$ ,  $8.6\mu\text{m}$ ,  $11.3\mu\text{m}$ ,  $12.7\mu\text{m}$  e  $17\mu\text{m}$  e linhas iônicas  $[\text{Si II}] 34.8\mu\text{m}$ ,  $[\text{Ar II}] 6.9\mu\text{m}$ ,  $[\text{Ar III}] 8.9\mu\text{m}$ ,  $[\text{S III}] 18.7$  e  $33.4\mu\text{m}$ ,  $[\text{S IV}] 10.5\mu\text{m}$ ,  $[\text{Ne III}] 15.53\mu\text{m}$ ,  $[\text{Ne V}] 14.3\mu\text{m}$  e  $[\text{O IV}] 25.8\mu\text{m}$ .

A presença de linhas com alto potencial de ionização como  $[\text{Ne V}] 14.3\mu\text{m}$  (126.21 eV) e  $[\text{O IV}] 25.8\mu\text{m}$  (77.41 eV) pode ser usada como um indicador de atividade nuclear em galáxias, pois em regiões  $[\text{H II}]$  típicas dificilmente são observadas linhas com potencial de ionização maior que 50 eV (e.g. Voit 1992b, Sturm et al. 2002, Verma et al. 2003, Brandl et al. 2006, Smith et al. 2007, Kaneda et al. 2008, Bernard-Salas et al. 2009). Então para investigar quais linhas são mais frequentes em objetos com diferentes tipos de atividades (Starburst ou AGN) foram construídos histogramas da frequência das linhas observadas nos espectros dos 15 novos AGNs, dos 83 AGNs estudado por Gallimore et al. (2010) e das 22 galáxias Starburst da amostra do Brandl et al. (2006). Esses histogramas são mostrados na Figura 4.1.

Podemos perceber nos histogramas que 100% das galáxias Starburst tem todas as bandas de PAHs entre 6 e  $13\mu\text{m}$  e linhas iônicas do  $[\text{Si II}] 34.8\mu\text{m}$ ,  $[\text{Ar II}] 6.9\mu\text{m}$ ,  $[\text{S III}] 18.7$  e  $33.4\mu\text{m}$ . Além disso cerca de 80% dessas galáxias mostraram em seus espectros a linha do hidrogênio molecular em  $9.7\mu\text{m}$  ( $\text{H}_2 S(3)$ ). Com os histogramas também podemos ver que a maioria (80%) das galáxias Seyfert 2 tem bandas de emissão dos PAH e as mesmas linhas iônicas detectadas nas Starburst.

Entretanto, as galáxias Seyfert 1 mostraram um comportamento diferente em relação as Starburst e Seyfert 2. As linhas de PAHs em  $7.7\mu\text{m}$ ,  $11.3\mu\text{m}$  e  $12.7\mu\text{m}$  aparecem em  $\sim 80\%$  dessas galáxias, porém apenas 50% tem as bandas de PAHs em  $6.2\mu\text{m}$  e  $8.6\mu\text{m}$ . Em contrapartida, linhas com alto potencial de ionização como o  $[\text{Ne V}] 14.3\mu\text{m}$  e  $[\text{O IV}] 25.8\mu\text{m}$  são as linhas mais comuns nas galáxias Seyfert 1. Esse comportamento está de acordo com o modelo unificado e pode ser uma evidência direta da presença do núcleo ativo (Voit, 1992b).

## 4.3 Diagrama de Diagnóstico das Linhas dos Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos

### 4.3.1 Tamanho das Moléculas e Fração de Ionização

O diagrama teórico mostrado na Figura 2.9 foi utilizado por O'Dowd et al. (2009) para analisar uma amostra formada por galáxias dominadas por formação estelar, galáxias dominadas pelo núcleo ativo e galáxias compostas por emissão do núcleo ativo e emissão estelar. As galáxias dessa amostra estão localizadas na região entre as linhas teóricas dos PAHs neutros e ionizados dos modelos de Draine & Li (2001) e O'Dowd et al. (2009) encontraram que as moléculas de PAHs presente nos seus objetos tem entre 300 e 30 átomos de carbono ( $0.2 < 6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} < 0.4$ ). Além disso, O'Dowd et al. (2009) sugerem que a presença do AGN está destruindo os PAHs pequenos (número de átomos de carbono  $< 180$ ).

Construímos esse mesmo diagrama com os 186 objetos da nossa amostra e podemos vê-lo na Figura 4.2. As razões teóricas  $6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} \times 11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$  dos modelos de Draine

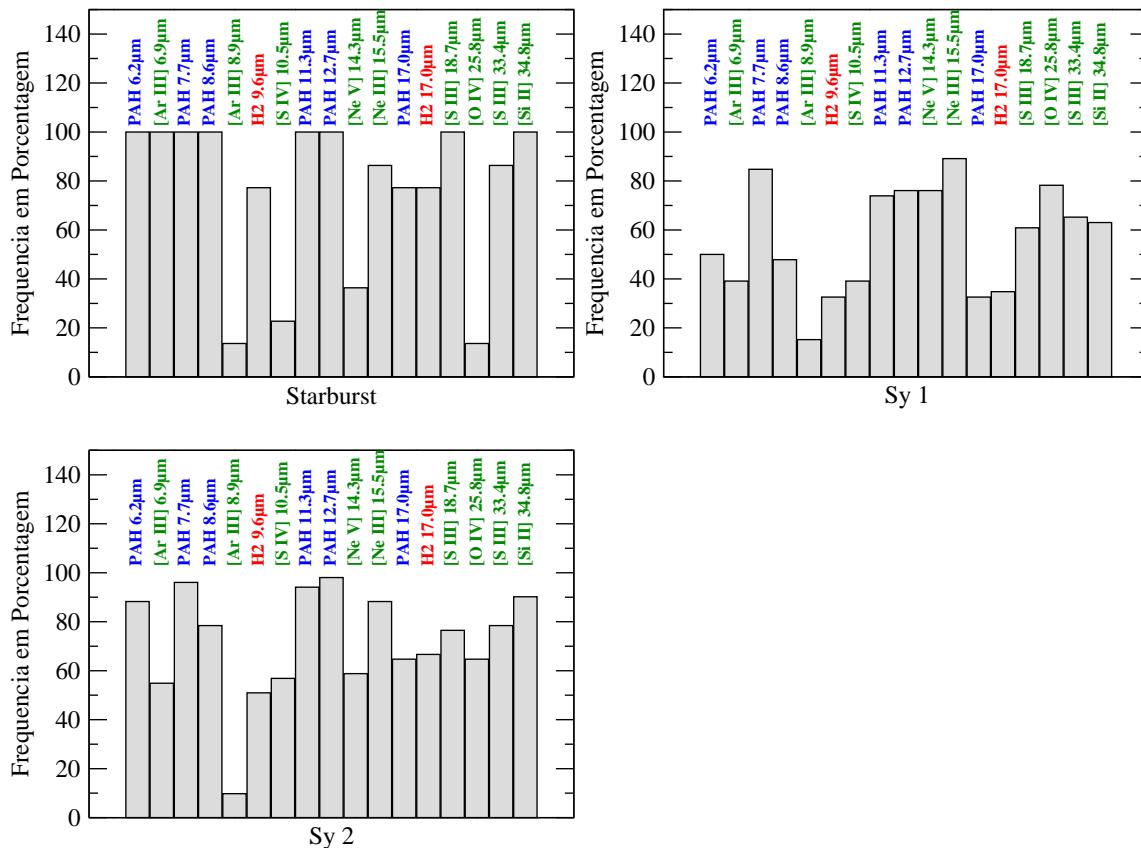


Figura 4.1: Histograma da frequência das linhas mais comuns encontradas no MIR (em porcentagem). Starburst e Seyfert 1 no topo à esquerda e direita, respectivamente e Seyfert 2 abaixo. As legendas mostram as bandas de PAHs (azul), linhas do hidrogênio molecular (vermelho) e linhas iônicas (verde).



& Li (2001) são as linhas tracejadas. Os objetos foram divididos em Seyfert 1, Seyfert 2, Starburst e H II+LINER e são representados na Figura 4.2 por círculos preenchidos, círculos vazios, triângulos preenchidos e triângulos vazios respectivamente.

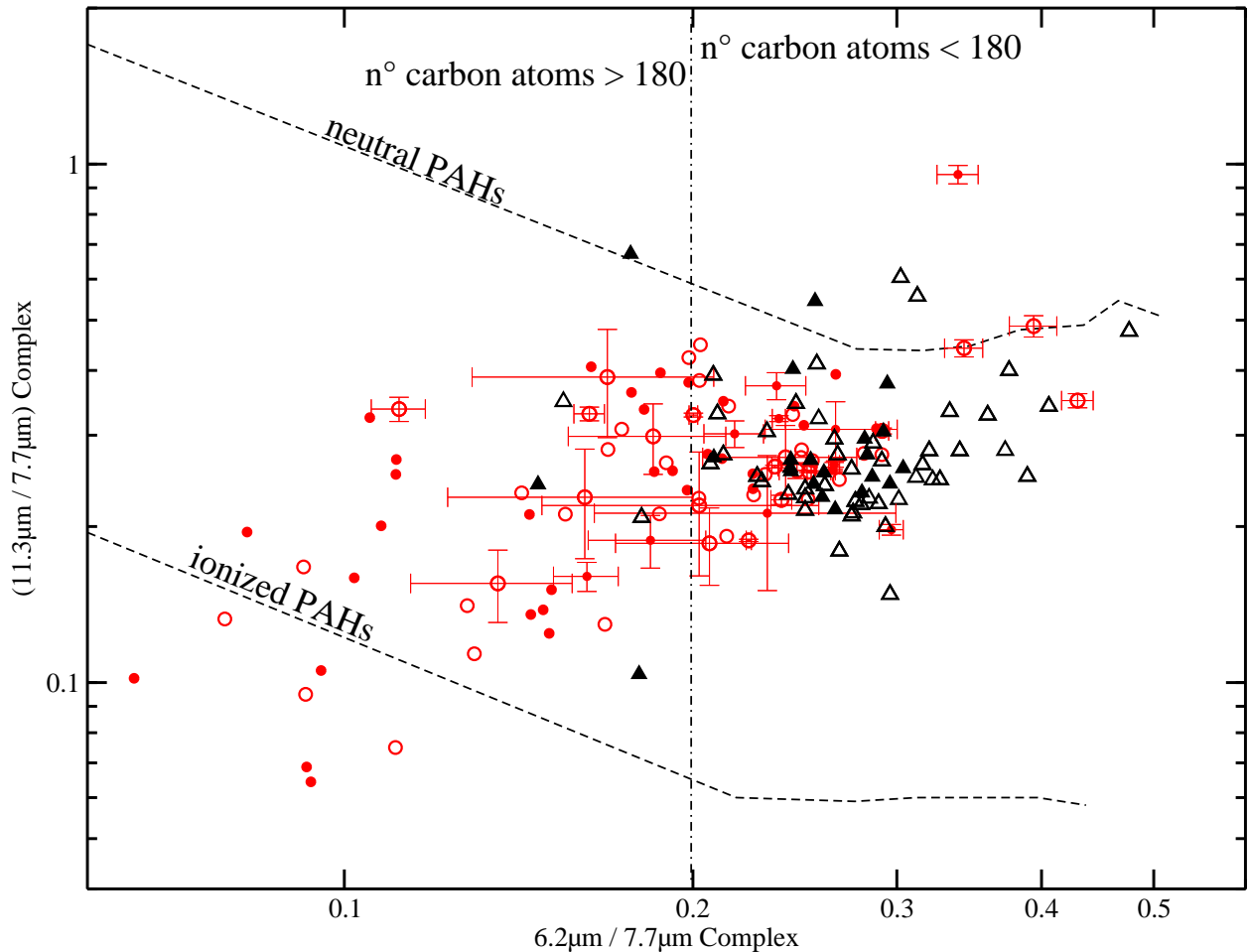


Figura 4.2: Diagrama de diagnóstico da razão  $6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} \times 11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$ . As linhas pontilhadas representam as intensidades teóricas dos PAHs ionizados e neutros de Draine & Li (2001). A linha traço-ponto mostra a posição onde a molécula de PAH tem 180 átomos de carbono. Os triângulos vazios representam as regiões H II+LINER da amostra do Smith et al. (2007) e Gordon et al. (2008), os triângulos preenchidos representam as galáxias Starburst de Brandl et al. (2006), os círculos preenchidos e vazios são Seyfert 1 e Seyfert 2 da nossa amostra e da amostra de Gallimore et al. (2010). As barras de erros são apresentadas para os 15 novos AGNs e representa bem os erros da amostra total.

Podemos ver nessa figura que os pontos observados estão espalhados nas regiões entre as linhas teóricas dos PAHs neutros e ionizados dos modelos de Draine & Li (2001), o que concorda com estudos prévios (e.g. Draine & Li 2001, Kaneda et al. 2008, O'Dowd et al. 2009, Hunt et al. 2010). Esse diagrama de diagnóstico nos leva a concluir que as linhas de emissão dos PAHs tanto para AGNs quanto para objetos com baixo potencial de ionização (Starburst e LINER) são uma composição apropriada de várias moléculas com diferentes tamanhos e uma adequada fração de ionização (espécies neutras para ionizadas).

É possível ver na Figura 4.2 que existe uma clara segregação das galáxias por tipos de atividades. Essa segregação sugere que os objetos com alto potencial de ionização possuem moléculas com mais de 180 átomos de carbono ( $6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} < 0.2$ ), em contrapartida, a maioria dos objetos com baixo potencial de ionização estão localizados na região que indica que as moléculas são formadas com menos de 180 átomos de carbono, ou seja, possuem valores de  $0.2 < 6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} < 0.4$ . Além disso, é possível ver na figura que as galáxias tipo Seyfert estão localizadas próximo da região dos PAHs ionizados, enquanto que a maioria dos Starburst, H II e LINERs estão próximos a linha que representa os PAHs neutros.

Os resultados obtidos com o diagrama mostrado na Figura 4.2 sugerem que os AGNs possuem valores, tanto da fração de ionização quanto do tamanho dos PAHs, maiores comparado com as galáxias Starburst. Entretanto, não foi encontrado uma localização preferencial das galáxias Seyfert 1 e Seyfert 2 nesse diagrama.

Uma outra forma de tentar entender o processo de emissão das moléculas de PAHs é testar diagramas de diagnósticos que envolvem bandas predominantemente aparentes em moléculas com cargas neutras ( $8.6\mu\text{m}$  e  $11.3\mu\text{m}$ ) e ionizadas ( $6.2\mu\text{m}$  e  $7.7\mu\text{m}$ ). Com esse objetivo Galliano (2006), Galliano et al. (2008) e O'Dowd et al. (2009) construíram diagramas de diagnósticos usando as razões das bandas em  $6.2\mu\text{m}$ ,  $7.7\mu\text{m}$ ,  $8.6\mu\text{m}$  e  $11.3\mu\text{m}$  e demonstraram que existem correlações entre razões que usam essas linhas.

Como esses estudos utilizaram amostras formadas em sua maioria por galáxias Starburst reproduzimos esses diagramas com os 98 AGNs (15 novos + 83 do Gallimore et al. 2010) e 22 Starburst da amostra do Brandl et al. (2006). Logo, foi possível fazer uma análise quantitativa do comportamento da ionização dos PAHs em AGNs e Starburst. Portanto, fizemos os diagramas diagnóstico  $6.2\mu\text{m}/11.3\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  (Figura 4.3) e  $6.2\mu\text{m}/8.6\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$ , (Figura 4.4) o qual envolve emissão das moléculas ionizadas ( $7.7\mu\text{m}$  e  $6.2\mu\text{m}$ ) e neutras ( $8.6\mu\text{m}$  e  $11.3\mu\text{m}$ ).

Podemos ver no diagrama  $6.2\mu\text{m}/11.3\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  (Figura 4.3) que se considerarmos apenas as galáxias Starburst nossos resultados concordam com os resultados encontrados por Galliano (2006), Galliano et al. (2008) e O'Dowd et al. (2009). Entretanto, quando incluímos AGNs podemos ver uma grande dispersão no eixo vertical desse diagrama e os AGNs estão povoando principalmente a região superior dele. Também podemos ver que as galáxias Seyfert, em geral, tem valores da razão  $7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  maiores que as galáxias Starburst, porém não encontramos nenhuma localização preferencial por tipo de Seyfert (Seyfert 1 e Seyfert 2).

O diagrama  $6.2\mu\text{m}/8.6\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$  da Figura 4.4 mostra uma dispersão similar ao encontrado no diagrama anterior. O comportamento mais interessante encontrado em ambos diagramas é que as razões localizadas nos eixos verticais ( $7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$  e  $7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$ ) tendem a separar AGN de galáxias Starburst. Essa separação é mais clara no diagrama que envolve a razão  $7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$  e nos permitiu concluir que a região com  $7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m} \geq 6$  é dominada apenas por AGNs (veja a linha pontilhada na Figura 4.4) e os objetos com baixa ionização possuem valores menores para essa razão.

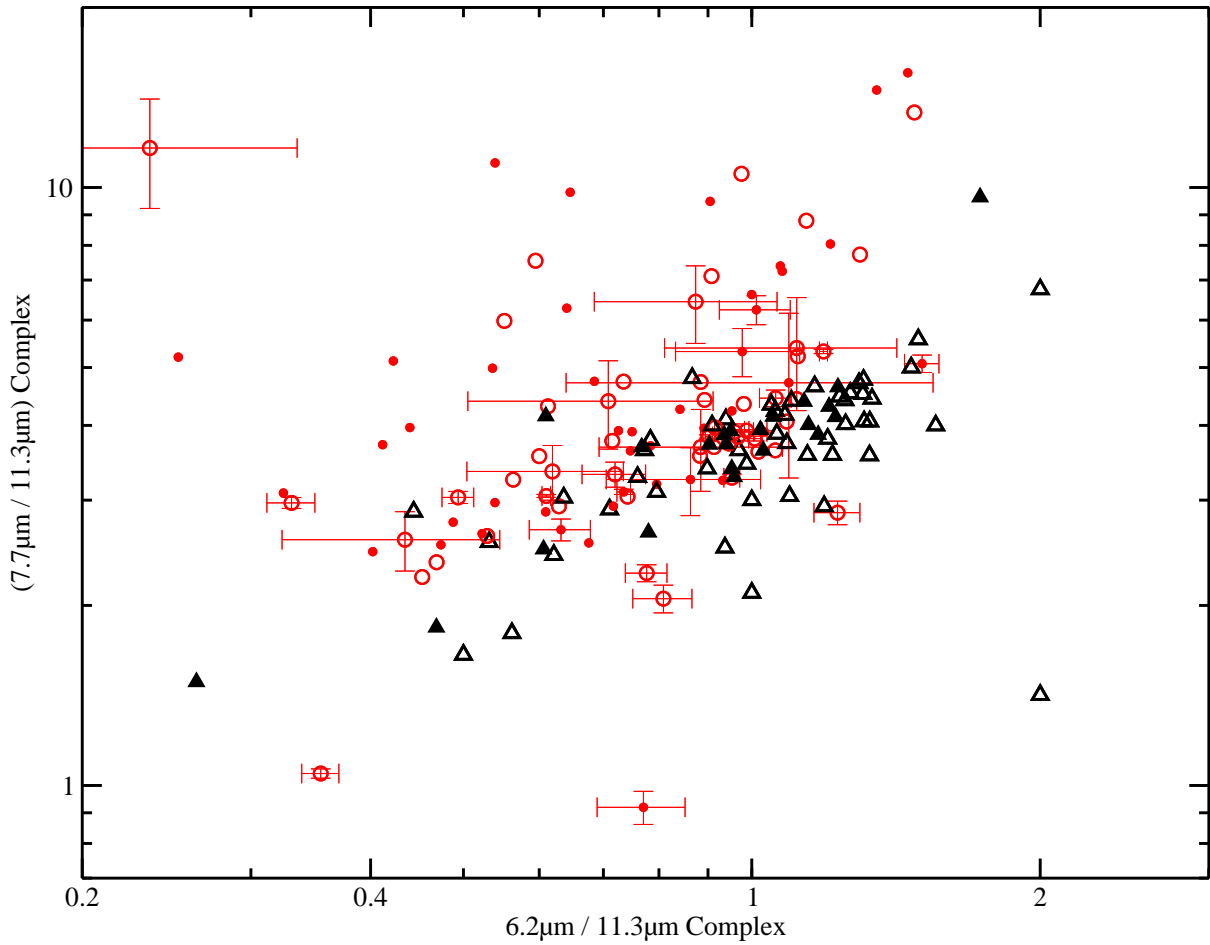


Figura 4.3: Diagrama de diagnóstico  $6.2\mu\text{m}/11.3\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  das bandas de PAHs neutros e ionizados. Os triângulos vazios representam as regiões H II e LINER de Smith et al. (2007) e Gordon et al. (2008), os triângulos preenchidos representam as Starburst de Brandl et al. (2006), os círculos preenchidos e vazios são Seyfert 1 e Seyfert 2 da nossa amostra e da amostra de Gallimore et al. (2010). As barras de erros são apresentadas para os 15 novos AGNs e representa bem os erros da amostra total.

Para interpretar o comportamento dessas quatro razões de linhas usamos os resultados do estudo desenvolvido por Bauschlicher et al. (2008). Nesse trabalho os autores produziram espectros sintéticos entre  $6.2\mu\text{m}$  e  $9.0\mu\text{m}$  de moléculas de PAHs com  $\text{C}_{24}\text{H}_{12}$ ,  $\text{C}_{54}\text{H}_{18}$ ,  $\text{C}_{66}\text{H}_{20}$ ,  $\text{C}_{78}\text{H}_{22}$ ,  $\text{C}_{96}\text{H}_{24}$ ,  $\text{C}_{110}\text{H}_{26}$  e  $\text{C}_{112}\text{H}_{26}$  no estado de ionização neutro, cátion e ânion. Os códigos usados para fazer esse estudo foram *B3LYP* (Stephens et al., 1994), *hybrid* (Becke, 1993) e o *Gaussian 03* (Frisch et al., 1984).

Ao analisarmos o trabalho de Bauschlicher et al. (2008) percebemos que a posição e a intensidade da banda molecular de PAHs são dependentes do tamanho, carga e geometria da molécula. Além disso é perceptível através do estudo deles que moléculas grandes no estado cátions e ânions ( $> 110$  átomos de carbono) produzem bandas muito proeminentes em  $7.7\mu\text{m}$  e  $8.6\mu\text{m}$  e a razão de linha  $7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$  aumentam com o tamanho do PAHs.

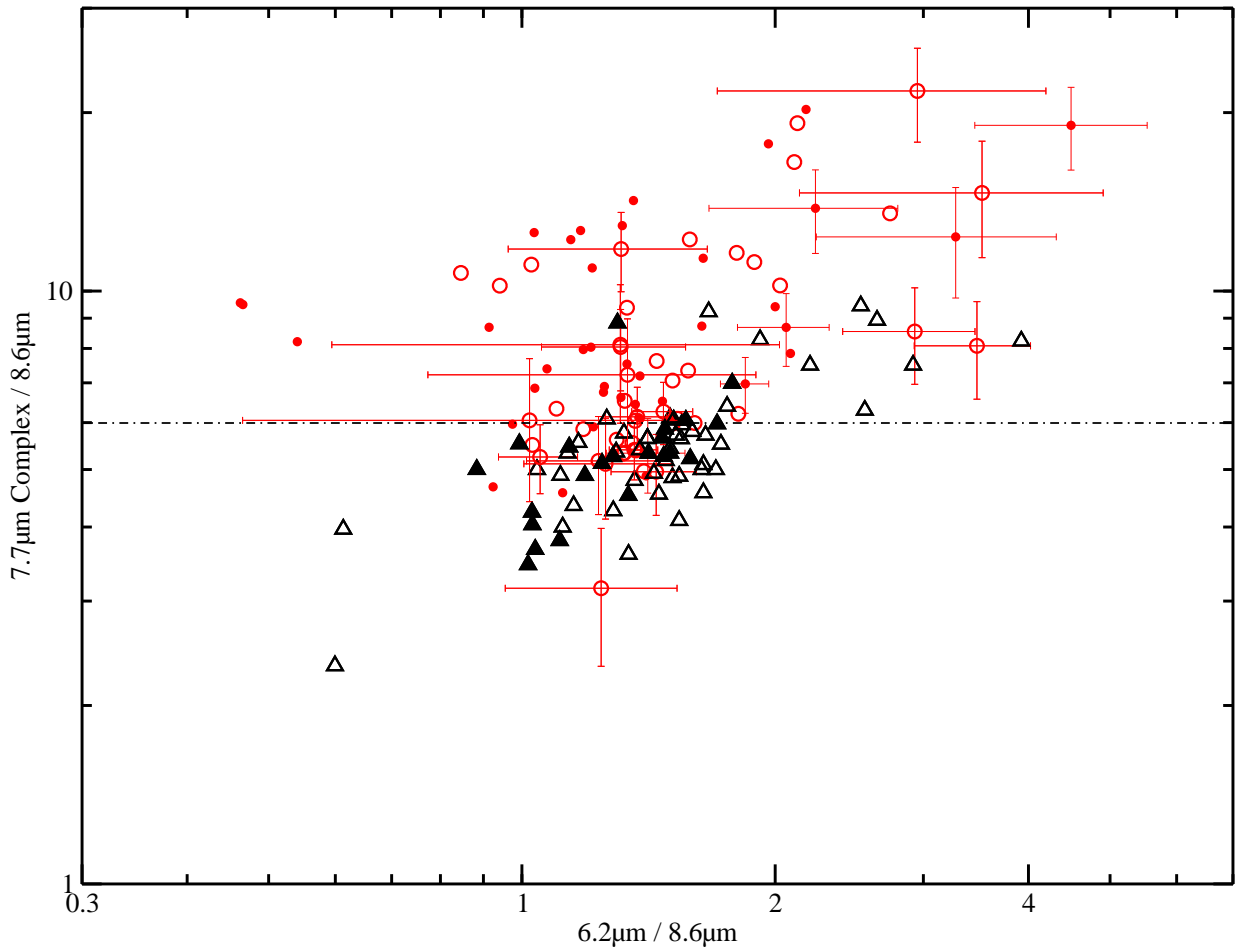


Figura 4.4: Diagrama de diagnóstico  $6.2\mu\text{m}/8.6\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$  das bandas de PAHs neutros e ionizados. Os triângulos vazios representam as regiões H II e LINER de Smith et al. (2007) e Gordon et al. (2008), os triângulos preenchidos representam as Starburst de Brandl et al. (2006), os círculos preenchidos e vazios são Seyfert 1 e Seyfert 2 da nossa amostra e da amostra de Gallimore et al. (2010). As barras de erros são apresentadas para os 15 novos AGNs e representa bem os erros da amostra total.

Portanto a separação das galáxias pelo tipo de atividade (Starburst, Seyfert 1 e Seyfert 2) vista na Figura 4.3 e 4.4 ao longo do eixo vertical pode ser atribuída ao fato que, de uma forma geral, as moléculas de PAHs que emitem nas galáxias Seyfert são maiores que nas galáxias Starburst. Além disso, de acordo com Bauschlicher et al. (2008) os grandes valores de  $7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$  e  $7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  indica que a maioria das moléculas nesses AGNs estão no estado ionizado.

Em suma, esses diagramas (Figuras 4.2, 4.3 e 4.4) envolvendo razões das bandas dos PAHs da nossa amostra apresentam uma clara evidência de que a fração de ionização e tamanho dessas moléculas aumentam de galáxias Starburst para AGNs e não é observado segregações para os diferentes tipos de galáxias Seyfert.

Embora as quatro razões mostradas nas Figuras 4.3 e 4.4 dependam da fração de ionização das moléculas de PAHs as razões que envolvem a banda em  $6.2\mu\text{m}$  não conseguem

separar os objetos por tipo de atividade. Esse comportamento pode estar associado ao fato de que a banda em  $6.2\mu\text{m}$  é oriunda das moléculas pequenas (Bauschlicher et al., 2008) e essas estariam sendo destruídas pelo intenso campo de radiação advinda do núcleo ativo (Smith et al., 2007). De uma forma geral, os eixos verticais desses diagramas nos permitiu separar os AGNs de Starbursts, porém é necessário mais investigações usando dados com melhores resoluções espectrais e espaciais.

## 4.4 Diagrama de Diagnóstico das Linhas de Emissão Iônicas

Como mostra a Figura 4.1 (Seção 4.2) as galáxias Starburst e os AGNs apresentam linhas de emissão iônicas. Nas galáxias Starburst o gás é ionizado principalmente por estrelas massivas e quentes, enquanto que em AGNs a ionização é devido a um contínuo não térmico (Peterson, 1997). Nos AGNs as nuvens que emitem as linhas proibidas estão localizadas na NLR (Osterbrock & Gary, 2006). A NLR está localizada próxima à fonte de ionização e distribuída em uma escala espacial no qual a radiação ionizante provinda do núcleo ativo é dominante. Por esse motivo, o espectro de linhas de emissão observado nos AGNs permite distinguir algumas propriedades da fonte ionizante (Peterson, 1997). Nesta seção investigaremos o comportamento das linhas iônicas presentes no MIR, tanto dos 98 AGNs quanto das 22 galáxias Starburst.

Groves et al. (2006) construíram um modelo que analisa o efeito da poeira da NLR e a influência dela no espectro de emissão no MIR deste tipo de objeto. Esse modelo consegue mostrar uma conexão direta entre a emissão da poeira e as linhas de emissão produzidas pelo gás ionizado. Esses autores também mostraram que as razões das linhas de emissão  $[\text{Ne V}]14.3\mu\text{m}/[\text{Ne II}]12.8\mu\text{m} \times [\text{Ne III}]15.5\mu\text{m}/[\text{Ne II}]12.8\mu\text{m}$  conseguem separar os AGNs das galáxias Starbursts. Com essa mesma linha de pensamento, Thornley et al. (2000) calcularam as razões  $[\text{Ne V}]/[\text{Ne II}]$  e  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$  utilizando modelos evolutivos de atmosferas estelares de estrelas massivas e geometria das HII observadas na galáxia M 82. Com esse estudo, Thornley et al. (2000) puderam concluir que a razão  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$  é sensível a dureza do campo de radiação. Ambos trabalhos concordam com os estudos desenvolvidos por Verma et al. (2003), Sturm et al. (2002) e Smith et al. (2007).

Com o objetivo de investigar o comportamento da dureza do campo de radiação, apresentamos o diagrama de diagnóstico  $\log([\text{Ne V}]/[\text{Ne II}]) \times \log([\text{Ne III}]/[\text{Ne II}])$  para as galáxias analisadas neste trabalho (ver Figura 4.5). Nesse diagrama foram sobrepostos os modelos das NLR para diferentes valores de pressão e densidades de fluxo incidente retiradas do trabalho de Groves et al. (2006). Como podemos perceber nessa figura os valores de  $\log([\text{Ne V}]/[\text{Ne II}])$  e  $\log([\text{Ne III}]/[\text{Ne II}])$  da nossa amostra são menores que os valores dos modelos de Groves et al. (2006). Isso pode ser devido o fato de que esses objetos podem ter contribuição da componente starburst (Groves et al., 2006) ou pode estar associado à precisão dos modelos.

A Figura 4.5 mostra que os AGNs nesse diagrama estão bem correlacionados, porém as galáxias Starburst não apresentam correlação. Essa falta de correlação pode ser causada pelo fato que a linha em  $14.3\mu\text{m}$  é uma mistura da banda de PAH em  $14.19\mu\text{m}$  e do  $[\text{Ne v}]$  em  $14.3\mu\text{m}$  e não conseguimos decompô-las por causa da baixa resolução espectral do IRS.

Como o potencial de ionização do  $[\text{Ne v}]$  é  $126.21\text{ eV}$  essa linha é muito comum nos espectros de AGNs (Sturm et al., 2002, Weedman et al., 2005) e dificilmente é detectada em Starburst devido ao alto potencial de ionização (Brandl et al., 2006, Bernard-Salas et al., 2009). Então nos AGNs a linha que mais contribui para o fluxo em  $14.3\mu\text{m}$  é o  $[\text{Ne v}]$ , enquanto que nas galáxias Starburst o que realmente contribui para esse perfil é a linha de PAH (Sturm et al., 2002, Bernard-Salas et al., 2009). Consequentemente, essa pode ser a razão de não existir correlação nas galáxias Starburst e por alguns desses objetos estarem na região onde  $\log([\text{Ne v}] 14.3\mu\text{m}/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m})$  é maior que 0 (Figura 4.5).

É importante mencionar que existem três galáxias Starburst (NGC 1097, NGC 4676 e NGC 520) localizadas no canto superior direito da Figura 4.5 que é a região dominada por galáxia Seyfert 1. Esses altos valores das razões  $[\text{Ne v}]/[\text{Ne II}]$  e  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$  nessas galáxias podem ser explicados por causa que NGC 1097 além da formação estelar tem núcleo Seyfert 1 (Storchi-Bergmann et al., 1997) e nas galáxias NGC 4676 e NGC 520 pelo fato delas serem objetos interagentes (Read & Ponman, 1998). Entretanto, para conseguir explicar melhor a posição das galáxias Starburst nesse diagrama faz-se necessário um estudo mais acurado usando espectros com resolução espacial melhor.

Também podemos perceber na Figura 4.5 que as galáxias Seyfert 1 tem  $\log([\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]) \geq 0$ , enquanto que as galáxias Starburst e Seyfert 2 possuem valores dessa razão  $\leq 0$  (ver linha sólida na Figura 4.5). Esse comportamento sugere que ambas razões de linhas são sensíveis a dureza do campo de radiação, o que confirma o resultado obtido por Thornley et al. (2000). Perceba também que as galáxias Seyfert 2 estão espalhadas no canto inferior esquerdo na Figura 4.5, sugerindo que pode existir uma contribuição da componente starburst nessas galáxias, assim como foi sugerido e discutido por Groves et al. (2006).

O estudo desse diagrama nos permitiu escolher a melhor razão de linha a ser adotada para analisar e testar o comportamento das bandas de PAHs com respeito à dureza do campo de radiação. Perante as duas razões de linhas que são indicadoras da dureza do campo de radiação a que se mostrou mais adequada para nossa amostra foi  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}]$ , pois essas linhas não sofrem superposição com outras linhas de emissão ou bandas de absorção e são suficientemente próximas para não sofrerem efeitos de avermelhamento diferencial (Verma et al., 2003).

## 4.5 Comportamento dos Hidrocarbonetos Aromáticos Policíclicos com o Campo de Radiação

Investigar o comportamento das bandas de PAHs usando um medidor da dureza do campo de radiação é fundamental para tentar responder se os PAHs podem sobreviver em regiões muito próximas do AGNs, e se isso acontece, qual poderia ser a diferença entre PAHs excitados por radiação estelar e por radiação advinda do núcleo ativo. Construímos o diagrama (ver Figura 4.6) com o medidor da dureza do campo de radiação  $[\text{Ne III}] / [\text{Ne II}]$  contra a razão das bandas de PAHs em  $7.7\mu\text{m}$ (ionizado)/ $11.3\mu\text{m}$  (neutro).

Previamente, Smith et al. (2007) fizeram esse mesmo diagrama com 59 galáxias e perceberam que galáxias com regiões H II, galáxias com uma componente starburst no espectro óptico e galáxias com baixa metalicidade apresentaram a razão  $7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  constante durante um grande intervalo até  $[\text{Ne III}] / [\text{Ne II}] < 2$ . Esses autores também perceberam que os valores de  $7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  de sua amostra são menores para AGNs quando comparados as galáxias com região H II e que essa razão entre os PAHs decresce rapidamente com o aumento da dureza do campo de radiação em ambos tipos de atividade. O'Dowd et al. (2009) viu esse mesmo comportamento para uma amostra de 92 galáxias com formação estelar. Em ambos trabalhos os autores concluem que as bandas de emissão dos PAHs diminuem para AGNs, como se existisse uma destruição seletiva da molécula de PAHs ionizada em  $7.7\mu\text{m}$ .

Afim de obter uma análise mais quantitativa e qualitativa fizemos esse diagrama para os 186 objetos da nossa amostra (AGNs, Starburst, região H II+LINER), veja Figura 4.6. É muito claro nessa figura que a razão das bandas de PAHs ionizadas para neutras não depende da dureza do campo de radiação, o qual diverge dos resultados encontrados por Smith et al. (2007) e O'Dowd et al. (2009). Esse comportamento pode ser atribuído ao fato que a intensidade de ambas linhas de PAHs tem a mesma dependência sobre o campo de radiação. Portanto, propomos testar um outro diagrama que utiliza as EW desses PAHs, assim teremos um diagrama que relaciona a intensidade da linha relativo ao contínuo com a dureza do campo de radiação.

Os diagramas com EWs dos PAHs ionizado ( $7.7\mu\text{m}$ ) e neutro ( $11.3\mu\text{m}$ ) contra  $[\text{Ne III}] / [\text{Ne II}]$  podem ser vistos na Figura 4.7. Com esses diagramas podemos ver que as EWs desses PAHs permanecem constantes até  $[\text{Ne III}] / [\text{Ne II}] \leq 0.8$  e logo caem rapidamente com o aumento da dureza do campo de radiação. Veja que as galáxias que tem formação estelar intensa possuem EWs dos PAHs aproximadamente constantes com a variação de  $[\text{Ne III}] / [\text{Ne II}]$  e que para galáxias Seyfert 1 os valores da EWs diminuem rapidamente com o aumento de  $[\text{Ne III}] / [\text{Ne II}]$ . Entretanto, as galáxias Seyfert 2 aparecem distribuídas entre as regiões dominadas por Starburst e Seyfert 1.

A localização das galáxias nesses diagramas pode indicar qual componente da radiação (estelar ou não térmico, AGN) está dominando o espectro desses objetos, pois algumas Seyfert 2 aparecem na região das galáxias Starburst e possivelmente são dominadas por formação estelar,

enquanto que as Seyfert 2 dominadas pela componente não térmica aproximam-se da região das Seyfert 1.

Efetuamos regressões exponenciais do tipo  $y = a * \exp[b * x]$  usando todos os objetos da Figura 4.7 (AGNs + Starburst, linha pontilhada) e para uma sub-amostra formada apenas pelos AGNs dessa figura (linha sólida). Obtivemos uma forte correlação,  $\sim -0.7$ , considerando apenas os AGNs, entretanto quando usamos todos os objetos não encontramos correlação ( $\sim -0.2$ ).

Através dos diagramas de diagnósticos mostrados na Figura 4.7 podemos concluir que, tanto a banda de PAH ionizada em  $7.7\mu\text{m}$  quanto a banda neutra em  $11.3\mu\text{m}$ , são destruídas com o aumento da dureza do campo de radiação. Entretanto, com o diagrama da Figura 4.6 não é possível obter essa conclusão, pois a razão entre os fluxos dos PAHs  $7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  se mantém constante ao longo de  $[\text{Ne III}] 15.5/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m}$  para os 186 objetos deste trabalho.

Genzel et al. (1998) também encontrou resultados similares ao nosso quando analisou EWs desses PAHs contra  $[\text{OIV}] 25.9\mu\text{m}/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m}$  de uma amostra composta por galáxias ultra luminosas no infravermelho (ULIRGS, do inglês *ultra-luminous infrared galaxies*), Starburst e AGNs. Além disso, Baum et al. (2010) percebeu que o diagrama das EWs dos PAHs em  $6.2\mu\text{m}$  versus  $[\text{NeV}] 14.3\mu\text{m}/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m}$  consegue separar AGNs das Starburst. Porém, o estudo quantitativo que desenvolvemos com os 186 objetos nos permitiu obter conclusões mais acuradas.



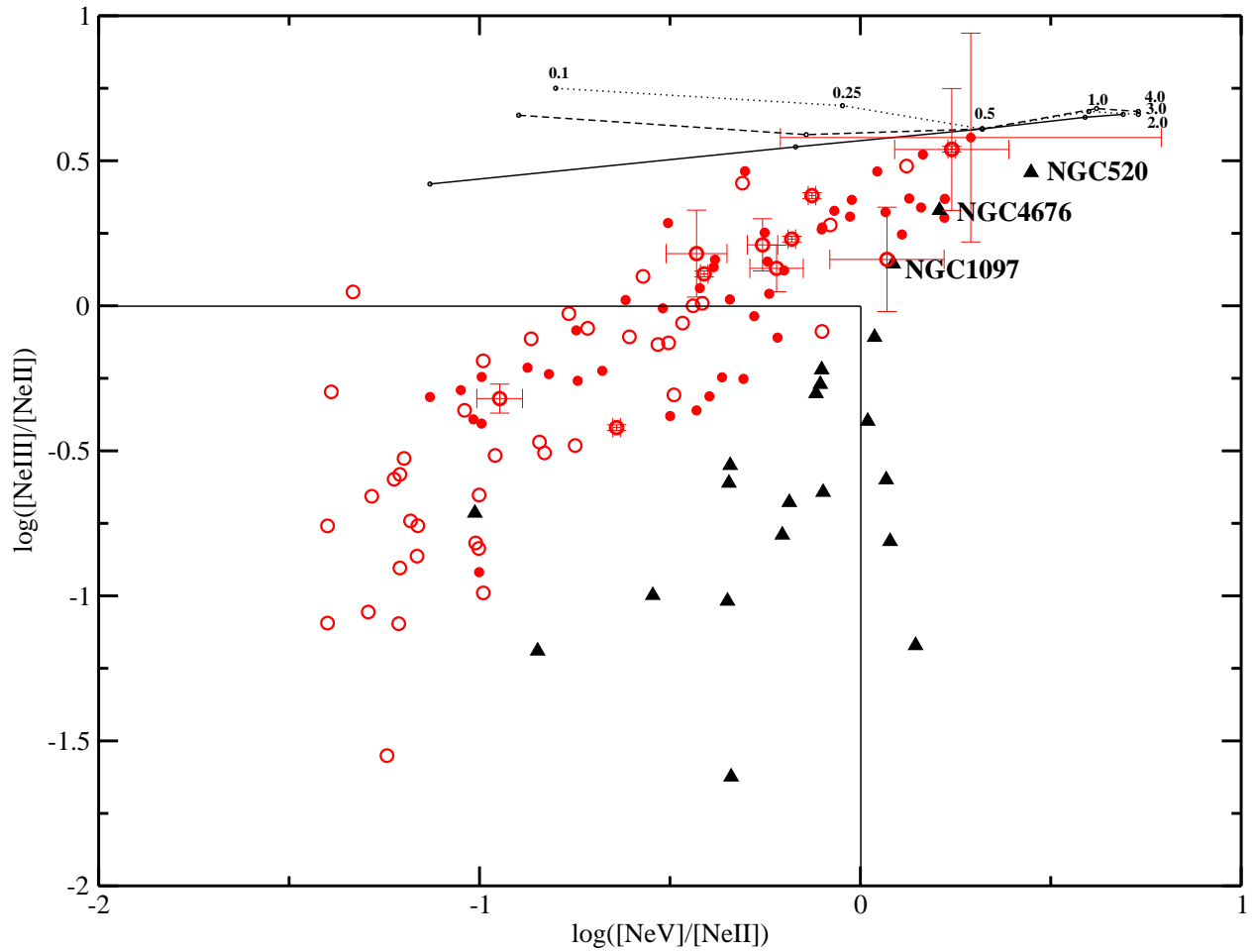


Figura 4.5: Diagrama de diagnóstico  $\log([\text{Ne V}] 14.3/[\text{Ne II}] 12.8) \times \log([\text{Ne III}] 15.5/[\text{Ne II}] 12.8)$ . As linhas no canto superior direito mostra os modelos de NLR de Groves et al. (2006) e o parâmetro de ionização aumenta da esquerda para a direita. A linha pontilhada representa várias densidades de fluxo incidente (4, 3, 2, 1, 0.5, 0.25 e 0.1) com pressão  $P_{tot}/k \simeq 10^6$ . As linhas tracejada e sólida representam o mesmo, porém para  $P_{tot}/k \simeq 10^7$  e  $P_{tot}/k \simeq 10^8$  respectivamente. Triângulos preenchidos são galáxias Starburst, círculos abertos são galáxias Seyfert 2 e os preenchidos são Seyfert 1. As barras de erros são apresentadas para os 15 novos AGNs e representa bem os erros da amostra total.

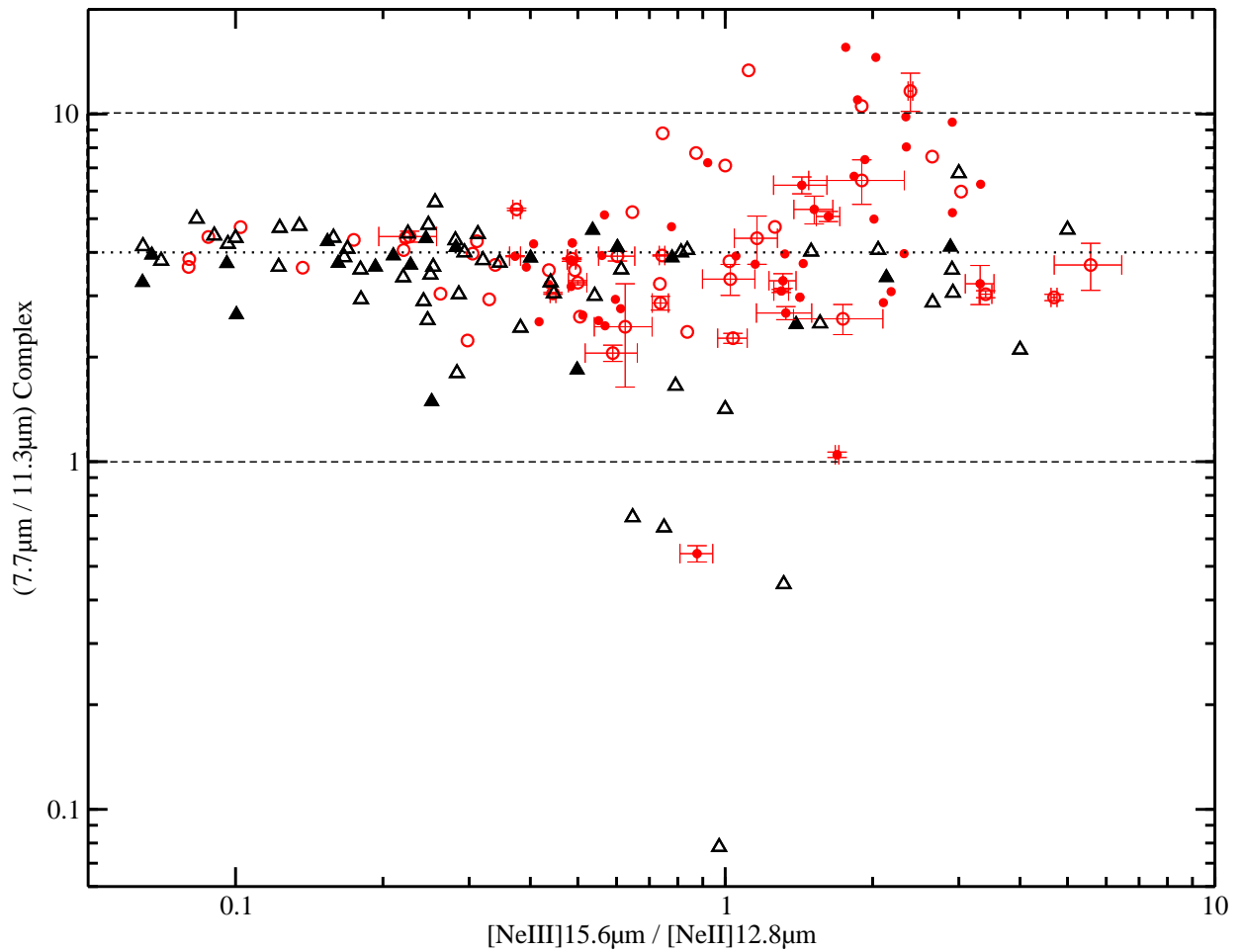


Figura 4.6: Diagrama de diagnóstico  $[\text{Ne III}] 15.5\mu\text{m}/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m} \times 7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$ . Triângulos vazios representam as regiões H II e LINER de Smith et al. (2007) e Gordon et al. (2008), triângulos preenchidos representam as Starburst de Brandl et al. (2006), os círculos preenchidos e vazios são Seyfert 1 e Seyfert 2 da nossa amostra e da amostra de Gallimore et al. (2010). As barras de erros são apresentadas para os 15 novos AGNs e representa bem os erros da amostra total.

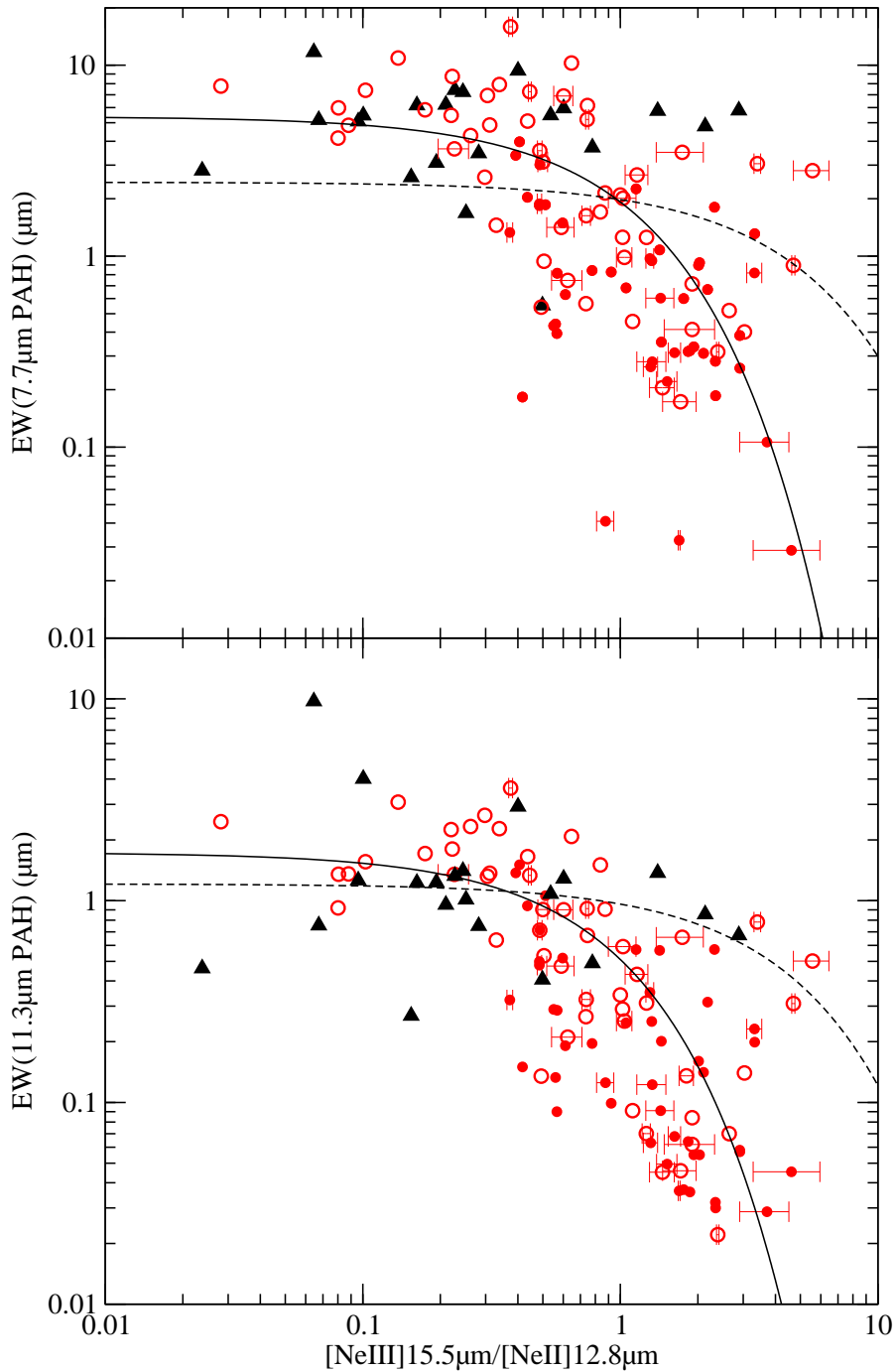


Figura 4.7: Diagrama de diagnóstico  $[\text{Ne III}] 15.5/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m}$  versus EW de  $7.7\mu\text{m}$  (no topo) e  $11.3\mu\text{m}$  (na base). Triângulos preenchidos representam as galáxias Starburst, círculos vazios são Seyfert 1 e os preenchidos são Seyfert 2. As barras de erros são apresentadas para os 15 novos AGNs e representam bem os erros da amostra.

# Capítulo 5

## Distribuição Espacial de PAHs e Silicato nas Galáxias Seyfert e Starburst. Estimativa da Massa de Poeira

Nesta seção investigamos a distribuição radial das linhas iônicas, bandas de PAHs, absorção de silicato e o contínuo térmico na região próxima ao núcleo ativo ( $< 100$  pc). Este estudo é importante para esclarecer se as bandas de PAHs se originam nas regiões de formação estelar próximas do núcleo ativo ou se elas podem sobreviver nas regiões internas ao AGN e se a distribuição da poeira está relacionada ao *torus* do modelo unificado de AGN.

### 5.1 Descrição das Galáxias da Amostra

Foram obtidos espectros com alta resolução espacial com o T-ReCS ( $0.33''$ ) e Michelle ( $0.7''$ ) de três galáxias com componentes starburst (NGC 1808, NGC 1365 e NGC 3227) e duas galáxias com intensa emissão em raio-X (NGC 3281 e Mrk 3) que possuem um núcleo Seyfert obscurecido por poeira. A Figura 5.1 mostra a posição da fenda sobre a imagem obtida com o filtro N e os perfis nucleares das imagens das galáxias na banda N comparados com os perfis estelares. Essas figuras mostraram que as galáxias NGC 3227, NGC 1808 e Mrk 3 possuem perfis alargados com respeito ao estelar.

#### 5.1.1 As Galáxias

**NGC 1808** é uma galáxia ativa que possui várias regiões com intensa formação estelar ao longo do kpc central (e.g. Sérsic & Pastoriza 1965, Veron-Cetty & Veron 1985, Fabbiano et al. 2003) e um núcleo ativo tipo Seyfert 2 (e.g. Bassani et al. 1999). Classifica-se como Sbc e é observada quase “edge-on” (Sandage & Tammann, 1987). Sua luminosidade no IR é

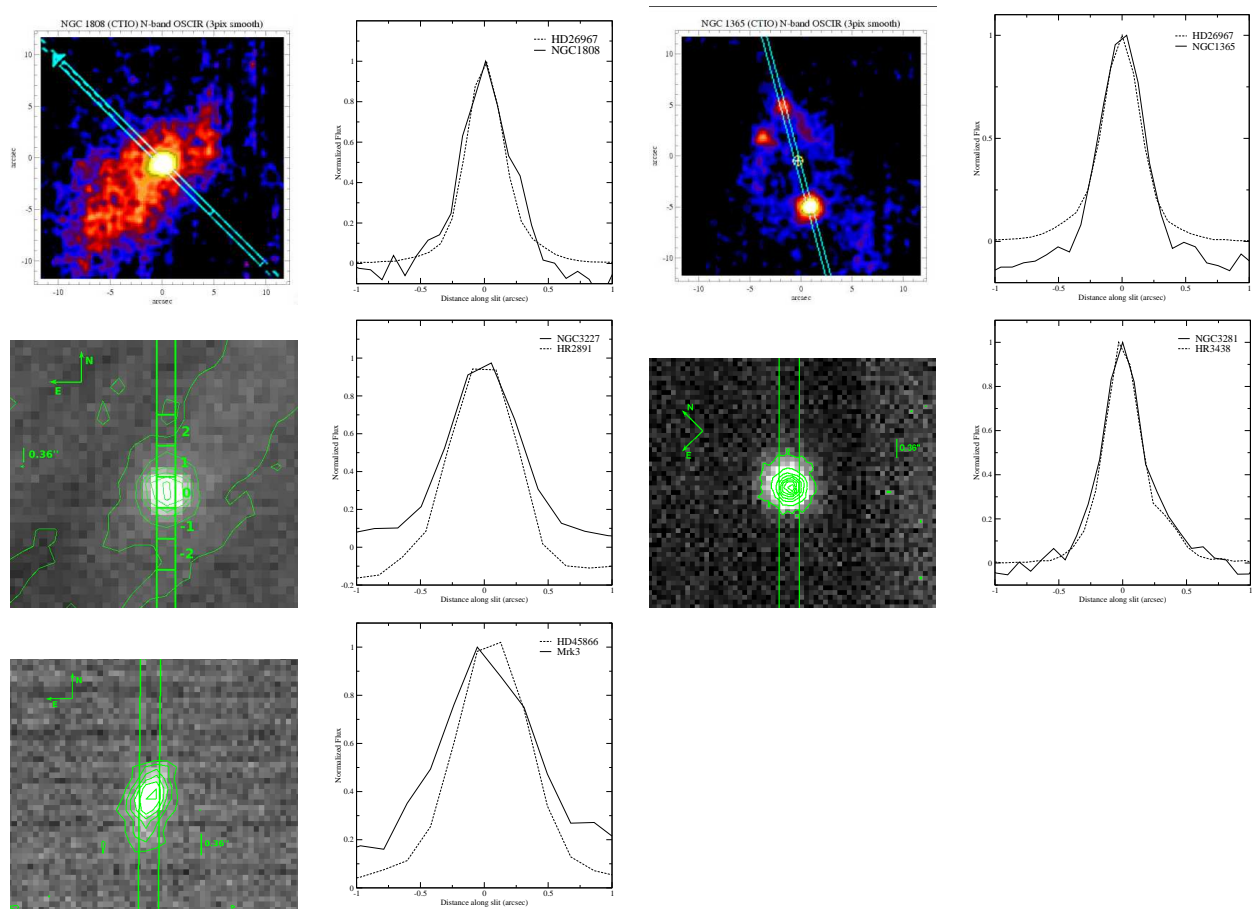


Figura 5.1: Os painéis mostram as posições das fendas sobrepostas as imagens de aquisição na banda N para NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3 observadas com o Gemini e as imagens na banda N de NGC 1808 e NGC 1365 observadas com o telescópio de 4 metros do CTIO. Os perfis dos fluxos na banda N dos objetos e estrelas padrão foram feitos com imagens de aquisição e estão indicados nos painéis. Esses fluxos foram normalizados ao valor máximo da emissão. Imagens observadas com o CTIO foram concedidas por James Radomski.

dominada por estrelas jovens ( $L_{IR} \sim 10^{10} L_{\odot}$ , Krabbe et al., 1994). A imagem no óptico de NGC 1808 revela que possui um disco e braços espirais, evidências da uma barra central com largura de 500 pc, uma estrutura em forma de anel (Tacconi-Garman et al., 1996) e regiões compactas que emite em comprimentos de onda de radio (Kotilainen et al., 1996).

**NGC 1365** trata-se de uma galáxia que possui um núcleo ativo tipo Seyfert 2 com a região de linhas largas bloqueada pelo *torus* molecular (Sandqvist et al. 1988, 1995). Também possui vários aglomerados estelares super massivos próximos do núcleo. Tanaka et al. (1994) sugerem que a emissão na região nuclear entre 0.2–10 keV está associado com atividade starburst (Lindblad, 1999). Além disso, NGC 1365 tem uma segunda fonte ultra-luminosa ( $L = 3.8 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ ) em raio-X, localizada a  $1.5''$  ao Sul do núcleo, que foi interpretada como um sistema binário com uma estrela orbitando um buraco-negro de  $\sim 100 - 200 M_{\odot}$  (Iyomoto et al. 1997, Turner et al. 1993, Komossa & Schulz 1998).

**NGC 3227** é uma galáxia Seyfert 1 que apresenta várias características típicas de AGNs: jatos que emitem em comprimentos de onda de rádio (Kukula et al., 1995), cone de ionização que aparece na imagem em  $[\text{O III}]\lambda 5007\text{\AA}$  (Mundell et al., 1995) e intensa emissão em raio-X (Reichert et al., 1985). Também foi observado uma componente starburst circum-nuclear (Gonzalez Delgado & Perez, 1997) e disco de hidrogênio molecular em  $2.1\mu\text{m}$  (Quillen et al., 1999). Além disso, Rodríguez-Ardila & Viegas (2003) observaram, na região central (60 pc) da NGC 3227, emissão de PAHs em  $3.3\mu\text{m}$  que estaria relacionada com o disco de emissão de CO.

**NGC 3281** e **Mrk 3** são galáxias Seyfert 2 que possuem material muito denso ( $N_H > 10^{23} \text{ cm}^{-3}$ ) em seus núcleos e intensa emissão em raio-X da ordem de  $L_X \sim 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$  (Vignali & Comastri 2002, Awaki et al. 1991). Entretanto, a galáxia Mrk 3 não possui componente starburst circum-nuclear, tornando-a um objeto interessante para investigar o material fotoionizado pelo núcleo ativo (Turner et al., 1997). O mesmo cenário é encontrado para NGC 3281, em que não existe evidência de formação estelar na região nuclear, entretanto, essa galáxia possui evidência da presença de poeira na região nuclear (e.g. Storchi-Bergmann et al. 1992, Durret & Bergeron 1988).

## 5.2 Espectros Nucleares Observados com Gemini e Spitzer

A Figura 5.2 mostra os espectros nucleares observados com o Spitzer com área de extração ( $4.8'' \times 3.7''$ ) das galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3, que incluem a emissão tanto do núcleo ativo quanto da galáxia hospedeira. Essa figura também ilustra os espectros observados com o Gemini centradas no núcleo ativo ( $0.36'' \times 0.36''$  ou  $0.73'' \times 0.36''$ ).

Podemos ver que os espectros observados com o Spitzer das galáxias que possuem formação estelar próximas do núcleo (NGC 1808, NGC 1365 e NGC 3227) apresentaram ricas bandas de PAHs e as galáxias com intensa emissão de raio-X (NGC 3281 e Mrk3) possuem

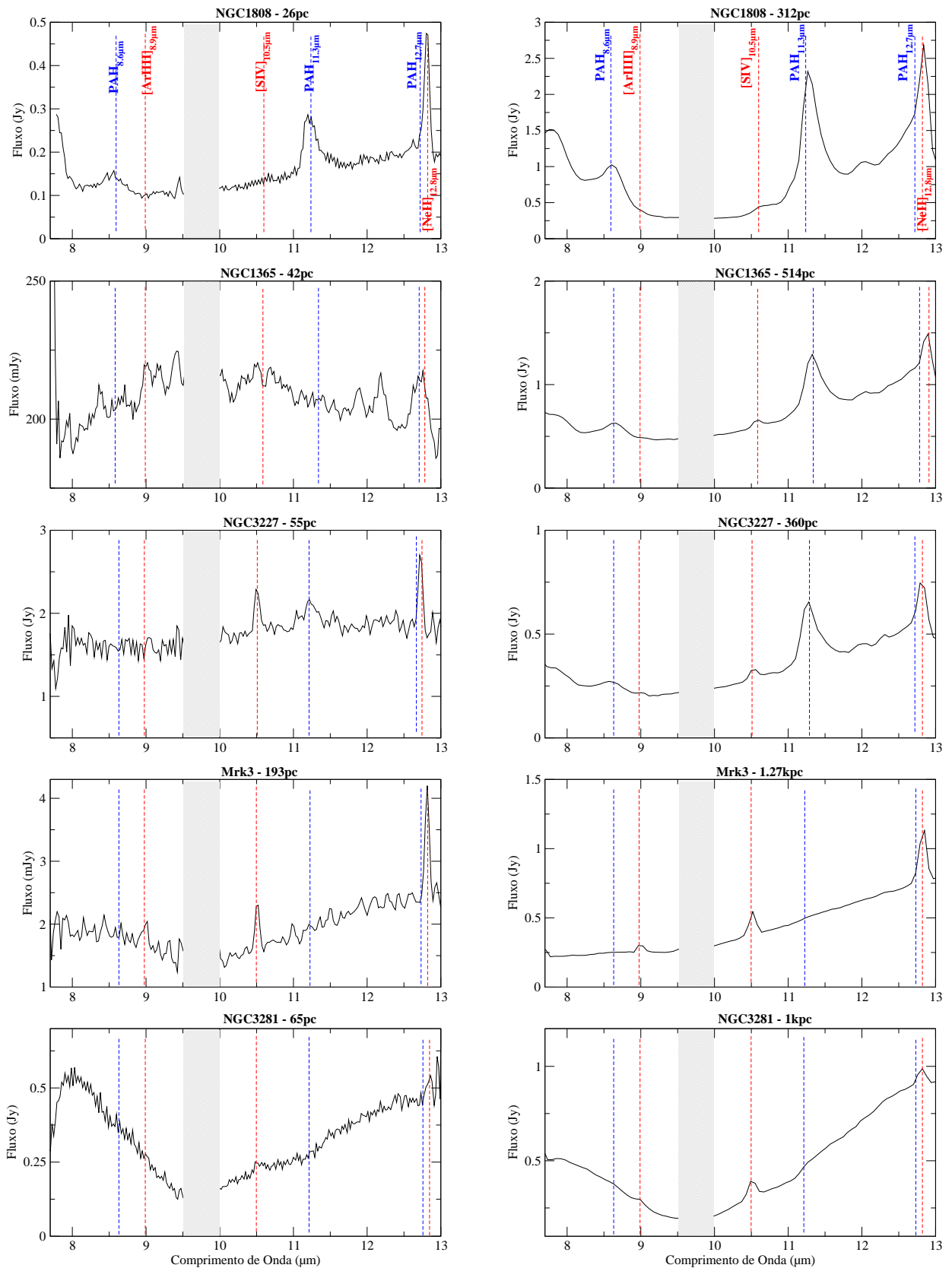


Figura 5.2: Painéis à esquerda espectros observados com Gemini e à direita com o Spitzer. As linhas em emissão e as galáxias estão indicadas em cada painel.

bandas de absorção de silicato em  $9.7\mu\text{m}$ . As EWs das bandas de PAHs das galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3 observadas com o Spitzer foram identificadas nos diagramas da Figura 5.3 a fim de comparar com uma grande amostra de galáxias Seyfert e Starburst, que também foram observadas com o Spitzer. Encontramos que NGC 1808 e NGC 1365 estão localizadas na região povoada por galáxias Starburst e a galáxia Seyfert 1 NGC 3227 está em uma região intermediária composta por Seyfert 1 e Seyfert 2 (ver Figura 5.3).

Também podemos ver na Figura 5.3 que NGC 3281 de fato está localizada na região povoada por galáxias Seyfert 1, corroborando os resultados encontrados no Capítulo 4 de que as galáxias com intenso campo de radiação apresentam EW das linhas de PAHs muito pequenas, sugerindo que as moléculas são destruídas no campo de radiação muito intenso. Essa galáxia possui intensa emissão de raio-X. Mrk 3 não apresentou bandas de PAHs em seu espectro, porém, colocamos uma reta que representa o valor da razão  $[\text{Ne III}] 15.5/[\text{Ne II}] 12.8\mu\text{m}$  dessa galáxia, que sugere que esse objeto também está localizado na região das galáxias Seyfert 1. Elas estão representadas por pontos em azul na Figura 5.3 e a Mrk 3 está representada por linha tracejada azul.

De modo geral, os espectros observados com o Gemini das galáxias NGC 1808, NGC 1365 e NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3 têm as mesmas características dos espectros do Spitzer. Entretanto, os espectros do Spitzer das três primeiras galáxias tem as bandas de PAHs mais intensas que nos dados do Gemini, o que é esperado pois a região observada com o Spitzer inclui a emissão da formação estelar circum-nuclear. Está bem estabelecido que a emissão de PAHs em ambientes com atividade estelar são intensas (Siebenmorgen et al., 2004). Esse fato confirmaria que os PAHs podem ser usados como indicador de formação estelar (e.g. Allamandola et al. 1999, Peeters et al. 2002, Tielens 2008), entretanto, fica ainda em aberto se essas moléculas também podem sobreviver próximas do núcleo ativo (e.g. Voit 1992b,a, Sales et al. 2010).

As galáxias com intensa emissão de raio-X (NGC 3281 e Mrk3) e com alta densidade colunar ( $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ) no núcleo, apresentam bandas de absorção em  $9.7\mu\text{m}$  devido ao silicato, tanto nos dados observados com o Spitzer quanto com o Gemini. Estas galáxias não mostram bandas de PAHs em ambos espectros. Isto sugere que a componente de poeira absorve a radiação contínua do AGN no kpc central das galáxias NGC 3281 e Mrk 3. Além disso, a ausência de PAHs pode indicar que essas galáxias não possuem essas moléculas e/ou não existem formação estelar próximas ao AGN.

### 5.3 Análise Radial dos Espectros Observados com o Gemini

Analizamos várias extrações espectrais ao longo da direção radial de cada galáxia da amostra (ver Figuras entre 5.4 e 5.9). A escala espacial das extrações foram feitas usando  $0.36'' \times 0.36''$  para dados observados com o T-ReCS e  $0.72'' \times 0.36''$  para dados do Michelle.



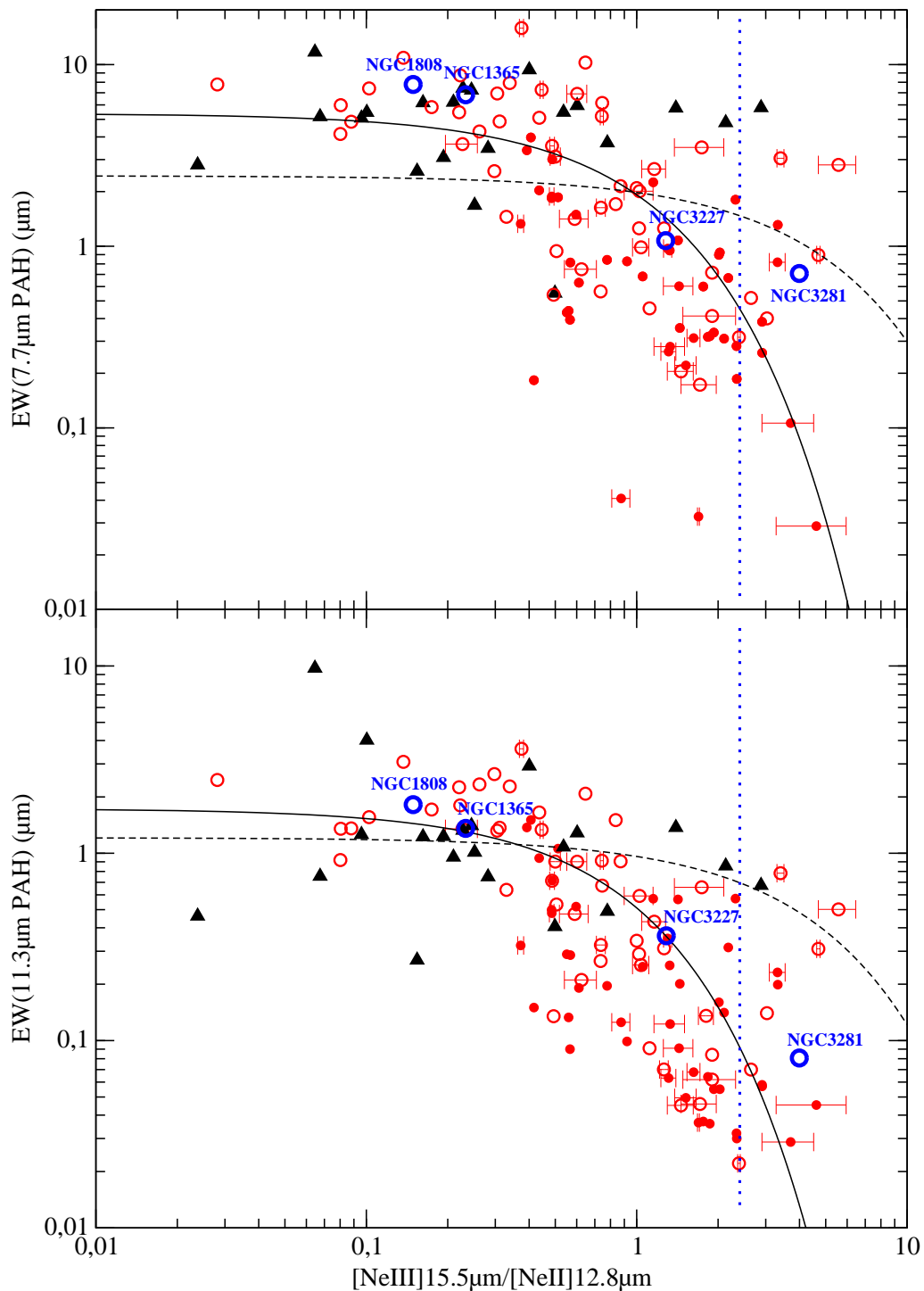


Figura 5.3: Diagrama  $[\text{Ne III}] 15.5 / [\text{Ne II}] 12.8 \mu\text{m}$  versus EW de  $7.7 \mu\text{m}$  (no topo) e  $11.3 \mu\text{m}$  (na base). Pontos em azul representam as galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227 e NGC 3281. Triângulos preenchidos representam as galáxias Starburst, círculos vazios são Seyfert 1 e os preenchidos são Seyfert 2. Linha tracejada azul representa o valor da razão  $[\text{Ne III}] 15.5 / [\text{Ne II}] 12.8 \mu\text{m}$  para a galáxia Mrk 3. As barras de erros são apresentadas para os 15 novos AGNs e representam bem os erros da amostra.

Essas escolhas foram feitas com base na FWHM do perfil de luminosidade da estrela padrão observada antes e/ou depois da observação do objeto.

Também foi possível fazer um espectro da região HII próxima da NGC 1365 (Figura 5.1 e Figura 5.6). Por meio das Figuras de 5.4 a 5.9, podemos concluir que a emissão das linhas iônicas e/ou moleculares, observados com o Gemini, das galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3 é estendida até  $\sim 200$  pc do núcleo dessas galáxias.

**NGC 1808** - Os espectros observados a  $\sim 26$  pc nordeste (NE, do inglês *northeast*) e sudoeste (SW, do inglês *southwest*) do núcleo mostram ricas bandas de PAHs em 8.6, 11.3 e  $12.7\mu\text{m}$ , além disso, apresentam linha do [Ne II] em  $12.8\mu\text{m}$  indicando que essas moléculas estão muito próximas do núcleo ativo. Portanto, esse resultado sugere que os PAHs podem sobreviver, em certos casos, próximos do AGN. Os espectros a 78 pc e 50 pc nas direções SW e NE não apresentam linhas de emissão, assim, podemos concluir que essas linhas observadas na banda N estão concentradas num raio inferior à 40 pc.

**NGC 1365** - Apresenta na extração central fracas bandas de PAHs em  $12.2\mu\text{m}$  e  $12.7\mu\text{m}$ , (ver Figura 5.5), porém, essas bandas não são detectadas nas extrações em 42 pc SW e NE. A região H II próxima do núcleo (ver Figura 5.6) possui PAHs em  $11.3\mu\text{m}$  e  $12.7\mu\text{m}$  e linhas iônicas do [Ne II] em  $12.8\mu\text{m}$ .

Essa galáxia possui vários aglomerados super massivos no kpc central, entretanto, os espectros observados com o Gemini não apresentam tanta emissão de PAHs como NGC 1808, o que era esperado pois ambas galáxias possuem componente starburst. Contudo, este fato poderia ser explicado pela presença de uma segunda fonte ultra-luminosa em raio-X na região central que causaria a destruição das moléculas de PAHs. Além disso, por meio da comparação entre os espectros observados com o Spitzer e Gemini, podemos concluir que a região emissora das intensas bandas de PAHs, presentes nos espectros do Spitzer, estão em um diâmetro maior que 130 pc do núcleo da NGC 1365.

**NGC 3227** - Os espectros observados com o Gemini dessa galáxia apresentam intensas linhas de emissão iônicas, possivelmente assinatura do núcleo ativo, e a banda de PAHs neutro em  $11.3\mu\text{m}$ . As linhas iônicas só aparecem na extração nuclear (55 pc), enquanto que a emissão do PAH estende-se até os 165 pc centrais, mostrando que essa linha molecular pode estar sendo excitadas pela componente starburst circum-nuclear. Este fato corrobora o estudo de Voit (1992b) e Voit (1992a), que sugere que as moléculas de PAHs podem sobreviver próximas do núcleo ativo desde que exista um material denso, possivelmente o *torus* do modelo unificado, bloqueando a radiação vinda do núcleo ativo (e.g. Sales et al., 2010).

**NGC 3281 e Mrk 3** - Podemos ver na Figura 5.2 que os espectros observados, tanto com o Gemini quanto com o Spitzer apresentam as mesmas características, possibilitando concluir que não existe fonte que excita as moléculas de PAHs (possivelmente starburst) ou essas moléculas estão ausentes na região observada com esses telescópios.

Podemos ver na Figura 5.5 que os espectros da NGC 3281 apresentam intensa emissão de poeira de silicato em  $9.7\mu\text{m}$  e fracas linhas de emissão do [S IV] em  $10.5\mu\text{m}$  e [Ne II] em  $12.7\mu\text{m}$ ,

enquanto que Mrk 3 apresenta a emissão de silicato mais suavizada e intensas linhas de emissão ([S IV] e [Ne II]). A absorção de silicato nessas galáxias aparecem nas extrações espectrais até 195 pc na NGC 3281 e 387 pc na Mrk 3, sugerindo que essa poeira está concentrada em um raio de 98 pc (NGC 3281) e 290 pc na Mrk 3. O Capítulo 6 discute a estrutura geométrica e as propriedades físicas da região que contém a poeira em  $9.7\mu\text{m}$  das galáxias NGC 3281 e Mrk 3.

As análises desenvolvidas ao longo deste capítulo sugerem que independente do tipo de atividade dessas galáxias, Seyfert 1 ou Seyfert 2, a emissão das moléculas de PAHs aparece apenas nas galáxias que possuem componente starburst próximas do núcleo ativo, enquanto que as galáxias Seyfert ricas em poeira apresentaram emissão de silicato em  $9.7\mu\text{m}$ . Esses resultados nos possibilitam concluir que a componente responsável pela excitação dessas moléculas pode ser estrelas e concordam com os estudos de Siebenmorgen et al. (2004), Tielens (2008), Bauschlicher et al. (2010), Peeters et al. (2002). Entretanto, a detecção das bandas de PAHs próximas do núcleo ativo sugere que essas moléculas podem sobreviver próximas do AGN, mas ainda é necessário maiores investigação.

## 5.4 Estimativa da Massa de Poeira

Investigamos também a quantidade de poeira que emite o contínuo dessas galáxias. A estimativa da massa de poeira quente pode ser feita contando-se os grãos de poeira. Ao considerar que a energia emitida por um único grão num dado comprimento de onda do IR é  $L_{IR,\lambda}^g$  e a luminosidade total nesse  $\lambda$  da galáxia é  $L_{IR,\lambda}$ , então, o número de grãos de poeira ( $n_g$ ) que emitem pode ser aproximado por

$$n_g \approx \frac{L_{IR,\lambda}}{L_{IR,\lambda}^g}. \quad (5.1)$$

Para calcular o valor da  $L_{IR,\lambda}$  (ver Tabela 5.1) de cada galáxia fizemos correções pela distância e extinção galáctica na direção do objeto. Entretanto, a luminosidade de um só grão no IR foi estimada usando um modelo de emissão padrão, como o de Barvainis (1987):

$$L_{IR,\lambda}^g = 4\pi^2 a^2 Q_\lambda B_\lambda(T_g) \quad \left( \frac{\text{erg}}{\text{s } \mu\text{m}} \right), \quad (5.2)$$

onde  $a$  é o tamanho do grão,  $Q_\lambda$  é a eficiência de absorção do grão para a comprimento de onda  $\lambda$ , e  $B_\lambda(T)$  é a lei de Planck para um grão de poeira, ou seja,

$$B_\lambda(T_g) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\left(\frac{hc}{\lambda k T_g}\right)} - 1}. \quad (5.3)$$

Neste caso, a eficiência de absorção do IR pode ser aproximado por (Draine & Lee, 1984)

$$Q_{abs} = 3 \frac{a}{\lambda^{1.6}}. \quad (5.4)$$

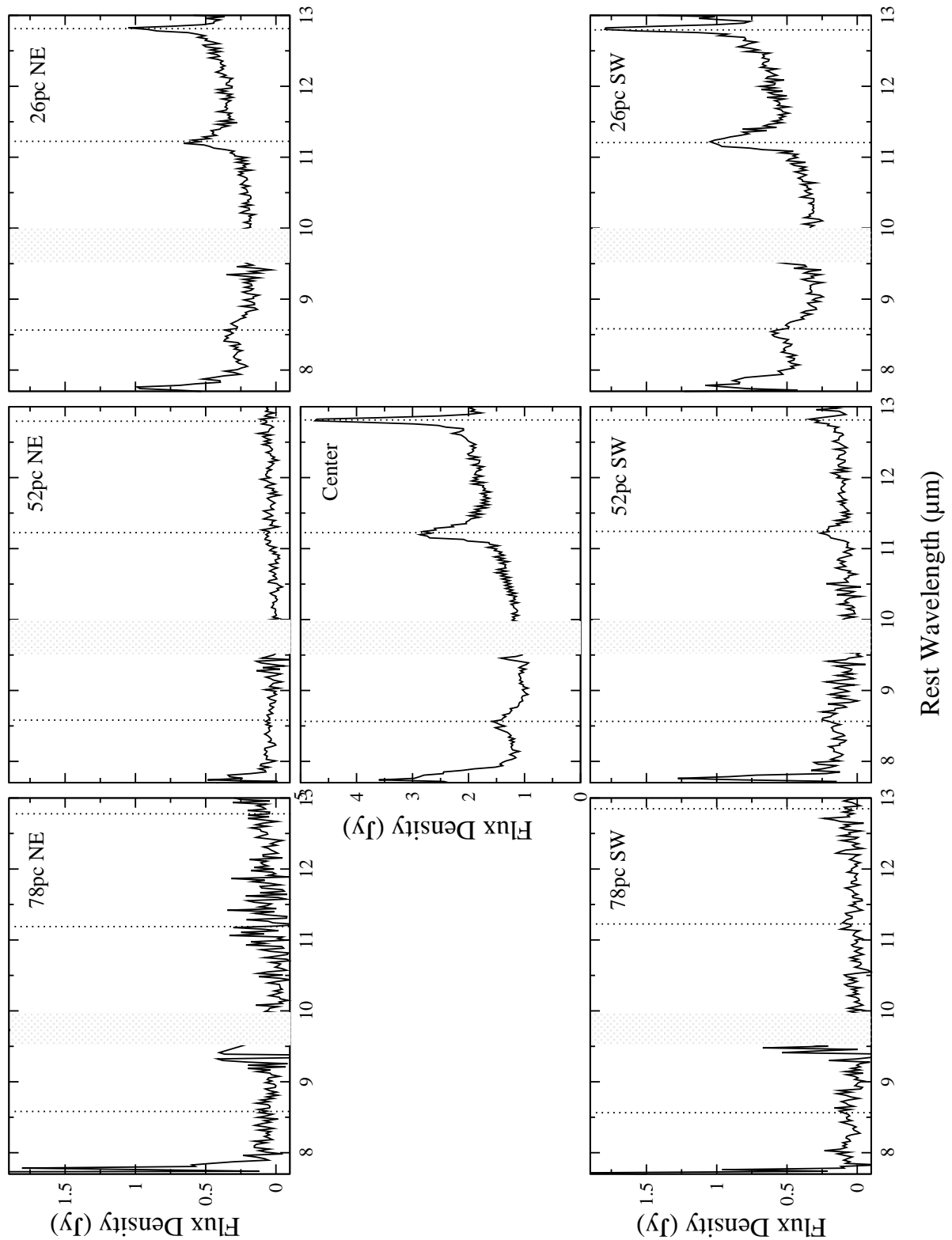


Figura 5.4: Espectros da NGC 1808 extraídos em passos de 26 pc ao longo da P.A. = 45°. As posições das extrações estão mostradas nos painéis e as linhas pontilhadas indicam as posições das linhas de PAHs em 8.6 e 11.2  $\mu\text{m}$  e iônica [Ne II] 12.7  $\mu\text{m}$  respectivamente. A banda telúrica de  $\text{O}_3$  está representada pela área hachurada.

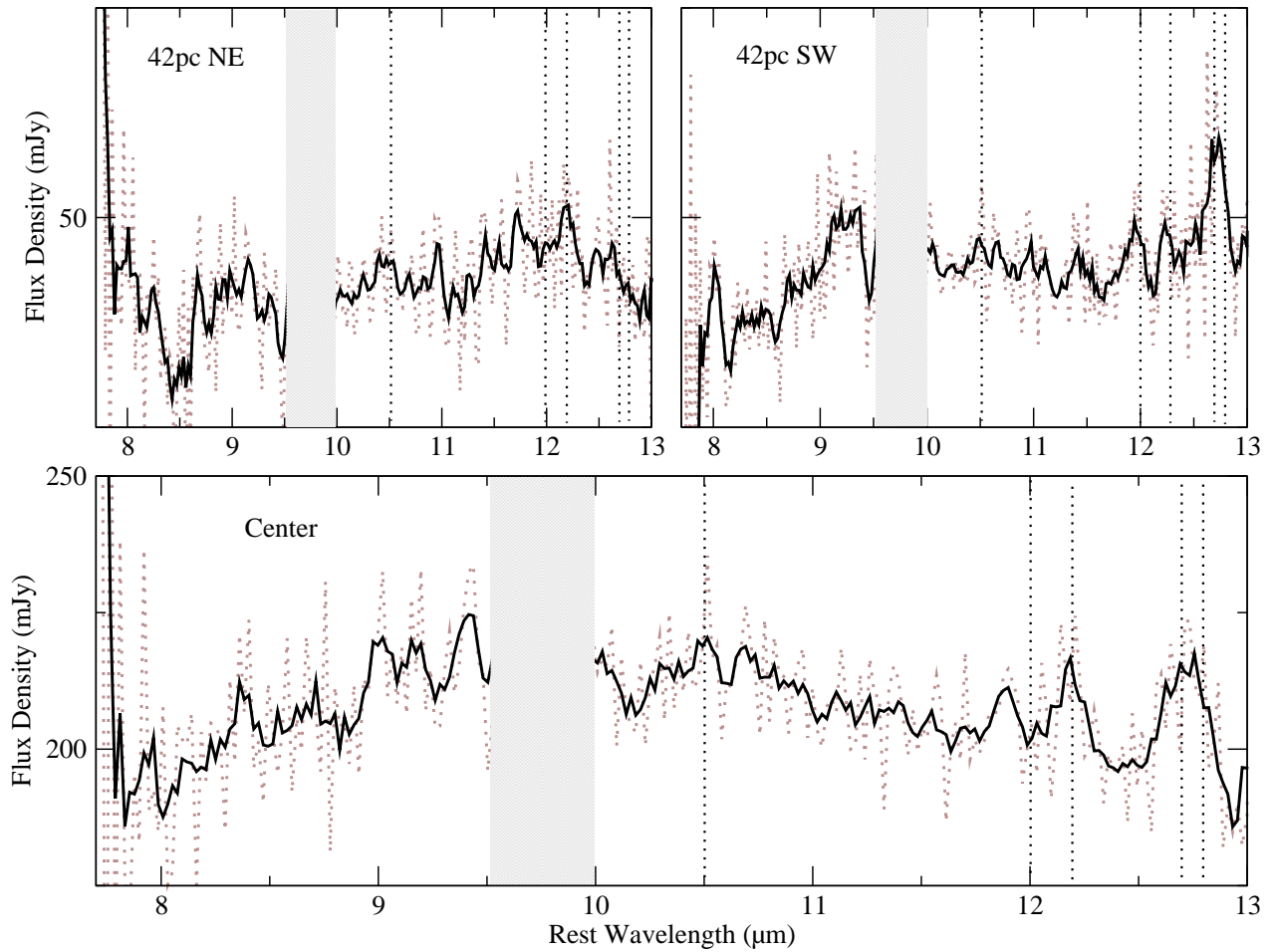


Figura 5.5: Espectros da NGC 1365 extraídos em passos de 42 pc ao longo da P.A. = 15°. As posições das extrações estão mostradas nos painéis e as linhas pontilhadas indicam as posições das linhas de [S IV] 10.5 $\mu$ m, H<sub>2</sub> em 12.3, PAH em 12.7 $\mu$ m e [Ne II] 12.8 $\mu$ m respectivamente. A banda telúrica de O<sub>3</sub> está representada pela área hachurada.

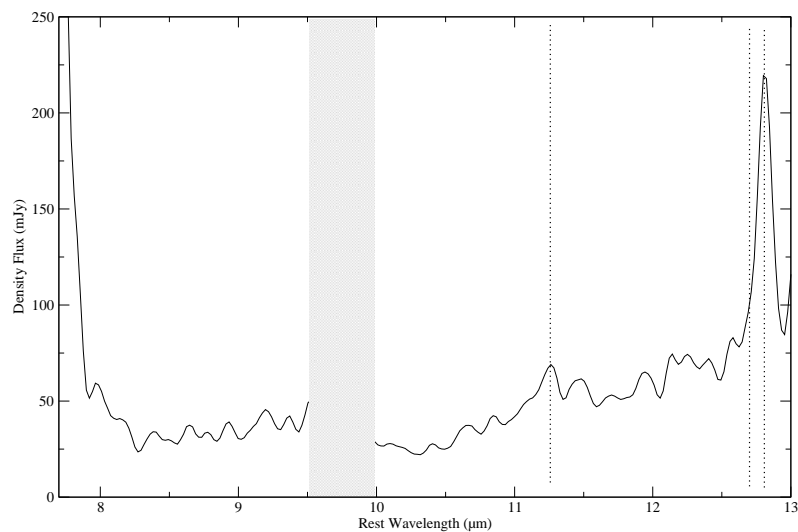


Figura 5.6: Espectros da região HII da NGC 1365. As linhas pontilhadas indicam as posições das linhas de PAHs em 11.2 e 12.7 $\mu$ m e iônica [Ne II] 12.8 $\mu$ m respectivamente. A banda telúrica de O<sub>3</sub> está representada pela área hachurada.

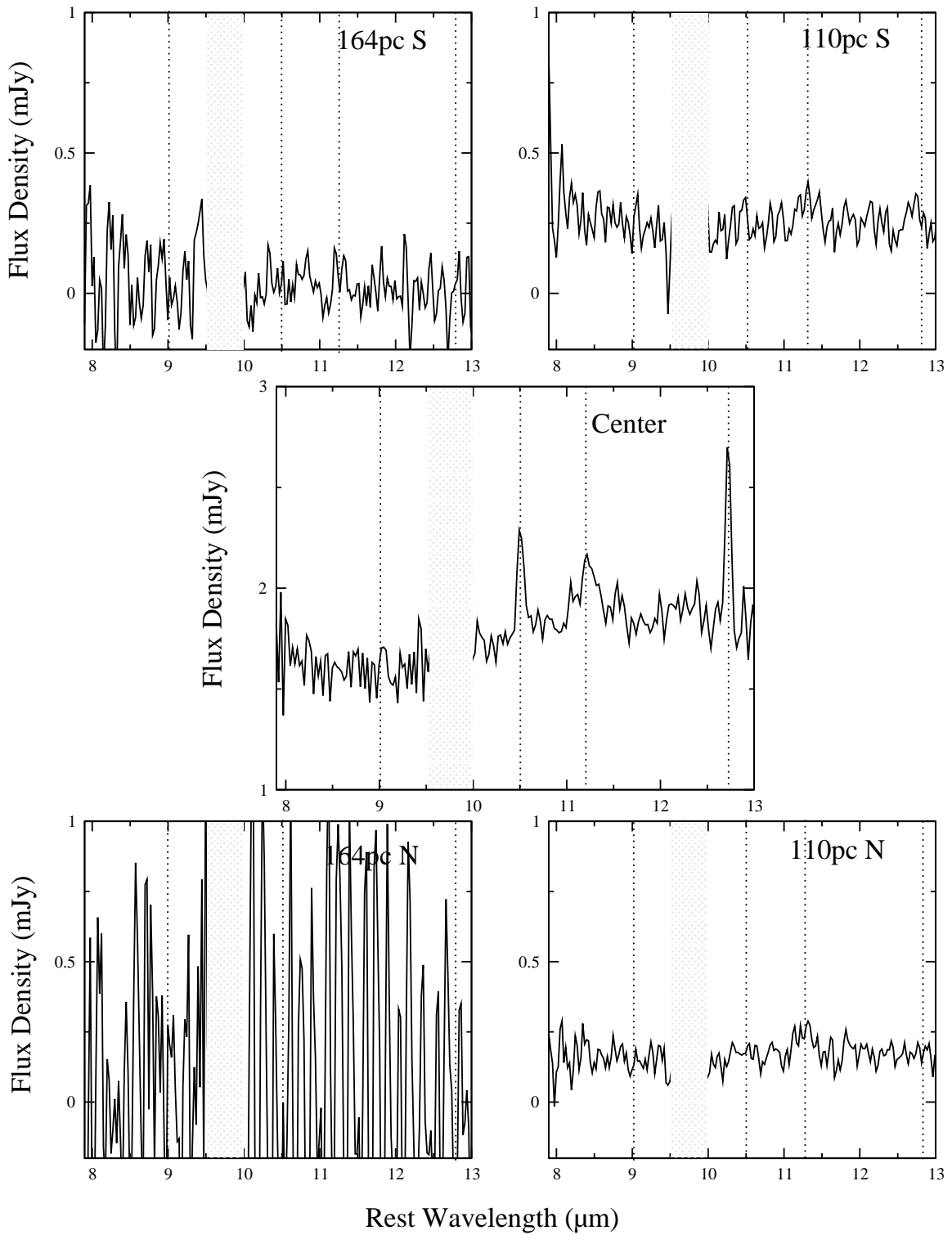


Figura 5.7: Espectros da NGC 3227 extraídos em passos de 55 pc ao longo da P.A. = 0°. As posições das extrações estão mostradas nos painéis e as linhas pontilhadas indicam as posições das linhas iônicas [Ar II] 8.9μm, [S IV] 10.5μm, PAH em 11.3μm e [Ne II] 12.8μm respectivamente. A banda telúrica de O<sub>3</sub> está representada pela área hachurada.

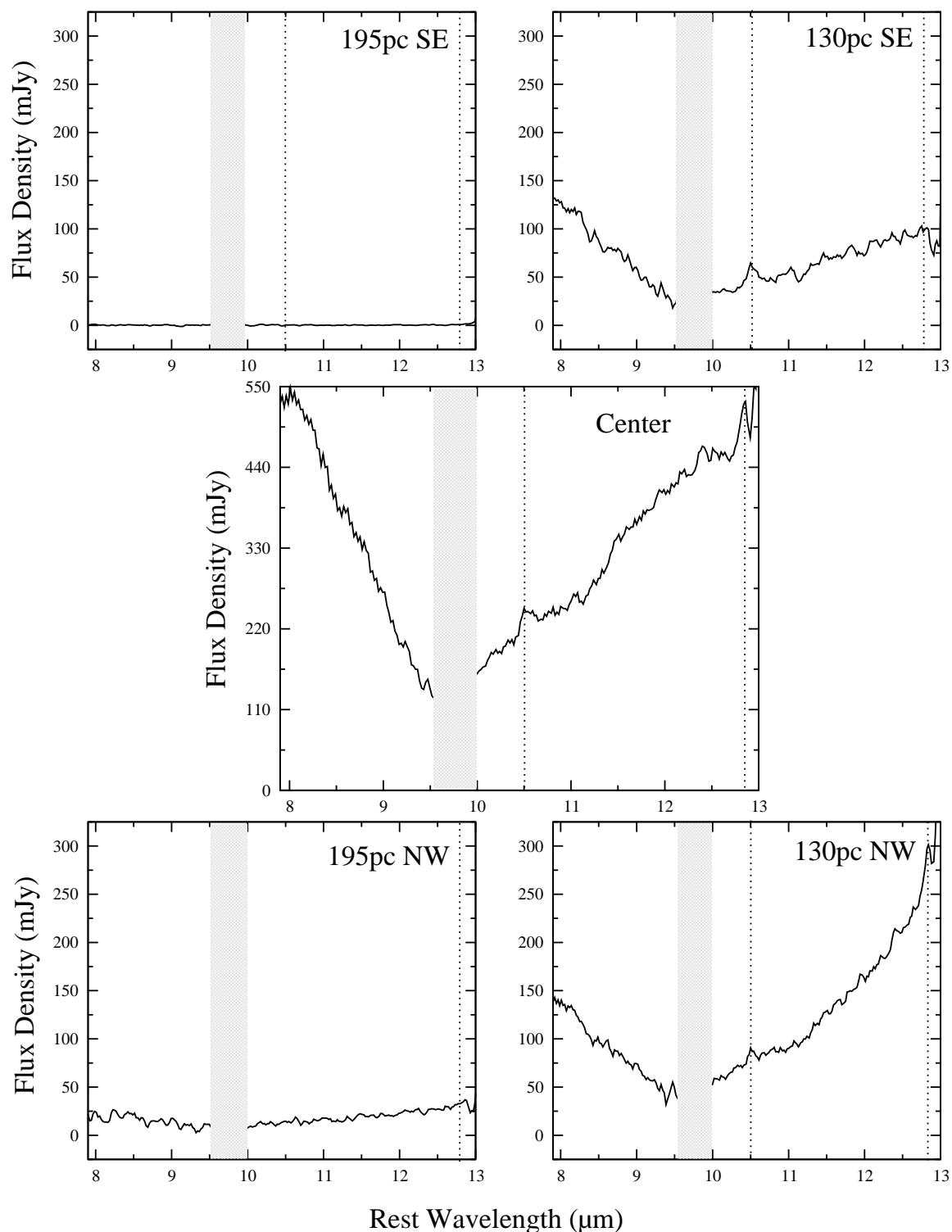


Figura 5.8: Espectros da NGC 3281 extraídos em passos de 65 pc ao longo da P.A. = 315°. As posições das extrações estão mostradas nos painéis e as linhas pontilhadas indicam as posições das linhas iônicas [S IV] 10.5 $\mu$ m e [Ne II] 12.8 $\mu$ m respectivamente. A banda telúrica de O<sub>3</sub> está representada pela área hachurada.

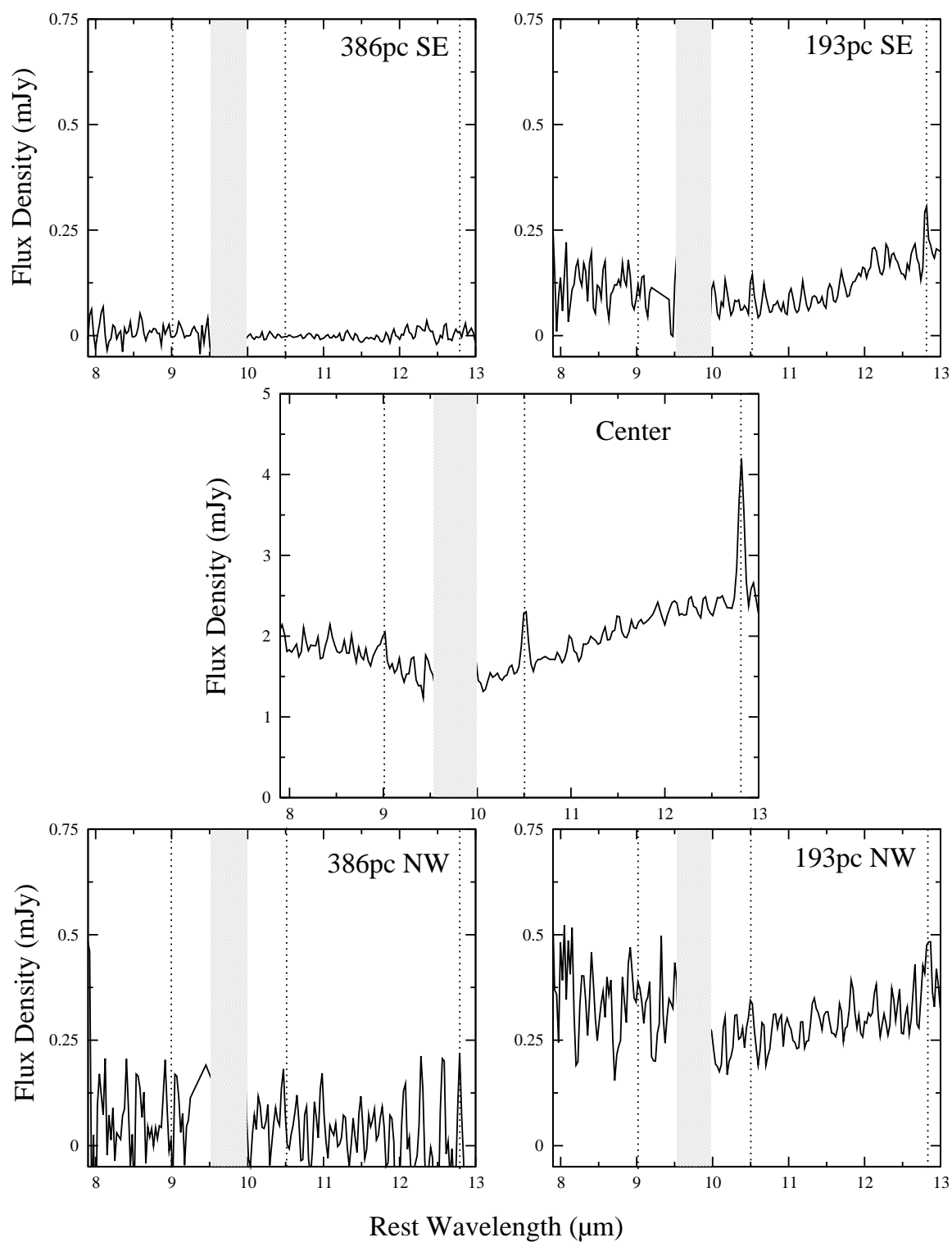


Figura 5.9: Espectros da Mrk 3 extraídos em passos de 193 pc ao longo da P.A. =  $0^\circ$ . As posições das extrações estão mostradas nos painéis e as linhas pontilhadas mostram as posições das linhas iônicas [Ar III]  $8.9\mu\text{m}$ , [S IV]  $10.5\mu\text{m}$  e [Ne II]  $12.7\mu\text{m}$  respectivamente. A banda telúrica de  $\text{O}_3$  está representada pela área hachurada.



Assim, se a densidade dos grãos é  $\rho_g$ , a massa total pode ser escrita como

$$M_g \approx \frac{4\pi}{3} a^3 n_g \rho_g. \quad (5.5)$$

A lei de deslocamento de Wien diz em qual comprimento de onda a lei de Planck tem a maior intensidade específica. Para determinar este  $\lambda$ , é preciso determinar um ponto crítico da lei de Planck  $B_\lambda(T)$ , ou seja, o  $\lambda$  máximo. A lei de deslocamento de Wien é dada por

$$\lambda_{max} = \frac{2.898 \times 10^3}{T_d} \quad (5.6)$$

onde  $\lambda$  está em  $\mu\text{m}$  e a temperatura em K. As temperaturas encontradas com os ajustes dos espectros observados com o Gemini, das galáxias NGC 3281, NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227 e Mrk 3, usando o código PAHFIT foram 200 K e 300 K, que resultam em  $\lambda_{max}$  igual a  $14.5\mu\text{m}$  e  $9.6\mu\text{m}$ , respectivamente.

Tabela 5.1: Massa da Poeira da Amostra Observada com o Gemini.

Galáxia	Tipo	$L_{10\mu m} \left( \frac{erg}{s \mu m} \right)$	$n_g$	$M_g (M_\odot)$
NGC 1808	Seyfert2	$5.2 \times 10^{50}$	$1.9 \times 10^{59}$	$1.3 \times 10^5$
NGC 1365	Seyfert2	$6.0 \times 10^{51}$	$2.2 \times 10^{60}$	$1.5 \times 10^6$
NGC 3227	Seyfert1	$7.4 \times 10^{49}$	$2.7 \times 10^{58}$	$2.7 \times 10^3$
NGC 3281	Seyfert2	$4.4 \times 10^{52}$	$1.5 \times 10^{61}$	$1.0 \times 10^7$
Mrk 3	Seyfert2	$9.9 \times 10^{51}$	$3.6 \times 10^{60}$	$2.4 \times 10^6$

A temperatura usada para calcular os valores de  $M_g$  foi  $T = 290\text{K}$ .

Entretanto, como a escala espectral observada está entre  $7.7$  e  $13\mu\text{m}$ , não teríamos como estimar o fluxo observado em  $\lambda_{max} = 14.5\mu\text{m}$  e no caso em que  $\lambda_{max} = 9.6\mu\text{m}$ , esse valor coincide na região de emissão de  $\text{O}_3$  ( $9.5 - 10\mu\text{m}$ ). Assim, escolhemos o  $\lambda_{max}$  em  $10\mu\text{m}$  que corresponde a uma temperatura de 290 K. Usando a Equação 5.2 e assumindo que o grão é grafite, cuja densidade é  $\rho_g = 2.26 \text{ g cm}^{-3}$  (Granato & Danese, 1994) e raio  $a = 0.05\mu\text{m}$  (Barvainis, 1987), encontramos que a luminosidade do grãos é  $L_{10\mu m}^g = 2.76 \times 10^{-9} \text{ erg s}^{-1} \mu\text{m}$ .

A massa da poeira derivada com esse método estão listadas na Tabela 5.1. Podemos ver que a massa que emite no MIR, localizada no centro das galáxias da nossa amostra, estão entre  $M_g = 2.7 \times 10^3$  e  $M_g = 1.0 \times 10^7$ . Draine et al. (2007) também derivou massas nessa ordem de grandeza até  $\sim 4$  vezes maiores para AGNs, entretanto, esses autores utilizaram os fluxos de 4 bandas fotométricas (8, 24, 70 e  $160\mu\text{m}$ ). Portanto, o valor derivado neste trabalho pode ser usado como um limite inferior da massa da poeira no MIR de AGNs.

Além disso, percebe-se que a galáxia Seyfert 1 NGC 3227 é a que apresenta menor massa de grão com essa temperatura ( $T=290\text{K}$ ). Este fato corrobora com a ideia do modelo unificado, pois nas galáxias Seyfert 1 é possível observar a emissão das regiões internas ao *torus* (mais quentes), enquanto que em Seyfert 2 vemos a radiação da poeira das regiões mais externas do

*torus*, portanto, mais frias. Por outra parte, vemos na Tabela 5.1 que as galáxias NGC 3281 e Mrk 3 tem massa de poeira muito maior que as observadas nas outras galáxias da amostra. Isso confirma a alta concentração de matéria ( $N_H > 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ) fria na região central dessas galáxias.

# Capítulo 6

## As Galáxias Compton-Thick NGC 3281 e Mrk 3<sup>1</sup>

### 6.1 Introdução

Como já discutido no Capítulo 4, os espectros de emissão de AGNs no MIR apresentam muitas bandas de PAHs, hidrogênio molecular e linhas de emissão iônicas (e.g. Sturm et al. 2000, Weedman et al. 2005, Wu et al. 2009, Gallimore et al. 2010, Sales et al. 2010). Entretanto, uma outra característica muito importante e comumente observada em AGNs é a assinatura de silicato amorfo em  $\sim 9.7 \mu\text{m}$  e  $18 \mu\text{m}$  que pode aparecer tanto em emissão como absorção.

Para entender mais sobre os grãos de silicatos Hao et al. (2007) desenvolveram um estudo sobre a distribuição da intensidade dessa banda em uma amostra de 196 AGNs e ULIRGs. Através dessa análise, os autores puderam concluir que espectros de quasares e galáxias Seyfert 1 apresentam a banda de silicato em emissão, todavia algumas Seyfert 1 apresentaram o silicato em absorção. O contrário acontece com as galáxias Seyfert 2, pois estas, são dominadas por uma fraca absorção de silicato. Estes resultados corroboram com o paradigma do modelo unificado de AGNs, além disso, Hao et al. (2007) também perceberam que a maioria das ULIRGs apresentaram o perfil de silicato em  $9.7 \mu\text{m}$  muito acentuado.

Como proposto pelo modelo unificado, Seyfert 1 e 2 são o mesmo objeto, porém parecem diferentes devido à orientação da fonte central em relação ao observador (Antonucci & Miller 1985, Antonucci 1993). Este modelo prevê uma estrutura toroidal, formado por poeira e moléculas, que bloqueia a emissão vinda da BLR nas galáxias Seyfert 2. Existem alguns trabalhos que simulam o ambiente das galáxias Seyfert e conseguem explicar o comportamento do perfil de silicato em  $9.7 \mu\text{m}$  para os tipo 1 e 2, onde em Seyfert 1 vemos o silicato em emissão e nas Seyfert 2 em absorção (e.g. Pier & Krolik 1992, Fritz et al. 2006, Nenkova et al. 2002). Porém, ainda não é completamente claro que o gás molecular e a poeira detectado no espectro

---

<sup>1</sup>Parte desses resultados estão publicados em Sales et al. (2011)

do MIR desses objetos são de fato associados com o material que forma o *torus* do modelo unificado.

De acordo com o estudo de Hao et al. (2007), a presença de uma profunda absorção de silicato em  $9.7\mu\text{m}$  e ausência de emissão das moléculas de PAHs em AGNs possibilita a conclusão de que esse objeto possui um material extremamente obscurecedor. Bons exemplos desse tipo de galáxias são a NGC 3281 e Mrk 3 (ver Figura 6.1). Neste Capítulo, através de espectros nos comprimentos de onda do MIR ( $8-14\mu\text{m}$ ), analisamos a existência da uma associação de poeira com estrutura toroidal nos núcleos Compton-Thick das galáxias Serfert 2 NGC 3281 e Mrk 3.

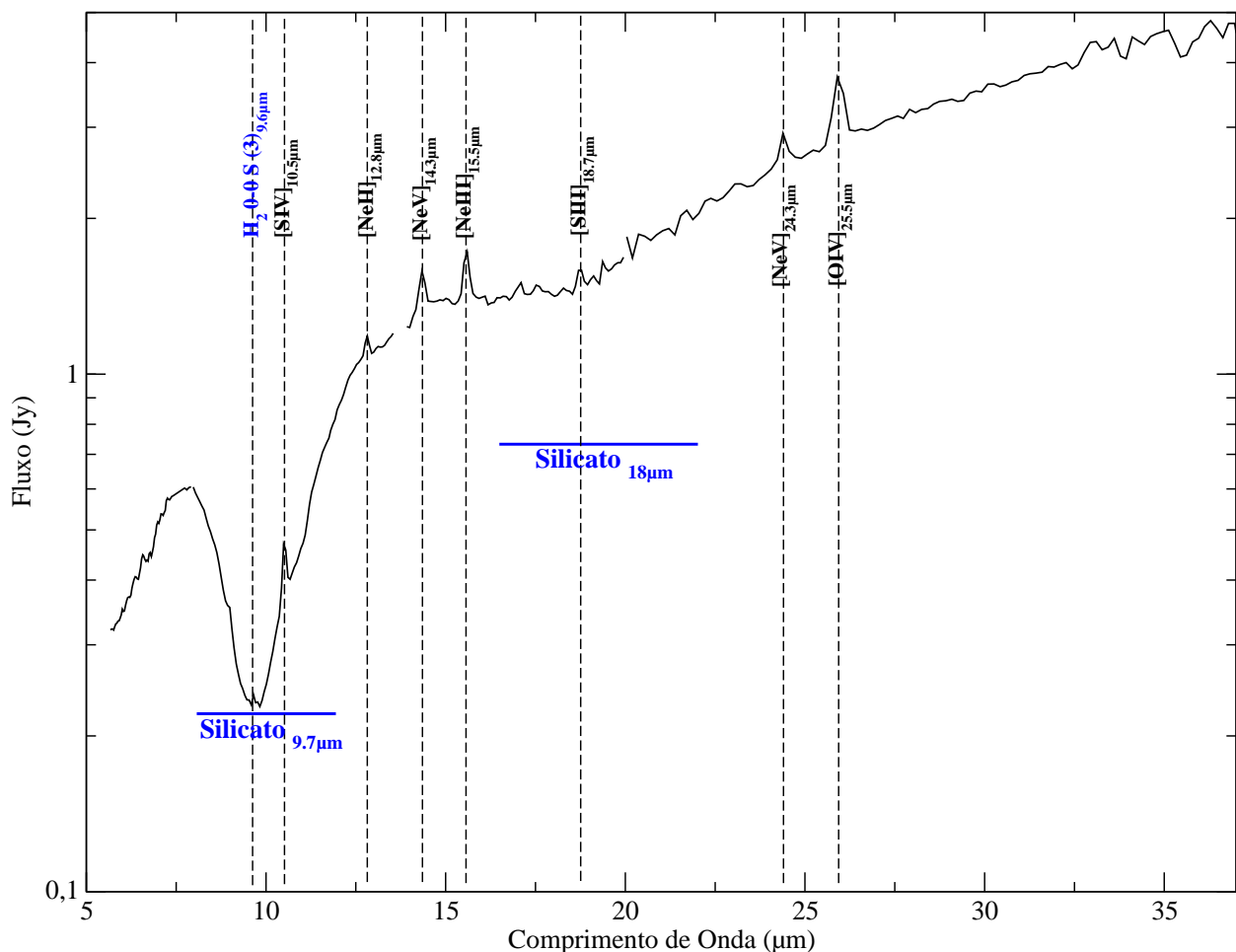


Figura 6.1: Espectro da galáxia NGC 3281 observado com o IRS à bordo do telescópio Spitzer. As linhas de emissão estão indicadas.

### 6.1.1 Galáxias Ativas Compton-thick

A maioria dos AGNs no universo local possuem uma grande quantidade de gás e poeira que impedem a observação de sua fonte nuclear em comprimentos de onda do raio-X (Comastri, 2004). Se o material que obscurece a emissão em raio-X possui uma densidade colunar de hidrogênio igual ou maior que o inverso da seção de choque Thomson ( $N_H \geq \sigma_T^{-1} \simeq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ), então essa galáxia é classificado como “Compton-thick”, enquanto que para densidade menores

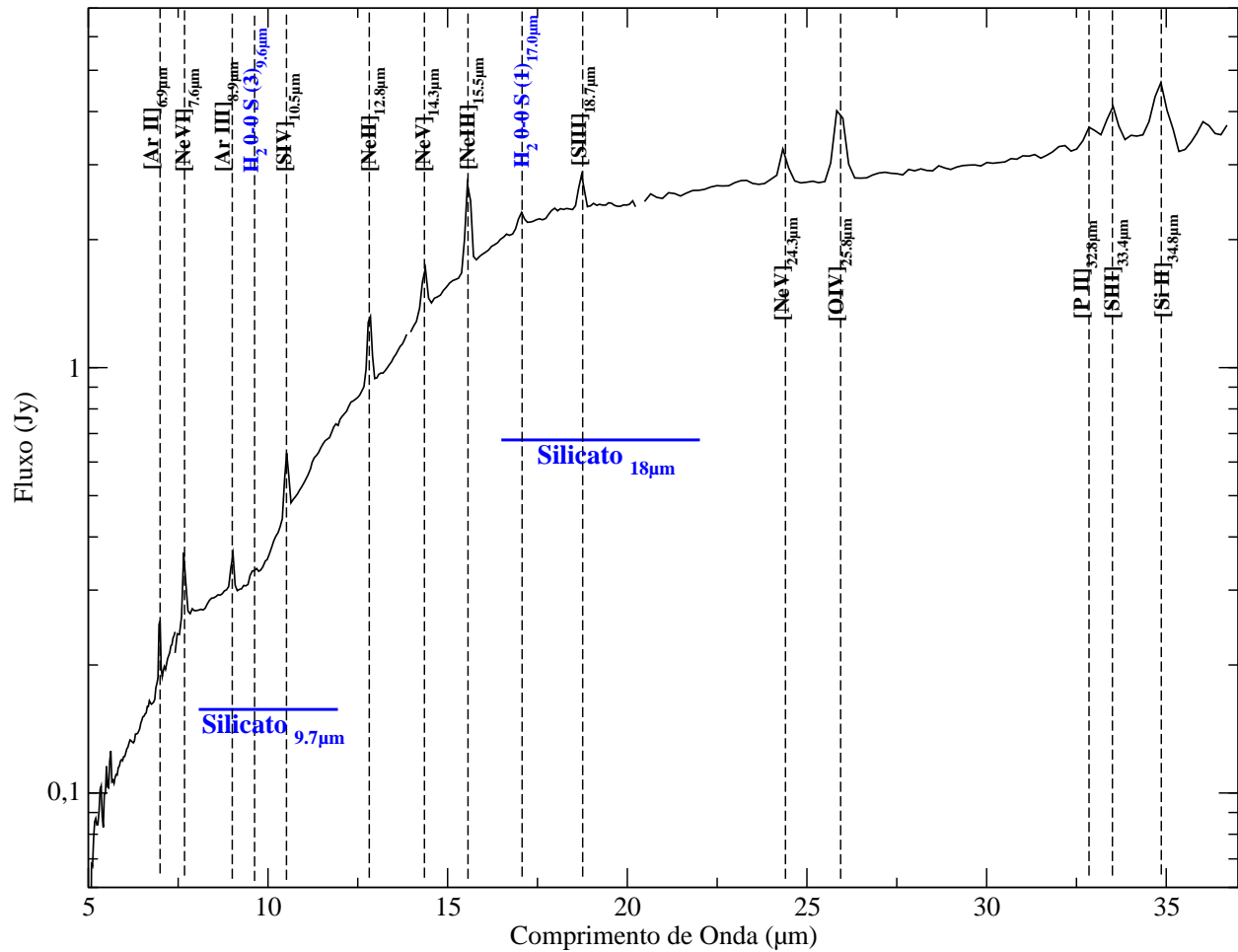


Figura 6.2: Espectro da galáxia Mrk 3 observado com o IRS à bordo do telescópio Spitzer. As linhas de emissão estão indicadas.

( $N_H 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ) o objeto será chamado de “Compton-thin” (Della Ceca et al., 2008). De acordo com o estudo desenvolvido por Gilli et al. (2007), cerca de 50% da população de AGNs obscurecidos seriam Compton-thick, porém, apenas poucas dezenas dessas galáxias, devido as atuais limitações instrumentais (Comastri, 2004), foram confirmadas serem fontes Compton-thick (e.g. Matt 2000, Vignali & Comastri 2002).

O espectro contínuo em raio-X dos AGNs obscurecidos é bem complexo e pode ser descrito por 3 componentes: (i) lei de potência somada com uma exponencial; (ii) componente de reflexão Compton e (iii) uma intensa linha de Fe  $K\alpha$  em 6.4–7 keV. A lei de potência junto com uma exponencial representam o contínuo do material, cuja luz em raio-X foi transmitida, enquanto que as componentes de espalhamento e reflexão Compton representam o efeito de um material frio e espesso (Compton-thick) na linha de visada do observador (Comastri, 2004). As Figuras 6.3 mostram os perfis dessas componentes. O contínuo de reflexão Compton é caracterizado por uma larga protuberância (platô) ao redor de 20–30 keV seguido de uma rápida queda para energias menores (Comastri, 2004).

Um poderoso diagnóstico da presença de um material obscurecedor, possivelmente Compton-thick, é a existência de uma intensa linha Fe  $K\alpha$ , que pode ser produzida tanto pela transmissão e/ou reflexão quanto por absorção do gás (Ghisellini et al. 1994, Matt et al. 1996). A EW da linha Fe  $K\alpha$  aumenta com a densidade colunar do material espesso e pode chegar a ter valores da ordem de 1 keV para  $N_H \sim 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ . Estudar luz no IR de galáxias Seyfert 2 possibilita compreender as propriedades físicas do material Compton-thick que absorve/espalha emissão do raio-X vinda do núcleo dessa galáxia (Awaki et al., 1991, 1990).

As galáxias Compton-thick podem ser divididas em duas classes. As que possuem um material absorvedor moderado ( $10^{25} \geq N_H \geq 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ), o qual permite que fótons com alta energia ( $E > 10 \text{ keV}$ ) escape deixando a fonte nuclear ser vista diretamente em comprimentos de onda acima de 10 keV. Entretanto, nas galáxias Compton-thick muito obscurecidas ( $N_H \geq 10^{25} \text{ cm}^{-2}$ ) todo o espectro de altas energias sofre uma depressão sobre toda banda de raio-X causada pelo efeito Compton (ver Figura 6.3). Um código disponível na literatura e muito usado para derivar as contribuições de cada componente (transmissão, reflexão Compton, Fe  $K\alpha$  e  $N_H$ ) do espectro em comprimentos de onda do raio-X é o XSPEC, que foi desenvolvido por Arnaud (1996).

Estudar galáxias Compton-thick é importante pois existem evidências observacional sugerindo que uma grande fração de AGNs no universo local são obscurecidos por um material Compton-thick (e.g. Maiolino et al. 1998, Risaliti et al. 1999, Matt 2000). Além disso, a luminosidade que foi absorvida eventualmente será re-emitida em comprimentos de onda do IR, fazendo essas galáxias serem relevantes emissores nesses comprimentos de onda (Comastri, 2004). Para investigar se o material Compton-thick das galáxias Seyfert 2 NGC 3281 e Mrk 3 está associado à poeira, analisamos espectros dessas galáxias com alta resolução espacial ( $< 48 \text{ pc/pixel}$ ) na banda N ( $7-14 \mu\text{m}$ ) observados com os telescópios Gemini.

## 6.2 A Galáxia NGC 3281

NGC 3281 é uma galáxia tipo SAab e foi classificada como Seyfert 2 por Phillips et al. (1983). Esse objeto está a uma distância de 43Mpc,  $1''$  corresponde a 163 pc na galáxia, considerando  $H_0 = 74 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . O espectro da NGC 3281 observado com o telescópio Spitzer, mostrado na Figura 6.1, possui uma absorção de silicato em  $9.7 \mu\text{m}$  extremamente acentuada, assim como linhas de emissão iônicas do [S III]  $18.7 \mu\text{m}$ , [S IV]  $10.5 \mu\text{m}$ , [Ne II]  $12.8 \mu\text{m}$ , [Ne III]  $15.5 \mu\text{m}$ , [Ne V]  $14.3 \mu\text{m}$ , [Ne V]  $24.3 \mu\text{m}$ , [O IV]  $25.8 \mu\text{m}$  e a linha rotacional do hidrogênio molecular  $\text{H}_2 0-0 S(3)$ . Porém, podemos perceber através dessa figura que a galáxia NGC 3281 não apresenta emissão das moléculas de PAHs.

Entretanto, NGC 3281 é uma galáxia classificada como Seyfert 2 muito luminosa no IR ( $\log L_{IR} \sim 10.73 L_{\odot}$ , Sanders et al., 2003). Além disso, Storchi-Bergmann et al. (1992) ao estudar seu espectro óptico concluíram que a cinemática do gás ionizado, no qual estende-se por escalas de kpc e pode ser descrito por um disco fino em rotação, por outro lado, é observado

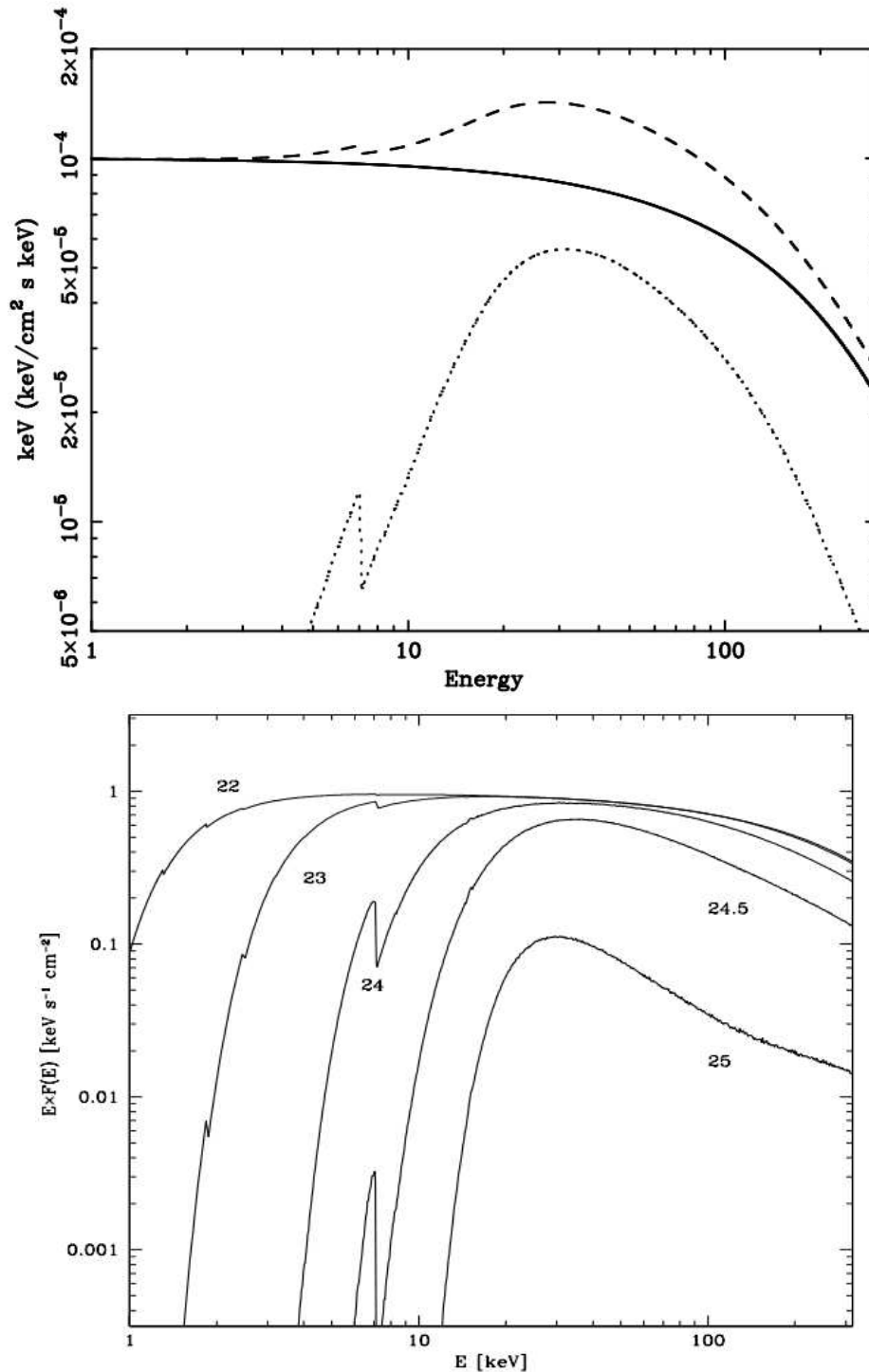


Figura 6.3: Painel superior mostra um espectro contínuo em raio-X após sofrer um espalhamento Compton (linha com traços longos). Linha sólida representa uma lei de potência e uma exponencial com cut-off em 300 keV. Linha pontilhada mostra a componente de reflexão. Painel inferior é a componente de reflexão para valores de  $N_H = 10^{25}, 10^{24.5}, 10^{24}, 10^{23}, 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ . Figura retirada de Comastri (2004).

o gás ionizado saindo do núcleo da galáxia em uma estrutura cônica. Storchi-Bergmann et al. (1992) também puderam concluir que NGC 3281 possui uma estrutura de poeira distribuída de forma irregular na galáxia.

Simpson (1998) desenvolveram um estudo da NGC 3281 em comprimento de onda de raio-X utilizando dados do Advanced Satellite for Cosmology and Astrophysics (*ASCA*) e ajuste feitos com o código XSPEC. Simpson (1998) perceberam que essa galáxia apresenta uma componente de reflexão Compton no contínuo com uma grande densidade colunar do hidrogênio ( $N_H \sim 7.1 \pm 1.2 \times 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ ) e linha de emissão do ferro muito proeminente ( $\text{Fe K}\alpha \sim 6.3\text{keV}$ ). Esse autor também comparou a relação da  $N_H/A_V^2$  da NGC 3281 com a Galáxia e perceberam que essa razão é uma ordem de magnitude maior que nossa Galáxia (Bohlin et al., 1978).

Simpson (1998) interpretou esse efeito como sendo um material ópticamente denso que está na linha de visada da região observada em raio-X e NIR, todavia, esse material obscurece toda a fonte emissora de raio-X e apenas uma fração de emissão no IR. Vignali & Comastri (2002) também derivaram a razão  $N_H/A_V$  para a NGC 3281, usando o Italian-Dutch satellite *BeppoSAX*, e encontrou que esta razão é cerca de duas vezes maior que a derivada por Simpson (1998). Ambos trabalhos concluíram que NGC 3281 é um AGN que apresenta propriedades da poeira diferentes da nossa Galáxia. De acordo com Vignali & Comastri (2002) essas diferenças nos valores de  $N_H/A_V$  derivados em ambos estudos é devido a limitação instrumental do *ASCA*.

Vignali & Comastri (2002) também conseguiu mostrar que o espectro de raio-X ( $E < 10\text{keV}$ ) da NGC 3281 é dominada por uma componente de espalhamento Compton, também chamada de reflexão, com uma linha de emissão de  $\text{Fe K}\alpha$  muito intensa e um contínuo nuclear profundamente absorvido ( $N_H \simeq 1.5 - 2 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ , ver Figura 6.4). Portanto, estas informações possibilitaram que os autores concluíssem que a NGC 3281 é uma galáxia Compton-thick. Além disso, os altos valores que foi encontrado para a densidade colunar de absorção  $N_H$  da NGC 3281 também explica o valor extremamente alto para a razão  $F_{[O III]}/F_{2-10\text{keV}} \approx 0.3$ , se comparado ao valor médio ( $\approx 0.02$ ) de uma amostra de galáxias Seyfert 2 estudadas por (Mulchaey et al., 1994).

### 6.2.1 O Espectro no Infravermelho Médio da NGC 3281

Como discutido na seção anterior, NGC 3281 é uma galáxia que possui um núcleo extremamente obscurecido, o qual a transforma em um objeto muito interessante para investigar se a poeira que aparece em absorção em  $9.7\mu\text{m}$  está associada a poeira do *torus* do modelo unificado. Assim, poderíamos mostra mais evidência da existência dessa estrutura prevista pelo modelo unificado de AGNs.

Observações espectroscópicas com alta resolução angular ( $0''.09/\text{pixel}$ ) da galáxia NGC 3281 foram realizadas usando o T-ReCS instalado no telescópio Gemini Sul. A resolução para esse objeto foi de  $16\text{pc}/\text{pixel}$ , o qual possibilitou um estudo da distribuição radial da poeira dos

<sup>2</sup>A extinção  $A_V$  da NGC 3281 foi derivada através da análise das cores  $J$ ,  $H$  e  $K$  ( $A_V = 22 \pm 11 \text{ mag}$ ). Maiores detalhes podem ser obtidos em Simpson (1998).



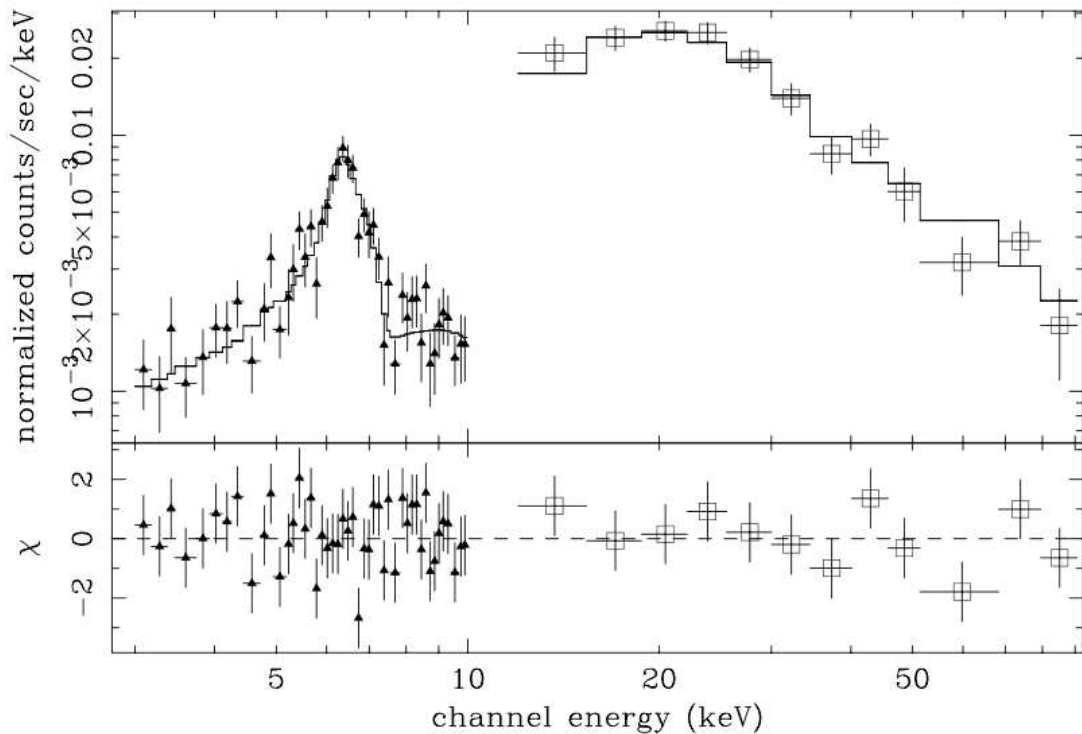


Figura 6.4: Os pontos mostram o espectro do raio-X da NGC 3281 observados com *BeppoSAX*. A linha contínua foi modelada usando o código XSPEC (Arnaud, 1996) com as componentes de transmissão (lei de potência com índice  $\Gamma \approx 2$ ), reflexão Compton,  $N_H$  e linha de emissão de Fe  $K\alpha$  em  $\sim 6.3$  keV. Figura retirada do trabalho de Vignali & Comastri (2002).

$\sim 200$  pc centrais dessa galáxia. A Figura 6.5(a) mostra a fenda do T-ReCS sobreposta a uma imagem de aquisição da NGC 3281 na banda N. O painel (b) é a imagem da fenda do T-ReCS sobreposta a um mapa de emissão de  $[O\text{III}]\lambda 5007\text{\AA}$  (Schmitt et al., 2003). O perfil de luminosidade da NGC 3281 é alargado em relação ao perfil da HR 3438 (painel c).

Os espectros finais da NGC 3281 foram obtidos aplicando os passos da redução de dados descritos na Seção 3.2.2 (ver Figura 6.6). Foram extraídos sete espectros unidimensionais com escala espacial de  $0''.34 \times 0''.36$ , o qual corresponde a  $\sim 65$  pc para um objeto à distância de 43 Mpc usando  $H_0 = 74 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . A extração central foi feita no máximo do pico de emissão do núcleo não resolvido (ver Figura 6.5) e também foram feitas extrações à 130 pc, 195 pc e 260 pc nas direções NW e sudeste (SE, do inglês *southeast*) SE.

Podemos ver na Figura 6.6 que a característica espectral mais marcante, dos espectros até 130 pc nas direções NW e SW, é a intensa banda de absorção em  $9.7\mu\text{m}$  devido aos grãos de silicato. Além disso, estes espectros também mostram linhas de emissão do  $[S\text{IV}]$  em  $10.5\mu\text{m}$  e  $[\text{NeII}]$  em  $12.7\mu\text{m}$ . A extração em 195 pc ao NW apresenta essa absorção de silicato muito tênue, enquanto que extrações mais distante do centro não apresentaram essa absorção. Essas informações possibilitaram a conclusão de que a poeira observada na banda N dessa galáxia está concentrada em um raio de 200 pc.

Outro fato interessante nos espectros da NGC 3281 (Figura 6.6) é que não detectamos emissões das moléculas de PAHs (extrações nos  $\sim 200$  pc centrais), e este comportamento,

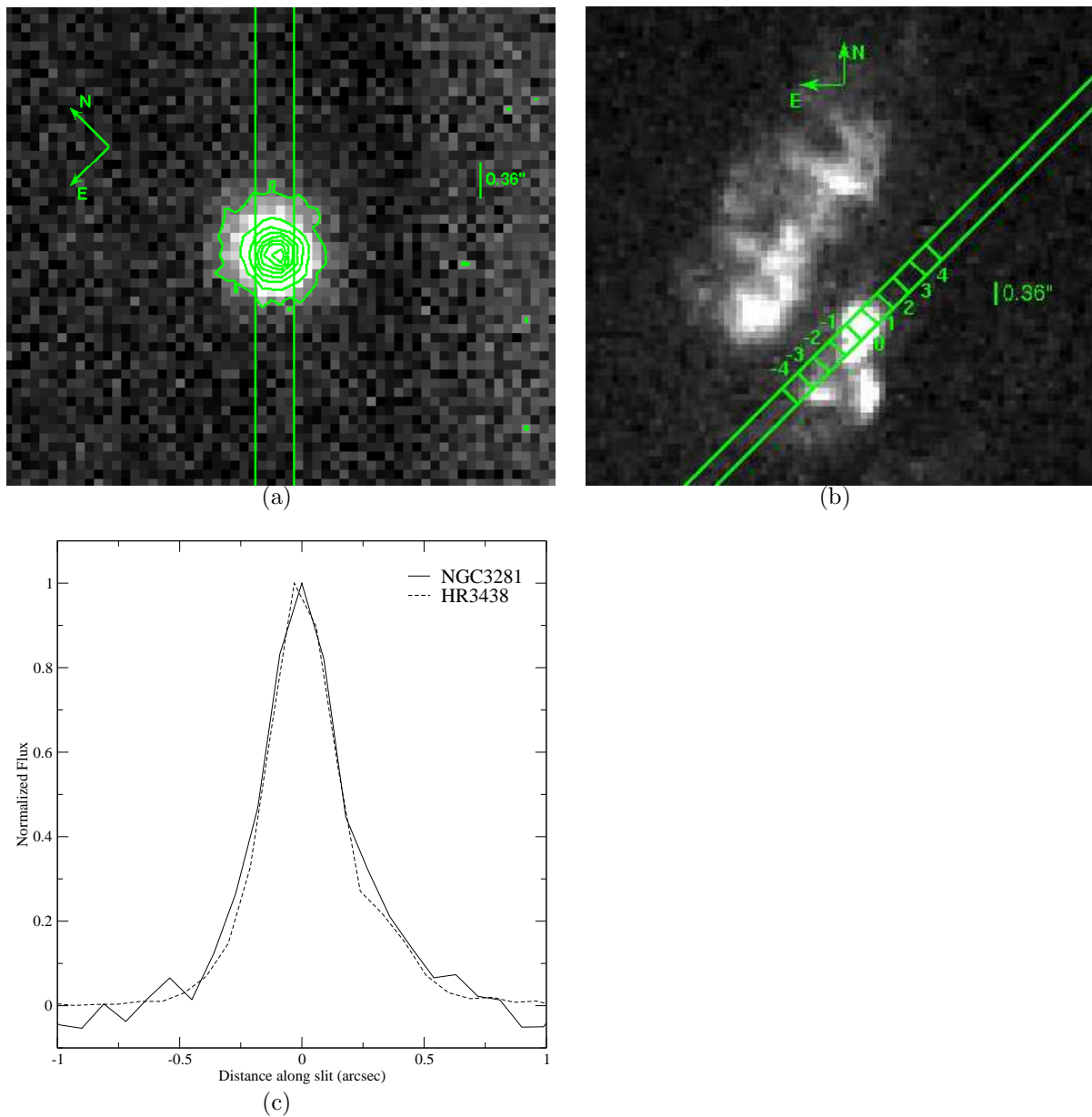


Figura 6.5: (a) A posição da fenda do espectrógrafo T-ReCS sobreposta a uma imagem de aquisição da NGC 3281. O pico de emissão da banda N está centrado na imagem e coincide com o núcleo ativo. Os contornos nessa imagem são lineares e cada contorno é marcado em passos de 10% relativo ao pico de emissão. (b) a fenda sobreposta à imagem de emissão de  $[\text{O III}]\lambda 5007\text{\AA}$  (Schmitt et al., 2003) e as posições de cada extração espectral estão indicadas. Painel (c) mostra perfis de luminosidade na banda N da NGC 3281 (linha sólida) e HR 3438 (linhas pontilhada). Os fluxos foram normalizados ao seu pico máximo.

também é visto no espectro observado com o IRS à bordo do Spitzer deste objeto (ver Figura 6.7). No entanto, nosso amplo estudo estatístico desenvolvido neste trabalho aponta que a maioria ( $\sim 80\%$ ) das galáxias Seyfert 2 (ver Capítulo 4) apresentam ricas emissões de PAHs e não possuem absorção de silicato em seus espectros (e.g. Buchanan et al. 2006, Sales et al. 2010). Este resultado corrobora o fato de que a galáxia NGC 3281 realmente é um objeto que

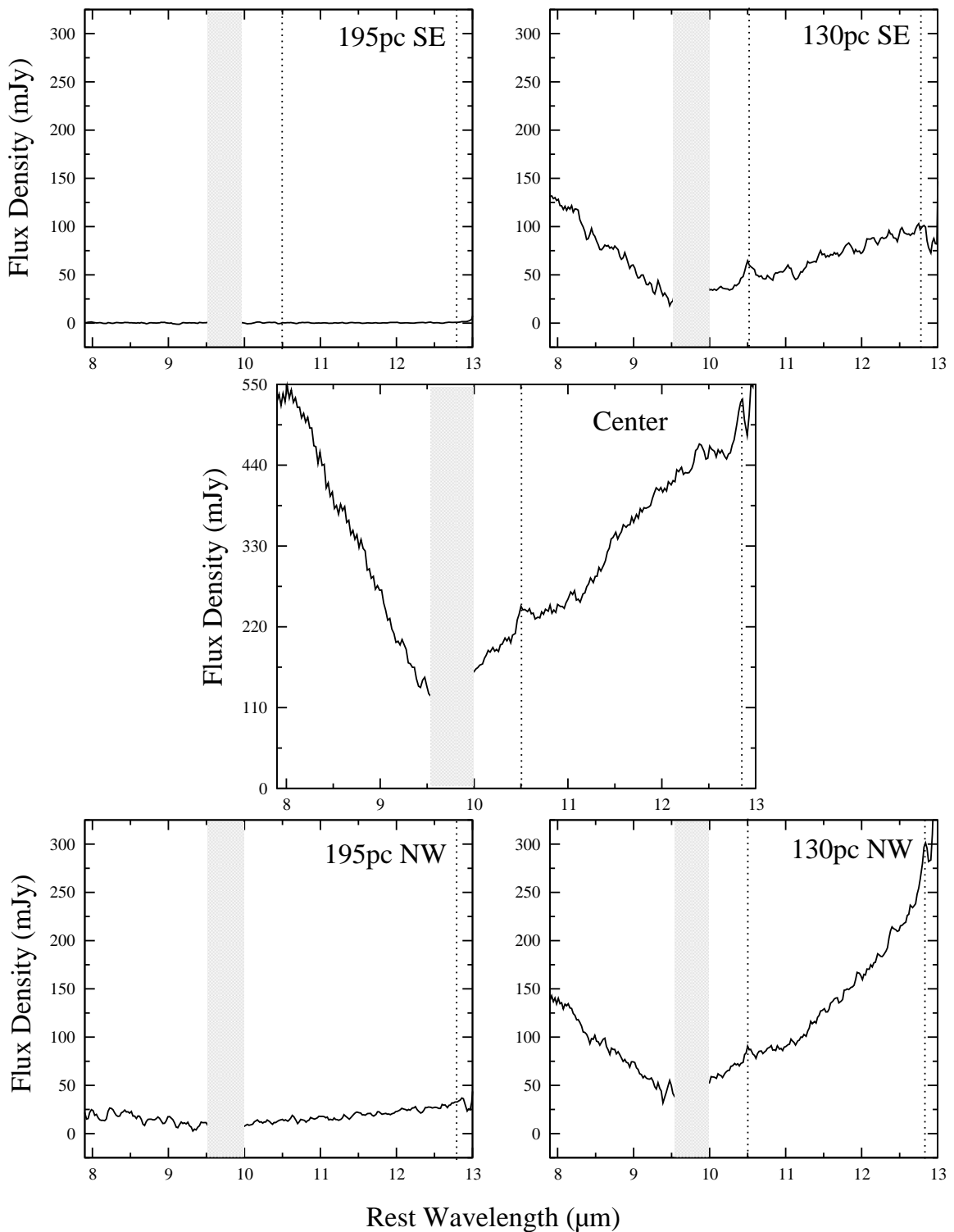


Figura 6.6: Espectros da NGC 3281 extraídos em passos de 65 pc ao longo da P.A. =  $315^\circ$ . As posições das extrações estão mostradas nos painéis e as linhas pontilhadas indicam as posições das linhas iônicas  $[\text{S IV}] 10.5\mu\text{m}$  e  $[\text{Ne II}] 12.7\mu\text{m}$  respectivamente. A banda telúrica de  $\text{O}_3$  está representada pela área hachurada.

possui um núcleo altamente obscurecido, que também foi notado em outros comprimentos de onda (e.g. Storchi-Bergmann et al. 1992, Vignali & Comastri 2002).

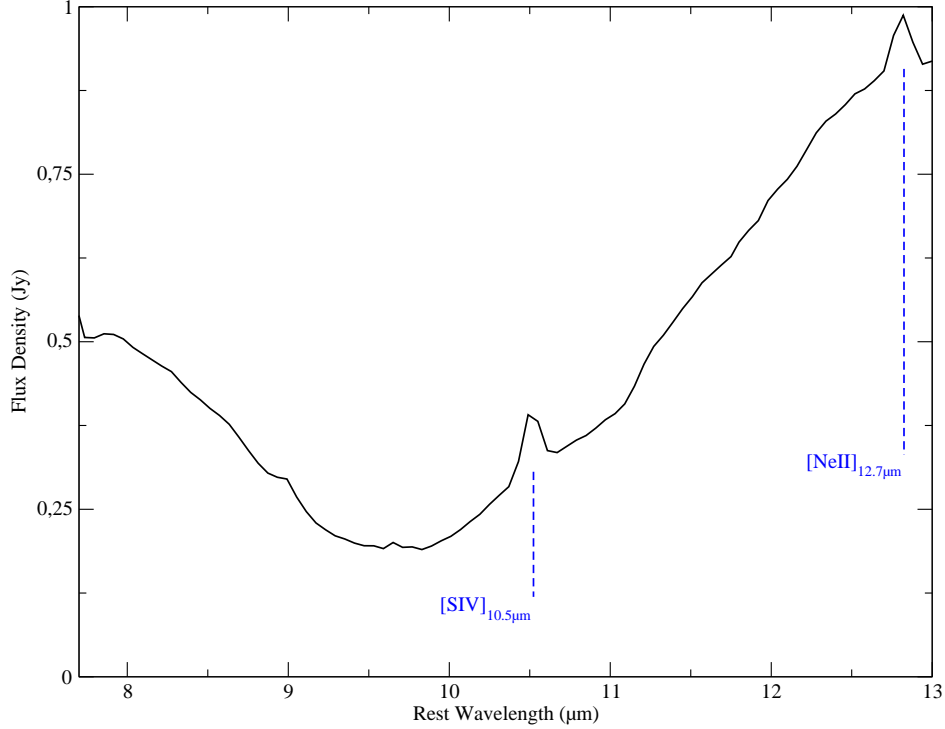


Figura 6.7: Espectro da NGC 3281 observado com o IRS à bordo do Spitzer. As linhas iônicas do [S IV]  $10.5\mu\text{m}$  e [Ne II]  $12.7\mu\text{m}$  estão indicadas. Essa extração seguiu os mesmos passos descritos na Seção 3.1.2.

Estimamos a intensidade aparente do silicato ( $S_{sil}$ ) usando a definição proposta por Spoon et al. (2007):

$$S_{sil} = \ln \left[ \frac{f_{obs}(9.7\mu\text{m})}{f_{cont}(9.7\mu\text{m})} \right], \quad (6.1)$$

onde  $f_{obs}$  é a densidade de fluxo observado e  $f_{cont}$  é a densidade de fluxo observado do contínuo no pico máximo da banda ( $\sim 9.7\mu\text{m}$ ).

Para determinar o  $f_{cont}$  em  $9.7\mu\text{m}$  interpolamos uma reta nos pontos  $8.2\mu\text{m}$  e  $12.4\mu\text{m}$  do contínuo de cada espectro, evitando as regiões das bandas telúricas e linhas de emissão. Este procedimento é similar ao utilizado por Mason et al. (2006). Os valores derivados para  $S_{sil}$  das quatro extrações centrais da NGC 3281, estão listados na coluna 3 da Tabela 6.1.

De acordo com o trabalho de Hao et al. (2007) o valor médio de  $S_{sil}$  para galáxias Seyfert 2 é  $-0.61$ , entretanto, obtivemos para o espectro extraído do núcleo não resolvido ( $0''.34 \times 0''.36$  centrais) um valor de  $S_{sil} = -1.3 \pm 0.1$ . Esta ordem de valor para o  $S_{sil}$  é geralmente observado em ULIRGs, o qual confirma novamente que essa galáxia possui uma intensa absorção de silicato. As extrações fora do núcleo da NGC 3281 também apresentaram valores similares (ver Tabela 6.1).

Tabela 6.1: Quantificação da Emissão de Silicato da NGC 3281.

Position	Label	$S_{sil}$	$A_V^{app}$ mag	$\tau_{9.7}$	$A_V$ mag
130 pc SE	-1	$-1.4 \pm 0.1$	$26 \pm 5$	$5.5 \pm 0.8$	$102 \pm 26$
Center	0	$-1.3 \pm 0.1$	$24 \pm 5$	$4.5 \pm 0.7$	$83 \pm 22$
130 pc NW	1	$-1.5 \pm 0.3$	$28 \pm 8$	$4.6 \pm 0.7$	$85 \pm 22$
195 pc NW	2	$-1.1 \pm 0.1$	$21 \pm 4$	-	-

Coluna 3 lista a intensidade de silicato derivada da Equação 6.1. Coluna 4 mostra os valores da extinção aparente no visual derivados à partir dos valores de  $S_{sil}$ . Coluna 5 apresenta os valores da profundidade óptica inferidas pelo código PAHFIT e a coluna 6 são suas respectivas extinções no visual. Para determinar os valores da extinção óptica usamos o fator de conversão  $A_V^{app}/\tau_{sil} = 18.5 \pm 2$  mag proposto por Draine (2003).

Um parâmetro físico frequentemente analisado em fontes com muita poeira é a profundidade óptica aparente  $\tau_{app}$ . Este parâmetro é medido no pico máximo da emissão/absorção. Este parâmetro se correlaciona com o índice  $S_{sil}$  da Equação 6.1 da seguinte forma:

$$f_\lambda = f_{(\lambda, cont)} e^{-\tau_{app}}$$

$$\frac{f_\lambda}{f_{(\lambda, cont)}} = e^{-\tau_{app}}$$

$$\ln \left[ \frac{f_\lambda}{f_{(\lambda, cont)}} \right] = -\tau_{app} \quad \text{da Equação anterior, temos:}$$

$$S_{sil} = -\tau_{app}, \quad (6.2)$$

onde  $f_\lambda$  é a densidade de fluxo em um determinado comprimento de onda  $\lambda$  e  $f_{(\lambda, cont)}$  é a densidade de fluxo do contínuo em  $\lambda$ .

Além disso, também derivamos o valor da extinção aparente no óptico ( $A_V^{app}$ ) da poeira usando o fator de conversão  $A_V^{app}/\tau_{app} = 18.5 \pm 2$  mag proposto por Draine (2003). Os valores encontrados para todas as extrações da NGC 3281 estão na Tabela 6.1. A extinção da poeira de silicato derivada para a extração nuclear desta galáxia é  $A_V^{app} = 24 \pm 5$  mag, e este valor, é bem semelhante ao encontrado por Simpson (1998) que foi  $A_V = 22 \pm 11$  mag. Entretanto, as incertezas derivadas com nosso método é muito menor que as derivadas por Simpson (1998).

Podemos notar, através dos valores listados na Tabela 6.1, que a extração nomeada como 1 (130 pc fora do núcleo na direção Noroeste) apresenta o valor da extinção aparente no visual ( $A_V^{app} = 28 \pm 8$  mag) um pouco maior que o encontrado para a extração nuclear, indicando que nessa região pode existir um material mais denso que o material concentrado no núcleo. Porém, essa superestimação pode ser causada pelo fato de que ao derivar os valores de  $S_{sil}$  definimos o contínuo como uma reta entre  $8.2\mu\text{m}$  e  $12.4\mu\text{m}$ . A Figura 6.6 mostra que o fluxo do contínuo para comprimentos de onda maior que  $11\mu\text{m}$  é maior que para comprimentos de onda menores.

Portanto, este fato pode ser o motivo da *subestimação* no valor de  $S_{sil}$ , o qual conseqüentemente produz uma *superestimação* nos valores de  $\tau_{app}$  e  $A_V^{app}$ .

A fim de derivar o valor integrado da profundidade da poeira em  $9.7\mu\text{m}$  ( $\tau_{9.7}$ ) na linha de visada da NGC 3281 ajustamos todos os espectros da Figura 6.6 com o código PAHFIT. Este código assume que o espectro da fonte emissora é composta por emissão do contínuo devido a poeira e luz estelar, linhas de emissão proibidas, bandas de PAHs e que a luz é atenuada por extinção devido aos grãos de silicatos (ver discussão da Seção 3.1.3). O modelo de extinção do PAHFIT usa a lei de opacidade da poeira deduzida por Kemper et al. (2004), onde considera que a extinção no IR é a soma de uma lei de potência e um perfil de silicato ( $\sim 85\%$  de olivina e  $15\%$  de piroxena no estado amorfo) com o pico em  $9.7\mu\text{m}$ . Maiores detalhes estão descrito em Smith et al. (2007).

Para analisar a contribuição de cada componente das SEDs aplicamos essa metodologia em cada espectro extraído da NGC 3281. Como os espectros não mostraram emissões de PAHs, ao fazer os ajustes com o PAHFIT não incluímos essas emissões, entretanto, todas as outras componentes foram incluídas. Os resultados destas decomposições estão mostrados na Figura 6.8 e os valores derivados da profundidade óptica de silicato estão listados na coluna 5 da Tabela 6.1.

Podemos perceber na Tabela 6.1 que os valores de  $\tau_{9.7}$  variam ao longo das posições radiais, sendo que a extração nuclear possui  $\tau_{9.7} = 4.5 \pm 0.7$  e a extração em 130 pc NW tem  $\tau_{9.7} = 4.6 \pm 0.7$ . Ao contrário dessas extrações, o espectro da posição 130 pc SE possui o valor de  $\tau_{9.7}$  levemente maior ( $\tau_{9.7} = 5.5 \pm 0.8$ ). Também estimamos os valores integrado da extinção no óptico da poeira ( $A_V$ ) usando os valores de  $\tau_{9.7}$  derivados pelo código PAHFIT e o fator de conversão sugerido por Draine (2003) (ver coluna 6 da Tabela 6.1). Podemos notar através da Tabela 6.1 que os valores da extinção no óptico da poeira derivados com o PAHFIT é muito maior que os valores derivados com o indicador  $S_{sil}$ . Isto acontece porque o código PAHFIT deriva o valor integrado de toda a banda de silicato, enquanto que o  $S_{sil}$  leva em conta apenas o valor do pico ( $9.7\mu\text{m}$ ) da absorção. Portanto, o indicador  $S_{sil}$  pode ser usado como um limite inferior da  $A_V$ .

Comparamos os valores da opacidade de poeira em  $9.7\mu\text{m}$  ( $\tau_{9.7}$ ) encontrados para a NGC 3281 com os valores de 83 galáxias Seyfert estudadas por Gallimore et al. (2010). Esta comparação pode ser vista no histograma da Figura 6.9, sendo que esses autores, também usaram o código PAHFIT para derivar os valores de  $\tau_{9.7}$ . É notório neste histograma que a galáxia NGC 3281 possui um valor de  $\tau_{9.7}$  muito maior que a maioria das galáxias Seyfert, confirmando que esse objeto realmente é uma galáxia muito atípica devido a grande intensidade de poeira observada.

As componentes do contínuo de poeira térmica necessárias para ajustar o espectro da extração nuclear e 130 pc SE foram corpos-negros com  $T = 300\text{ K}$ , enquanto que o espectro da extração em 130 pc NW foi necessário um corpo-negro de temperatura  $T = 200\text{ K}$ . Esta região mais fria possui uma absorção de silicato mais profunda e conseqüentemente é mais

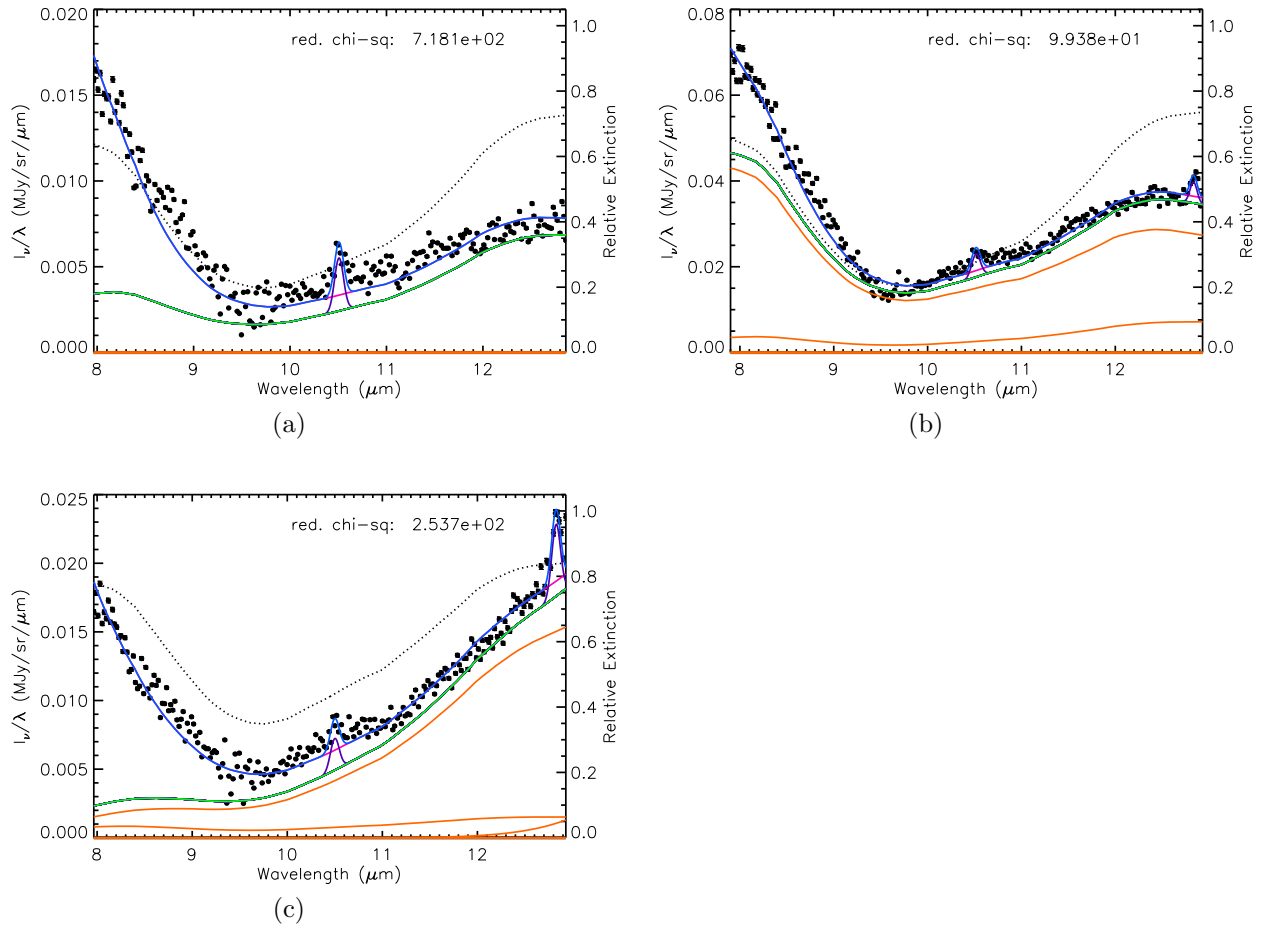


Figura 6.8: (a) decomposição do espectro da posição 130 pc SE (-1) usando o código PAHFIT. (b) e (c) são os mesmos para as extrações nuclear (0) e 130 pc NW (1), respectivamente. Os espectros observados estão representados por quadrados, as incertezas são os eixos verticais dentro desses quadrados, o qual são menores que o tamanho dos símbolos. As linhas pontilhadas preta indicam as componentes de extinção do silicato. As linhas sólidas pretas representam as componentes do contínuo térmico e a linha sólida cinza é a somatória dessas componentes. As linhas verdes são as linhas de emissão e a linha rosa representa o melhor ajuste encontrado pelo PAHFIT.

obscurecida ( $A_V = 102 \pm 26$  mag) que o núcleo e região de 130 pc ao SE. A presença desse material obscurecedor também foi notada por Storchi-Bergmann et al. (1992) ao estudar a distribuição espacial do avermelhamento no óptico da NGC 3281.

Para conferir se essa região mais avermelhada coincide com a posição 130 pc ao NW da NGC 3281, sobrepomos a posição da fenda do T-ReCS sobre um mapa de emissão de  $[\text{O III}]\lambda 5007\text{\AA}$  estudado por Schmitt et al. (2003). É possível perceber que essa região realmente coincide com a área onde não existe emissão de  $[\text{O III}]$ , e isto, concorda com os resultados dos estudos realizados com dados de raio-X, o qual confirmou que a NGC 3281 é uma galáxia muito obscurecida.

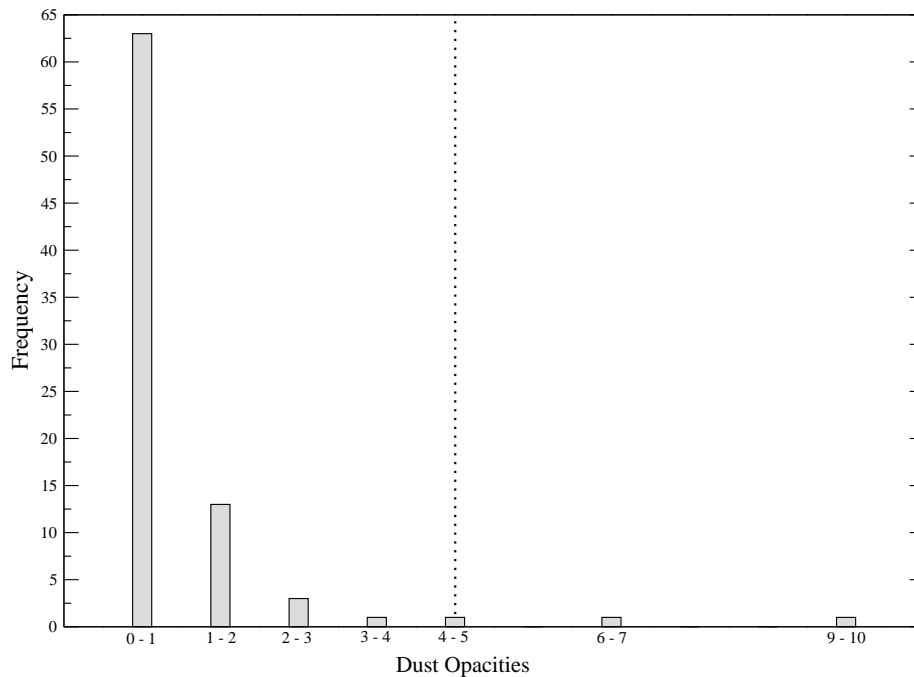


Figura 6.9: Histograma da frequência da opacidade da poeira de silicato de 83 galáxias Seyfert da amostra de Gallimore et al. (2010). A linha pontilhada mostra o valor que encontramos para a galáxia NGC 3281.

### 6.2.2 O Silicato da NGC 3281 Está Associado ao Torus do Modelo Unificado de AGNs?

Após sugerido a existência do modelo unificado de AGNs (Antonucci & Miller, 1985, Antonucci, 1993) vários autores propuseram soluções para modelar o *torus* de poeira previsto por esse modelo. Os primeiros trabalhos que modelaram a geometria toroidal assumiram que ela possuía uma densidade uniforme de poeira ao longo do seu raio (e.g. Pier & Krolik 1992, Granato et al. 1997, Siebenmorgen et al. 2004, Fritz et al. 2006). Entretanto, Krolik & Begelman (1988) demonstraram que os grãos de poeira só conseguem sobreviver nessa geometria toroidal se eles estiverem conglomerados, e cerca de 20 anos depois, alguns modelos assumem que os grãos estão aglutinados formando nuvens densas (e.g. Nenkova et al. 2002, 2008a,b, 2010, Hönig et al. 2006).

Neste trabalho, vamos comparar o espectro nuclear descontaminado da galáxia NGC 3281 com as SEDs teóricas dos modelos de *torus*, formado por nuvens, desenvolvidos por Nenkova et al. (2002, 2008a,b, 2010)<sup>3</sup>. Os modelos da Nenkova et al. assumem que as nuvens de poeira estão localizadas ao redor do AGN e distribuídas formando uma geometria toroidal (ver Figura 6.10) e nos permitem determinar os seguintes parâmetros:

<sup>3</sup>Os modelos são públicos e estão disponíveis no site <http://www.pa.uky.edu/clumpy/>



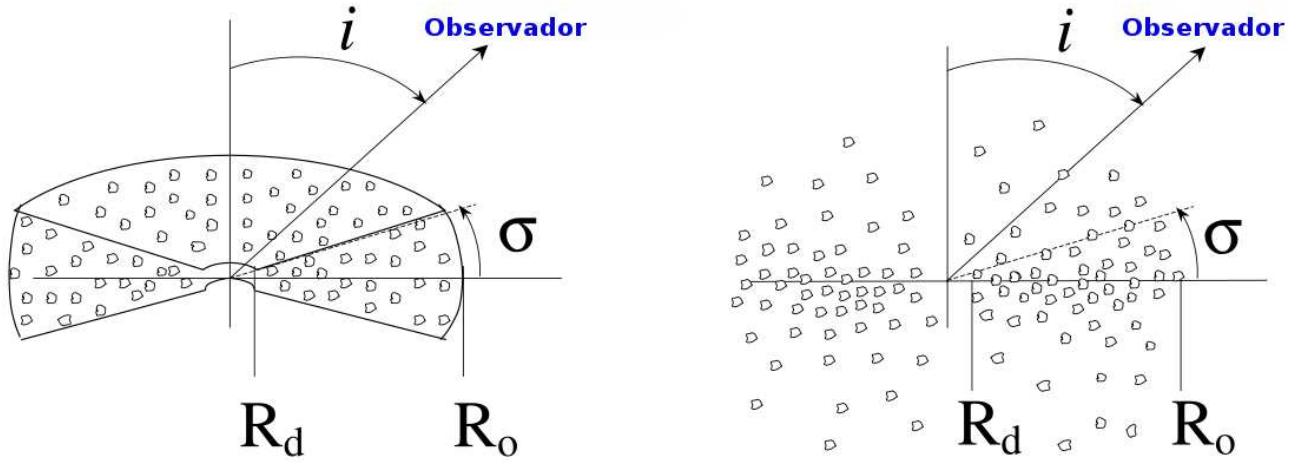


Figura 6.10: Geometria dos modelos da Nenkova et al. (2002). Cada nuvem de poeira possui uma profundidade óptica no visual ( $\tau_V$ ) ocupando um volume toroidal de raio interno  $R_d$  e externo  $R_0 = YR_d$ . A distribuição radial dessas nuvens é uma lei de potência,  $r^{-q}$ , e o número total de nuvens ao longo do raio equatorial é determinado por  $N_0$ . A distribuição angular das nuvens é dada pelo parâmetro  $\sigma$ . Figura retirada de Nenkova et al. (2008b).

- $N_0$  - é o número total médio de nuvens ao longo do raio equatorial do *torus*. A distribuição angular dessas nuvens segue um perfil semelhante ao gaussiano<sup>4</sup> e centrada no plano equatorial desse *torus*. O número de nuvens ao longo do raio equatorial varia de 2 à 15 e a profundidade óptica total de silicato em  $10\mu\text{m}$ , produzida por elas, depende do número de nuvens na linha de visada do observador ( $i$ ) e da profundidade óptica de cada nuvem;
- $\tau_V$  - é a profundidade óptica de cada nuvem na banda V. As nuvens de cada modelo possuem a mesma profundidade óptica ( $\tau_V$ );
- $Y$  - é a extensão radial do meio *clump*,  $Y = R_0/R_d$ , onde  $R_0$  e  $R_d$  são respectivamente os raios externos e internos. O raio interno é função da temperatura de sublimação da poeira e nesses modelos a poeira alcança uma temperatura máxima de 1500 K a um raio de  $R_d \simeq 0.4 L_{45}^{0.5} \text{ pc}$ , onde  $L_{45} = L/(10^{45} \text{ erg s}^{-1})$ ;
- $q$  - é o índice da lei de potência que determina o perfil radial da distribuição das nuvens ( $\propto r^{-q}$ ), o qual descreve o perfil de densidade do *torus*;
- $\sigma$  - é o parâmetro que define a largura angular do *torus*, e as nuvens, ocupam esse volume através de uma distribuição semelhante a uma gaussiana e centrada próxima ao plano equatorial do toroide;
- $i$  - é o ângulo de visada do observador que pode variar de  $0^\circ$  (normal ao equador do *torus*) até  $90^\circ$  (paralelo ao equador do *torus*). Ao variar entre  $0^\circ$  e  $90^\circ$  teremos galáxias que corresponde a uma Seyfert tipo 1 e 2 respectivamente.

<sup>4</sup>A distribuição angular das nuvens segue essa função  $N_0 \exp\left[-\left(\frac{90-i}{\sigma}\right)^2\right]$ .

- $R_0$  - é o raio externo do *torus* em escala de parsec e é dependente da luminosidade bolométrica do AGN e da temperatura de sublimação da poeira da seguinte forma:

$$R_0 \simeq 0.4 Y \left( \frac{L}{10^{45} \text{ erg}^{-1}} \right)^{0.5} \left( \frac{1500 \text{ K}}{T_{sub}} \right)^{2.5}. \quad (6.3)$$

Para analisar as propriedades da estrutura de poeira no núcleo da NGC 3281 removemos do espectro nuclear a contribuição da região circum-nuclear. Para tal, fizemos um espectro médio combinando os espectros das extrações 1 (130 pc NW) e -1 (130 pc SE) e subtraímos da extração nuclear. Além disso, reduzimos os efeitos de ruído fazendo uma suavização, com uma caixa retangular de 5 pixels usando a tarefa *splot* do IRAF, no espectro final que chamaremos de espectros descontaminado.

Para modelar o espectro descontaminado com as SEDs teóricas da Nenkova et al. removemos as regiões das linhas de emissão e região da emissão atmosférica (ver área hachurada na Figura 6.6) usando uma interpolação simples. Por fim, o espectro descontaminado foi comparado com os  $\sim 10^6$  modelos de SEDs teóricas e o melhor ajuste foi obtido pesquisando a SED que mais minimiza a equação

$$\chi^2 = \frac{1}{N} \sum_{i=1}^N \left( \frac{F_{obs, \lambda_i} - F_{mod, \lambda_i}}{\delta_{\lambda_i}} \right)^2. \quad (6.4)$$

$N$  é o número de pontos no espectro observado,  $F_{obs, \lambda_i}$  e  $F_{mod, \lambda_i}$  são os fluxos observados e teóricos em cada comprimento de onda  $\lambda_i$  e  $\delta_{\lambda_i}$  são os erros no fluxo de  $F_{obs, \lambda_i}$ . Para estimar esses erros levamos em conta as incertezas esperadas para observações com o T-ReCS (Radomski et al. 2002, Mason et al. 2006) que são aproximadamente 10% do  $F_\lambda$  de um dado objeto.

Ambos fluxos  $F_{obs, \lambda_i}$  e  $F_{mod, \lambda_i}$  foram normalizados em  $9.0 \mu\text{m}$  e as incertezas foram devidamente propagadas. A grade dos parâmetros dos modelos usados nos ajustes estão listados na Tabela 6.2 e os valores dos parâmetros que resultaram no melhor ajuste do espectro descontaminado estão listados na Tabela 6.3. A Figura 6.11 mostra a SED teórica do melhor ajuste (linha vermelha) sobreposta ao espectro descontaminado (linha preta).

Tabela 6.2: Grade dos Parâmetros Usados Para Modelar a SED da NGC 3281.

Parâmetros	Valores Usados para Fazer os Ajustes
Largura Angular do Torus ( $\sigma$ )	15, 20, 25, 30, 35, 40, 45, 50, 55, 60, 65, 70, 75, 80°
Extensão Radial do Torus ( $Y$ )	2-5, 10, 20, 30, 40, 50, 60, 70, 80, 90, 100, 150, 200
Número de Nuvens no Raio Equatorial do Torus ( $N_0$ )	1-25
O Índice da Lei-de-Potência do Perfil Radial de Densidade ( $q$ )	0, 0.5, 1, 1.5, 2, 2.5, 3
Ângulo de Visão do Observador ( $i$ )	0, 10, 20, 30, 40, 50, 60, 70, 80, 90°
Profundidade Óptica de Cada Nuvem ( $\tau_V$ )	5, 10, 20, 30, 40, 60, 65, 70, 75, 80 mag

Embora a linha vermelha na Figura 6.11 mostra a SED teórica que mais minimizou o valor do  $\chi^2$ , existem outras SEDs que tem esses valores de  $\chi^2$  muito próximos ao melhor ajuste. Portanto, neste trabalho fizemos uma estatística, utilizando a mesma metodologia aplicada no trabalho de Nikutta et al. (2009), para analisar se a degenerescência desses ajustes influenciará

Tabela 6.3: Parâmetros do Torus Ajustados com o Modelo de CLUMPY para NGC 3281.

Parâmetros	Melhor Ajuste	Média 5%	Média 10%	Média 15%	Média 20%
Largura Angular do Torus ( $\sigma$ )	70°	68° ± 3°	62° ± 6°	62° ± 7°	61° ± 8°
Extensão Radial do Torus ( $Y$ )	20	20 ± 0	23 ± 4	28 ± 18	38 ± 27
Número de Nuvens no Raio Equatorial do Torus ( $N_0$ )	14	13 ± 1	13 ± 2	13 ± 2	13 ± 2
O Índice da Lei-de-Potência do Perfil Radial de Densidade ( $q$ )	1.5	1.5 ± 0	1.4 ± 0.2	1.4 ± 0.3	1.2 ± 0.5
Ângulo de Visão do Observador ( $i$ )	60°	69° ± 11°	76° ± 11°	76° ± 12°	72° ± 18°
Profundidade Óptica de Cada Nuvem ( $\tau_V$ )	40 mag	40 ± 0 mag	40 ± 0 mag	40 ± 3 mag	41 ± 8 mag
Número Total de Soluções		17	76	151	291

Colunas 2, 3, 4, 5 e 6 mostram os valores do melhor ajuste e os valores médios dos ajustes usando uma variação no  $\chi^2$  de 5%, 10%, 15% e 20% respectivamente.

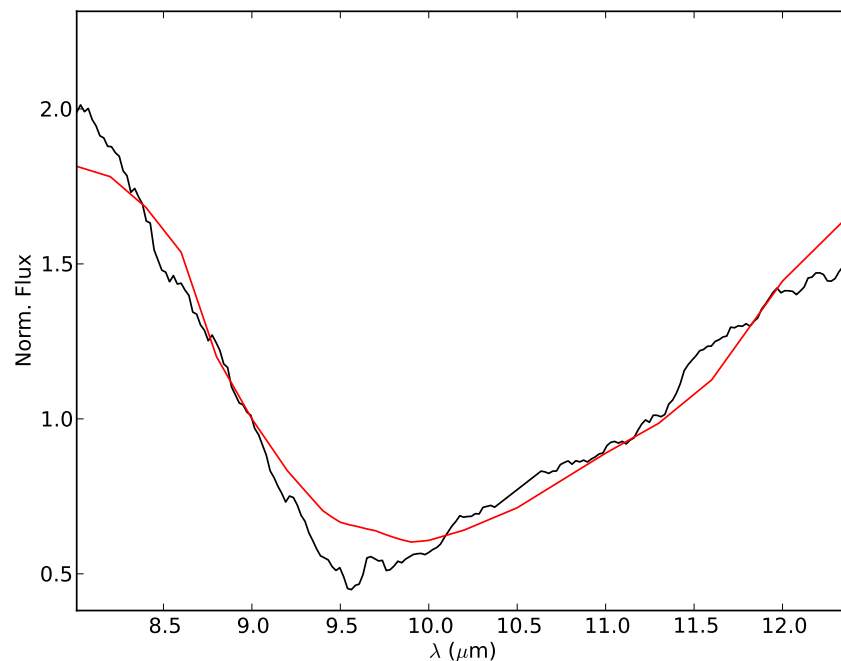


Figura 6.11: Mostra a SED (linha vermelha) dos modelos de CLUMPY que melhor ajustou o espectro descontaminado (linha preta) da NGC 3281. Ambos os espectros foram normalizados em  $9.0\mu\text{m}$ .

no valor médio de cada parâmetro físico do *torus* (ver Tabela 6.3). Para tal, analisamos todos os modelos ajustados com os desvios de 5%, 10%, 15% e 20% relativo ao valor do menor  $\chi^2$ . As Figuras 6.12(a), (b), (c) e (d) mostram as SEDs teóricas desses desvios (linha pontilhada cinza) do melhor  $\chi^2$  sobrepostas ao espectro descontaminado (linha preta) da NGC 3281.

O valor médio de cada parâmetro do *torus*, considerando todas as SEDs teóricas desses percentuais e seus respectivos erros, estão mostrados nas colunas 3 à 6 da Tabela 6.3. As Figuras 6.13 6.14, 6.15 e 6.16 mostram histogramas com as distribuições dos valores de cada parâmetro usando uma fração de 5%, 10%, 15% e 20% do valor do melhor  $\chi^2$ . Os erros foram estimados usando o desvio padrão do total de modelos ajustados para cada percentual.

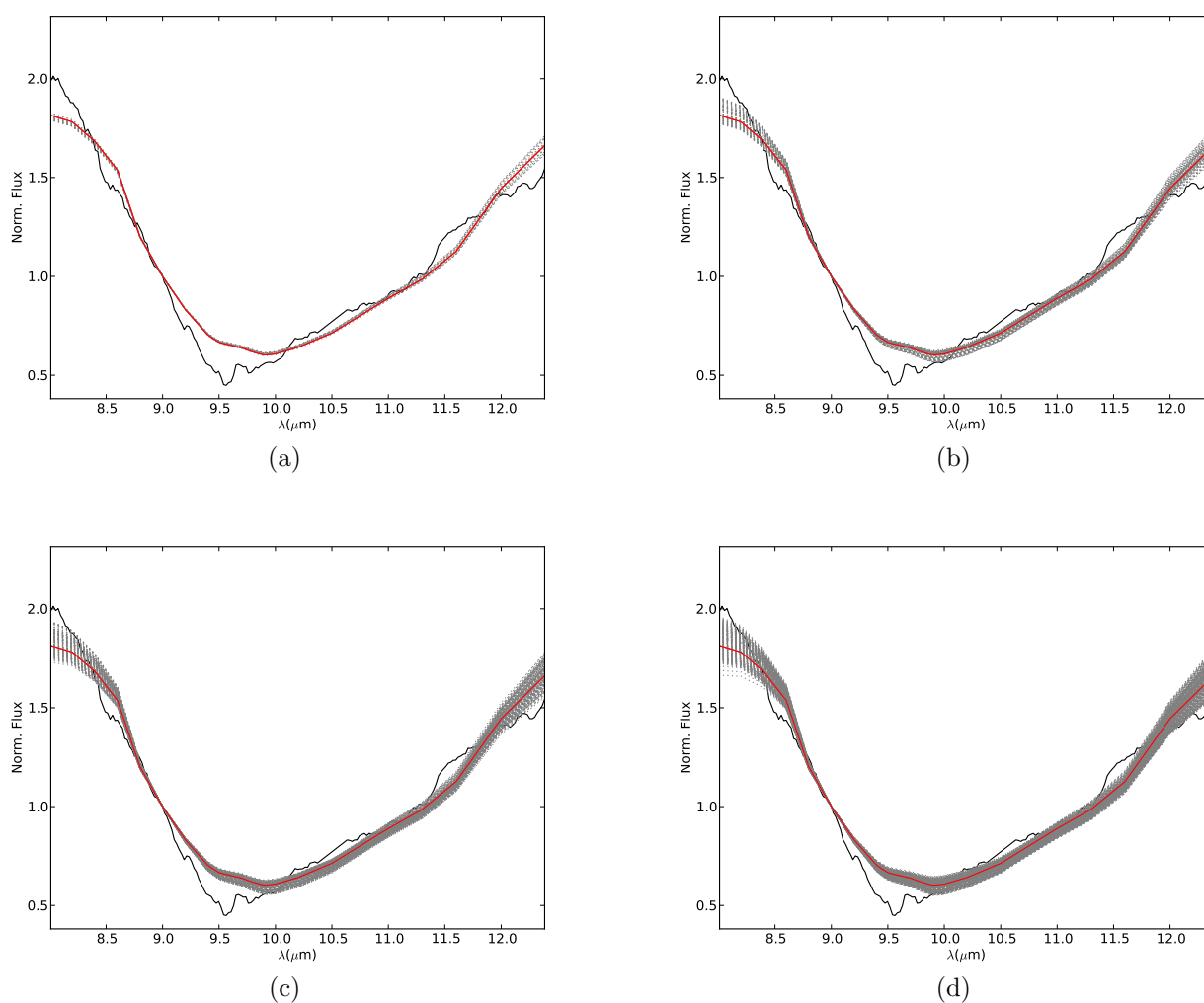


Figura 6.12: (a), (b), (c) e (d) são as SEDs dos modelos de CLUMPY que melhor ajustaram o espectro descontaminado (linha preta) da NGC 3281 com desvios de 5%, 10%, 15% e 20% relativo ao valor do menor  $\chi^2$ . Linha vermelha é a SED teórica do melhor ajuste e linhas cinzas são dos melhores ajustes. Todos os espectros foram normalizados em  $9.0\mu\text{m}$ .

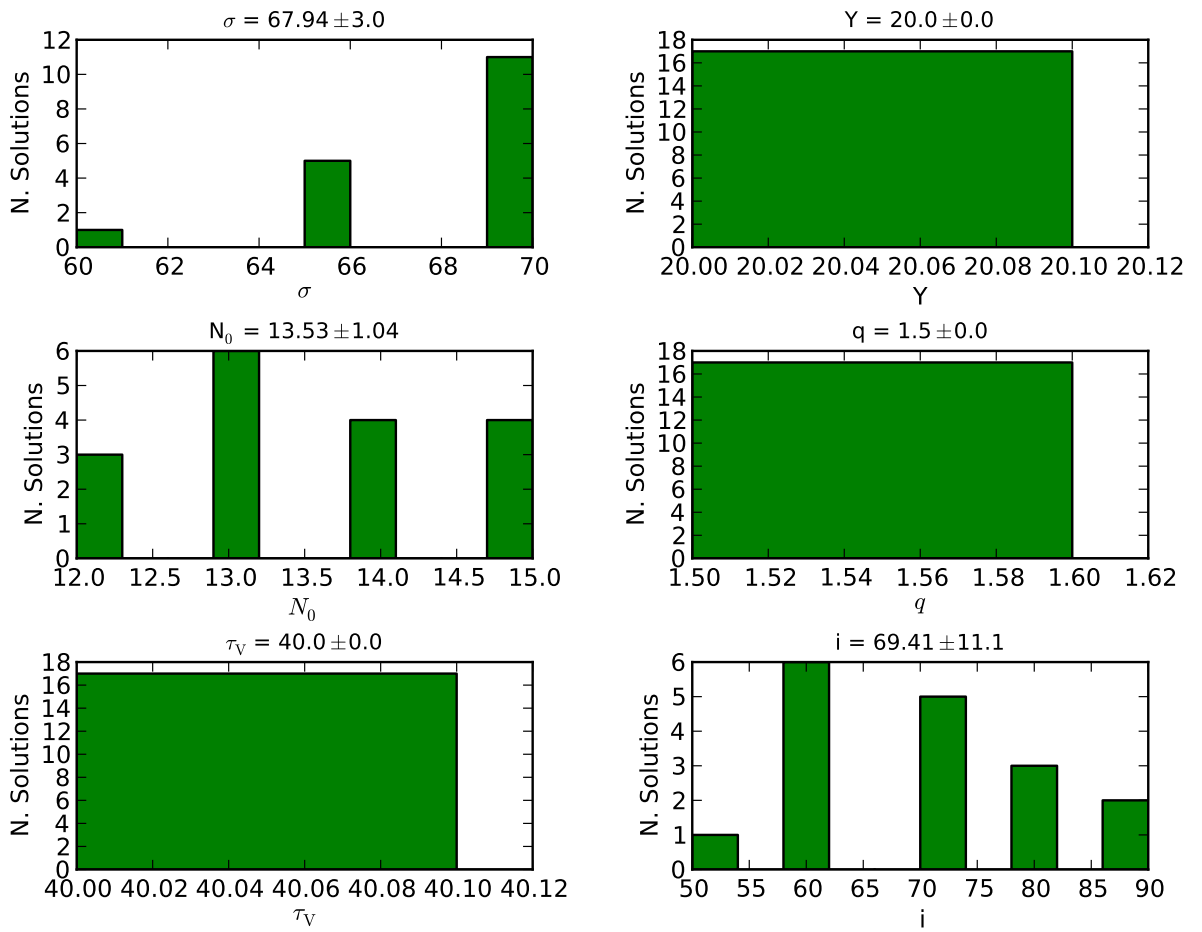


Figura 6.13: Histogramas dos valores médios encontrados para o *torus* da NGC 3281 usando uma fração de 5% do valor do melhor  $\chi^2$ . Os erros foram estimados como sendo o desvio padrão do total de modelos.

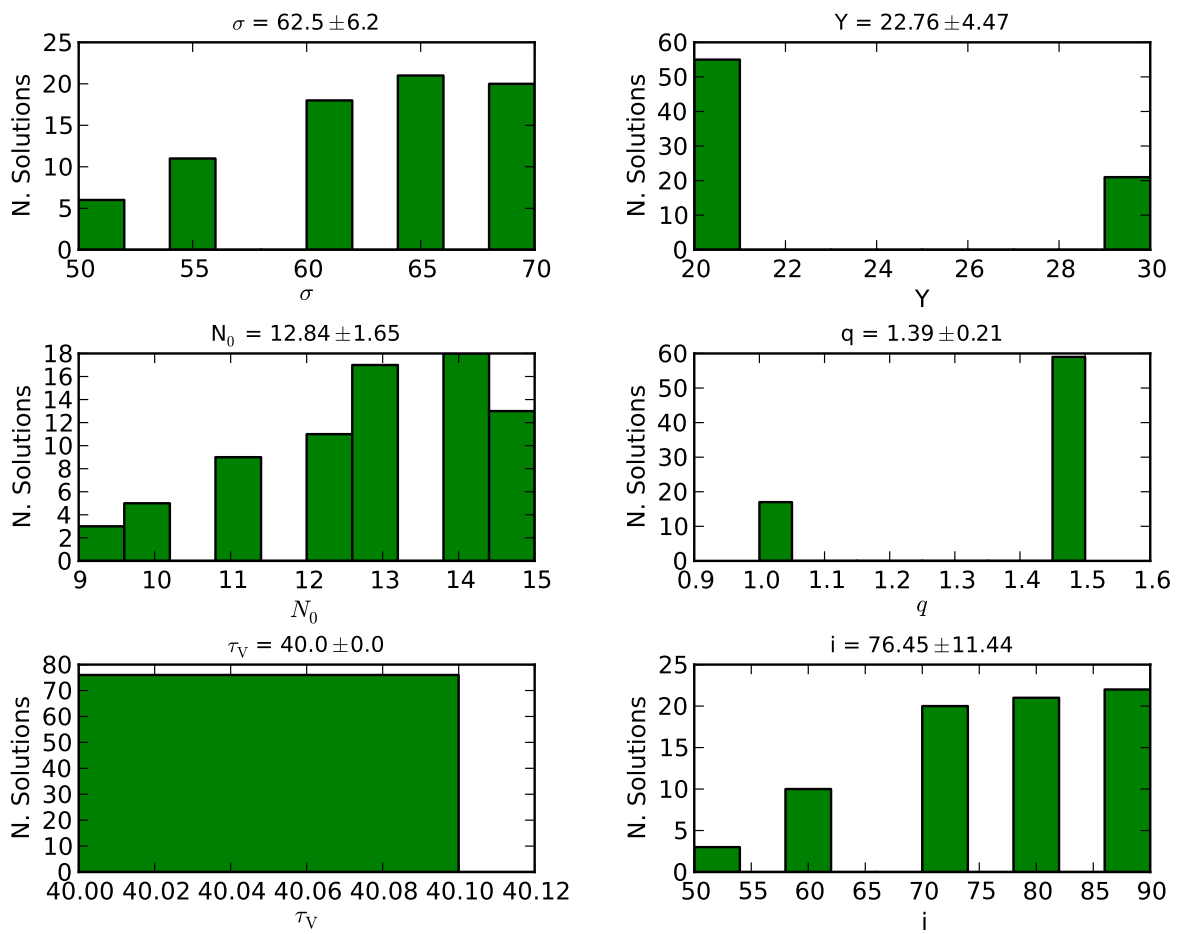


Figura 6.14: Mesmo da Figura 6.13 para uma fração de 10% do valor do melhor  $\chi^2$ .

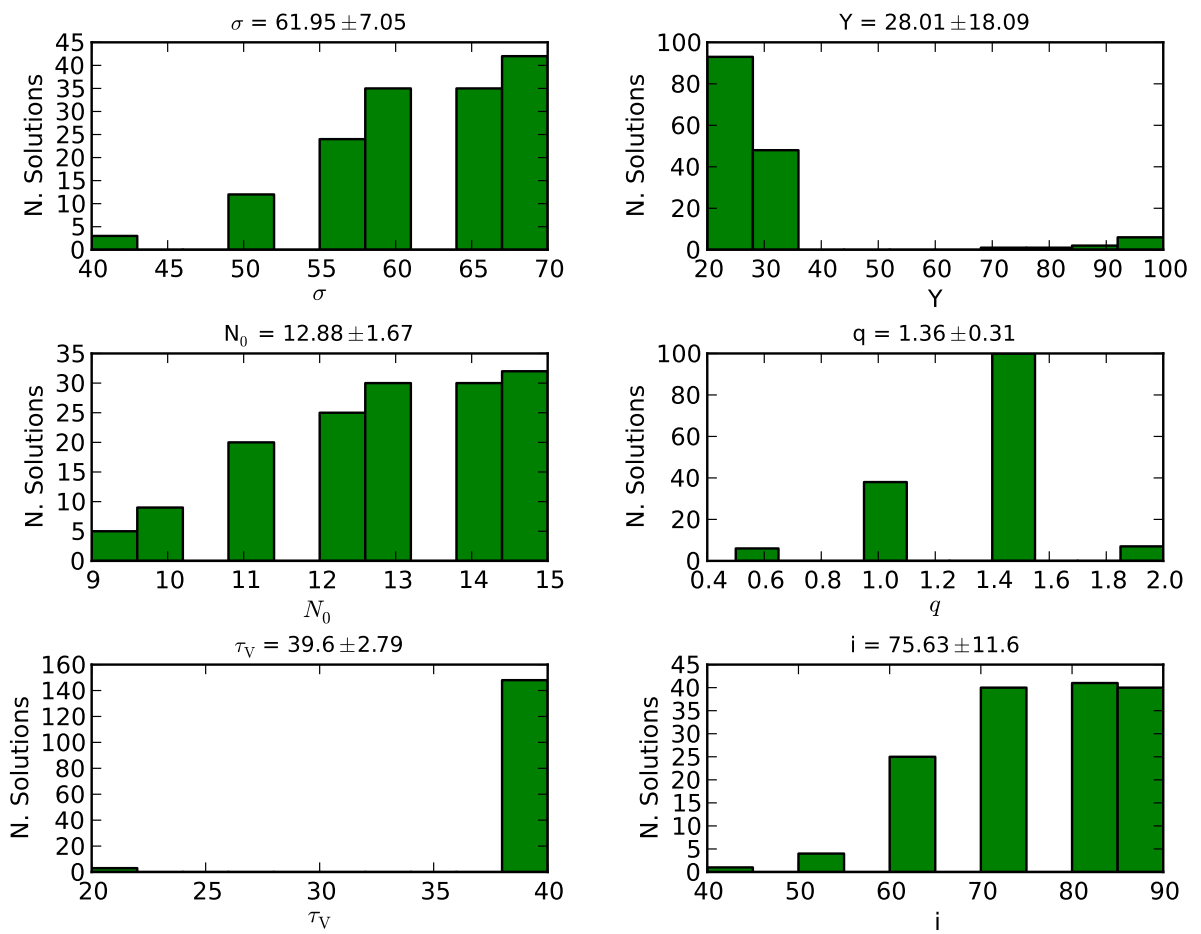


Figura 6.15: Mesmo da Figura 6.13 para uma fração de 15% do valor do melhor  $\chi^2$ .

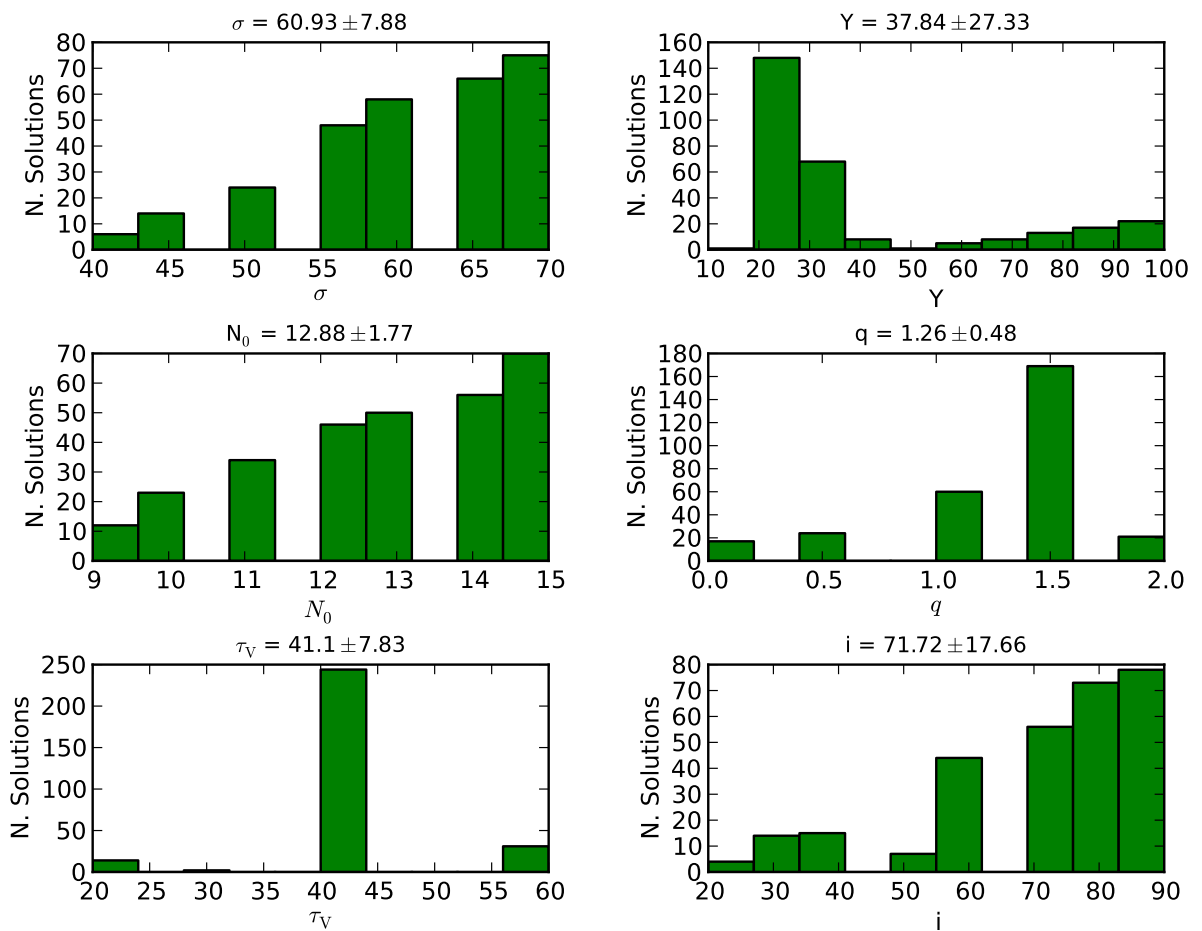


Figura 6.16: Mesmo da Figura 6.13 para uma fração de 20% do valor do melhor  $\chi^2$ .



Os modelos ajustados com frações de 5%, 10%, 15% e 20% do valor do menor  $\chi^2$  resultaram num total de 17, 76, 151 e 291 SEDs teóricas respectivamente. As Figuras 6.17 (a), (b), (c) e (d) mostram histogramas dos valores dos  $\chi^2$  para cada percentual (painéis direitos) e para todos os  $\sim 10^6$  modelos (painéis esquerdos). De modo geral, nossa técnica produziu resultados similares aos encontrados por Nikutta et al. (2009), porém, nossa metodologia forneceu menos soluções aceitáveis. Gostaríamos de mencionar que o programa que usamos para essas análises foi desenvolvido na linguagem de programação PYTHON (gentilmente concedido por Rogério Riffel), para nos fornecer os ajustes, ele fez comparações de  $\sim 10^{30}$  pontos.

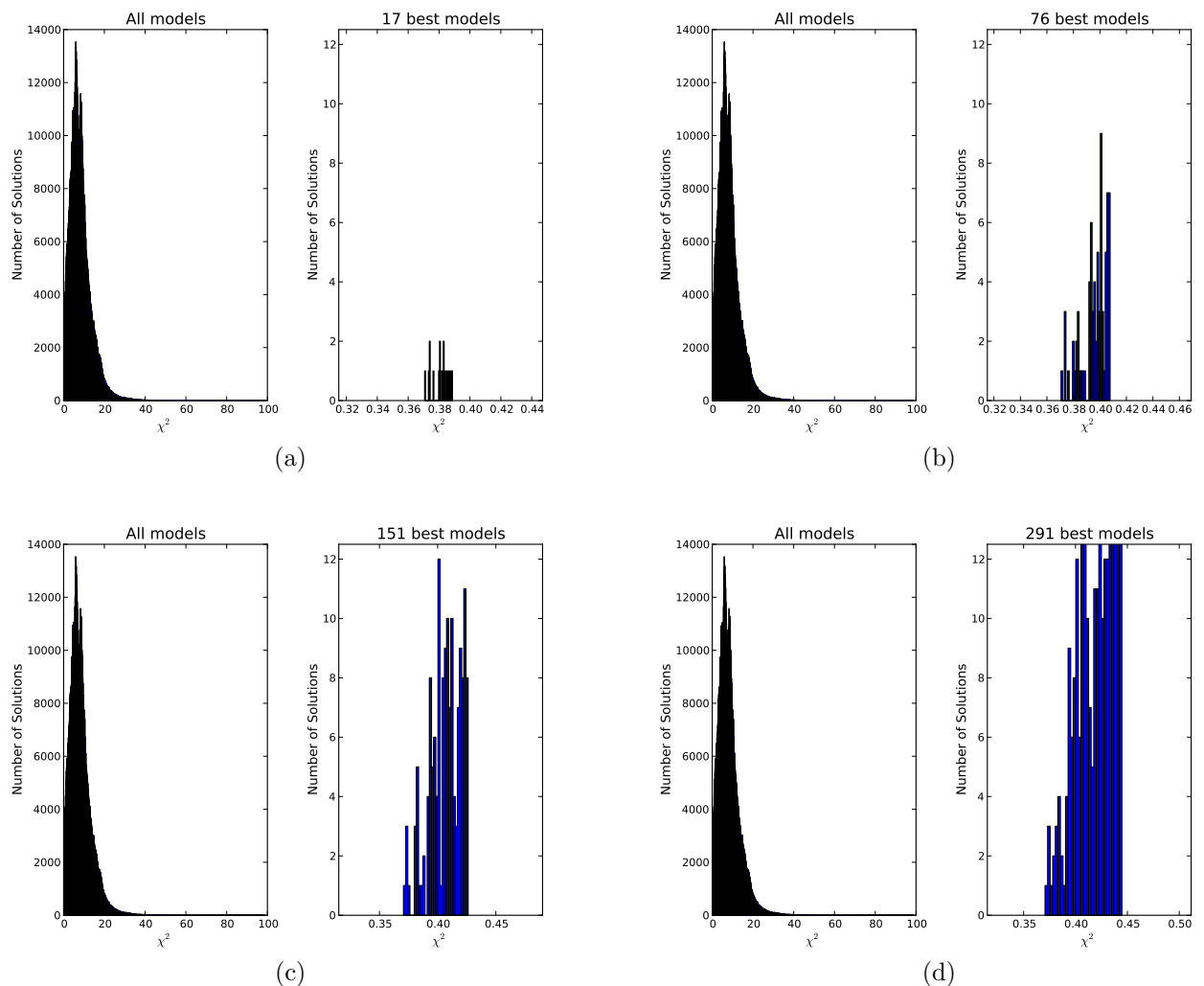


Figura 6.17: Painéis (a), (b), (c) e (d) esquerdos são histogramas dos valores dos  $\chi^2$  encontrados para todos os  $\sim 10^6$  modelos da Nenkova et al. (2008a) e painéis direitos são ampliações das distribuições dos melhores  $\chi^2$ , 5%, 10%, 15% e 20% respectivamente.

Os parâmetros físicos do modelo que melhor ajustou o espectro descontaminado da NGC 3281 possibilitaram a conclusão de que essa galáxia hospeda uma estrutura toroidal formada por nuvens de poeira. Este toroide possui uma extensão igual a  $R_0/R_d = 20$ , sendo que  $R_0$  e  $R_d$  são os raios externo e interno, respectivamente. Cada nuvem desse toroide, de acordo

com o melhor ajuste, tem uma profundida óptica de  $\tau_V = 40$  mag e a distribuição radial destas nuvens segue uma lei de potência da forma  $r^{-1.5}$ . Segundo esse modelo existem 10 nuvens ao longo do raio equatorial desse *torus*.

De acordo com o esse modelo, o *torus* da NGC 3281 possui uma abertura angular  $\sigma = 70^\circ$  e estamos olhando na direção próxima ao equador do *torus* ( $i = 60^\circ$ ). Esses resultados corroboram o modelo unificado de AGNs, o qual prevê a presença de uma estrutura de poeira com geometria toroidal que obscurece a BLR quando estamos observando através da equador do *torus* (galáxias Seyfert 2).

No geral, os parâmetros do *torus* que derivamos neste trabalho são similares aos resultados encontrados no estudo de Ramos Almeida et al. (2009) para NGC 3281. Entretanto, esses autores encontraram apenas 5 nuvens no equador do *torus* da NGC 3281 e cada nuvem tem profundidade óptica de  $\tau_V = 10$ . Porém, gostaríamos de ressaltar que Ramos Almeida et al. (2009) usou apenas um único ponto fotométrico na banda N (silicato + contínuo entre  $7\mu\text{m}$  e  $14\mu\text{m}$ , ver também Ramos Almeida et al. 2011, Alonso-Herrero et al. 2011) no procedimento de ajuste dos  $\sim 10^6$  modelos da Nenkova et al. (2008a).

Além disso, é importante ressaltar que estes modelos de CLUMPY são altamente dependentes do perfil de silicato em  $9.7\mu\text{m}$  (Nenkova et al. 2008a,b). Portanto, como nossos ajustes são feitos com dados espectroscópicos na banda N, que detalha melhor o comportamento da absorção de silicato, estes dados são mais robustos e conseguem restringir mais os procedimentos da modelagem.

Sabendo que os modelos da Nenkova et al. (2008b) adotam a razão padrão de gás para poeira e assumem que a densidade colunar de uma única nuvem varia entre  $N_H \sim 10^{22} - 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ , podemos estimar a densidade colunar de hidrogênio na linha de visada da NGC 3281 procedendo da seguinte forma.

- Como o número total de nuvens na linha de visada do observador ( $N_{obs}(i)$ ) segue essa distribuição

$$N_{obs}(i) = N_0 \exp \left[ - \left( \frac{90 - i}{\sigma} \right)^2 \right], \quad (6.5)$$

onde  $N_0$ ,  $i$  e  $\sigma$  são determinados pelos ajustes dos modelos da Nenkova et al. (2008a). Então, para estimar a densidade colunar na linha de visada  $i$  fazemos o produto do número de nuvens na direção  $i$  ( $N_{obs}(i)$ ) assumindo a densidade colunar de cada nuvem ( $N_H \sim 10^{22} - 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ ), logo temos:

$$N_H^{obs} = N_{obs}(i) N_H. \quad (6.6)$$

Adotando as propriedades geométricas do *torus*,  $N_0$ ,  $i$  e  $\sigma$ , encontradas com o melhor ajuste dos modelos da Nenkova et al. (2008a), e aplicando nas equações 6.5 e 6.6, encontramos que a densidade colunar de hidrogênio na linha de visada da NGC 3281 é  $N_H \approx 1.2 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ .

Este valor se aproxima do derivado por Vignali & Comastri (2002) usando observações em raio-X ( $\sim 2 \times 10^{24} \text{cm}^{-2}$ ).

Também fizemos uma comparação dos parâmetros geométricos que derivamos para o *torus* da NGC 3281 com o modelo desenvolvido por Levenson et al. (2002). Neste modelo, Levenson et al. (2002) demonstraram que em AGNs muito obscurecidos, que é o caso da NGC 3281, a EW da linha de emissão  $K\alpha$  do ferro em  $\sim 6.4 \text{keV}$  depende da geometria desse *torus*. Lembremos que nesse modelo a abertura angular do *torus* é definida como  $\theta = 90 - \sigma$ , sendo que  $\sigma$  ( $70^\circ$ ) é a abertura angular do *torus* ajustado com o modelo da Nenkova et al. (2008a) e o ângulo de visão do observador tem a mesma definição em ambos modelos ( $i = 60^\circ$ ).

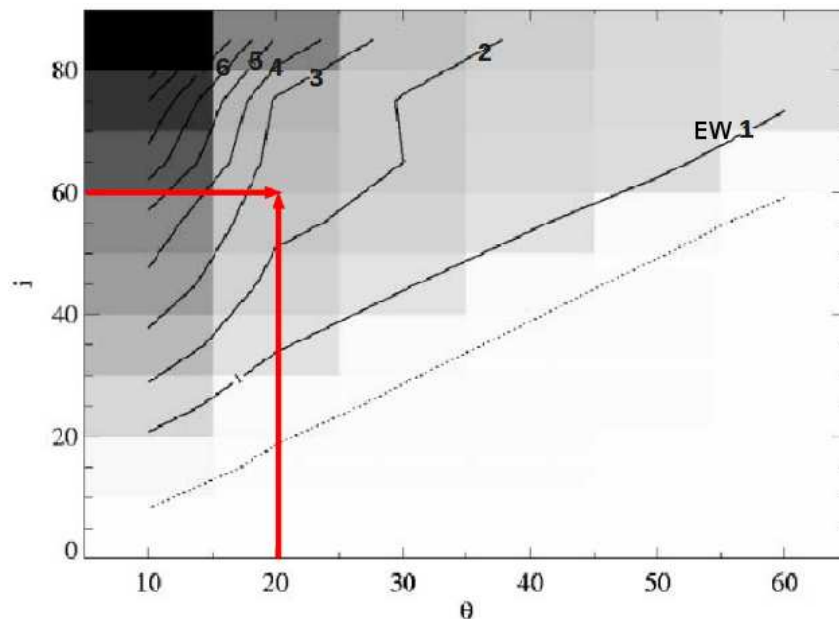


Figura 6.18: Diagrama da EW do  $\text{Fe } K\alpha 6.4 \text{keV}$  em função da abertura angular do *torus*  $\theta$ . Imagem está linearmente escalonada entre 0 e 10keV. Linha pontilhada representa 100keV e linhas sólidas estão escalonadas em passos de 1keV. Setas em vermelho corresponde aos valores da *torus* encontrados usando os modelos da Nenkova et al. (2008a). Essa figura foi retirada do trabalho de Levenson et al. (2002).

Levenson et al. (2002) mostraram que a EW da linha de  $\text{Fe } K\alpha$  é dependente da abertura angular do *torus* e da linha de visada do observador ( $i$ ). Portanto, mostramos na Figura 6.18 os valores de  $\sigma$  e  $i$ , derivados com o melhor modelo da Nenkova et al. (2008a) ajustado no espectro da NGC 3281, sobrepostos no diagrama da Levenson et al. (2002). Podemos perceber através desta figura que os valores de  $\sigma$  e  $i$ , aplicados nesse diagrama, nos forneceu uma EW da linha  $\text{Fe } K\alpha \approx 2 - 3 \text{keV}$ . Este valor é semelhante ao derivado por Vignali & Comastri (2002), o qual demonstra que NGC 3281 realmente possui uma grande EW da linha  $\text{Fe } K\alpha$ .

Como os parâmetros geométricos do *torus* derivados neste trabalho foi inferido através do ajuste da banda de silicato em  $9.7 \mu\text{m}$ , essas informações pode indica que a densidade colunar que absorve a luz em raio-X, o qual classificou a galáxia NGC 3281 como uma galáxia Compton-thick, também é a responsável pela absorção na banda de silicato. Portanto, nossos resultados

mostram uma forte evidência de que a poeira de silicato poderia ser a responsável pela absorção em ambos comprimentos de onda e está distribuída em uma geometria toroidal circundando o núcleo ativo da NGC 3281.

Seguindo a equação 6.3 e adotando a temperatura de sublimação da poeira igual a 1500 K, conseguimos estimar o raio externo do *torus* como sendo  $R_0 \sim 11$  pc. Essa escala de tamanho é consistente com resultados obtidos para *torus* de AGNs (e.g. Jaffe et al. 2004, Tristram et al. 2007, Ramos Almeida et al. 2009).

Além disso, usando o modelo que melhor ajustou o espectro da NGC 3281 encontramos que a luminosidade bolométrica da NGC 3281 é  $L_{bol} = 1.9 \times 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$ . Esse valor é aproximadamente igual ao encontrado por Vignali & Comastri (2002) para a luminosidade intrínseca da NGC 3281 usando observações em raio-X. Ao aplicar o fator de conversão 20 sugerido por Elvis et al. (2004), concluímos que a luminosidade em raio-X dessa galáxia é  $L_{X-ray}^{bol} \approx 3.2 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ . Se compararmos a luminosidade em raio-X da NGC 3281 com outros AGNs estudados por Ramos Almeida et al. (2009) notamos que esta galáxia realmente é muito luminosa nesse comprimento de onda.

### 6.3 A Galáxia Mrk 3

Mrk 3 é uma galáxia tipo SB0 (Adams, 1977) que abriga um núcleo ativo e classificada como Seyfert 2, pois seu espectro óptico apresenta apenas linhas em emissão estreitas ( $\text{FWHM} < 1000 \text{ km s}^{-1}$ ). Entretanto, sua luz polarizada apresenta linhas largas, mostrando a assinatura do núcleo Seyfert 1 bloqueado pela estrutura de poeira prevista pelo modelo unificado (Schmidt & Miller 1985, Miller & Goodrich 1990, Tran 1995). Essa galáxia está a uma distância de  $\sim 55$  Mpc e  $1''$  equivale a 265 pc usando  $H_0 = 74 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

O espectro da Mrk 3 observado com o telescópio Spitzer, mostrado na Figura 6.2, possui uma suave absorção de silicato em  $9.7 \mu\text{m}$  e também apresenta uma grande variedade de linhas de emissão iônicas. As linhas com potencial de ionização maior que 50 eV são [Ne IV]  $7.6 \mu\text{m}$ , [Ne III]  $15.5 \mu\text{m}$ , [Ne V]  $14.3 \mu\text{m}$ , [Ne V]  $24.3 \mu\text{m}$  e [O IV]  $25.8 \mu\text{m}$ , enquanto que as linhas com menor potencial de ionização são [Ar II]  $6.98 \mu\text{m}$ , [Ar III]  $8.99 \mu\text{m}$ , [S III]  $18.7 \mu\text{m}$  e  $33.4 \mu\text{m}$ , [S IV]  $10.5 \mu\text{m}$ , [Ne II]  $12.8 \mu\text{m}$ , [P II]  $32.8 \mu\text{m}$  e [Si II]  $34.8 \mu\text{m}$ . Também apareceram linhas rotacionais do hidrogênio molecular  $\text{H}_2 0 - 0 S(3)$  em  $9.6 \mu\text{m}$  e  $\text{H}_2 0 - 0 S(1)$  em  $17.0 \mu\text{m}$ , entretanto, essa galáxia não apresenta emissão das moléculas de PAHs.

Além disso, a imagem da luz em [O III]  $\lambda 5007 \text{ \AA}$  (Schmitt et al., 2003) da Mrk 3 revela uma extensa NLR ( $\sim 4$  kpc), jatos bicônicos suavemente dobrados formando uma estrutura curvada em S (Capetti et al. 1995, 1999, Schmitt et al. 2003, Crenshaw et al. 2010) e uma grande faixa de poeira. Observações em radio dessa galáxia mostra que essa emissão está levemente inclinada com relação a posição da NLR (ver Figura 6.3.1, Kukulka et al. 1993).

Awaki et al. (2008) desenvolveram um estudo da Mrk 3 em um grande intervalo de comprimento de onda do raio-X (0.2 – 70 keV) utilizando dados do satélite *Suzaku* (ver Figura 6.20).

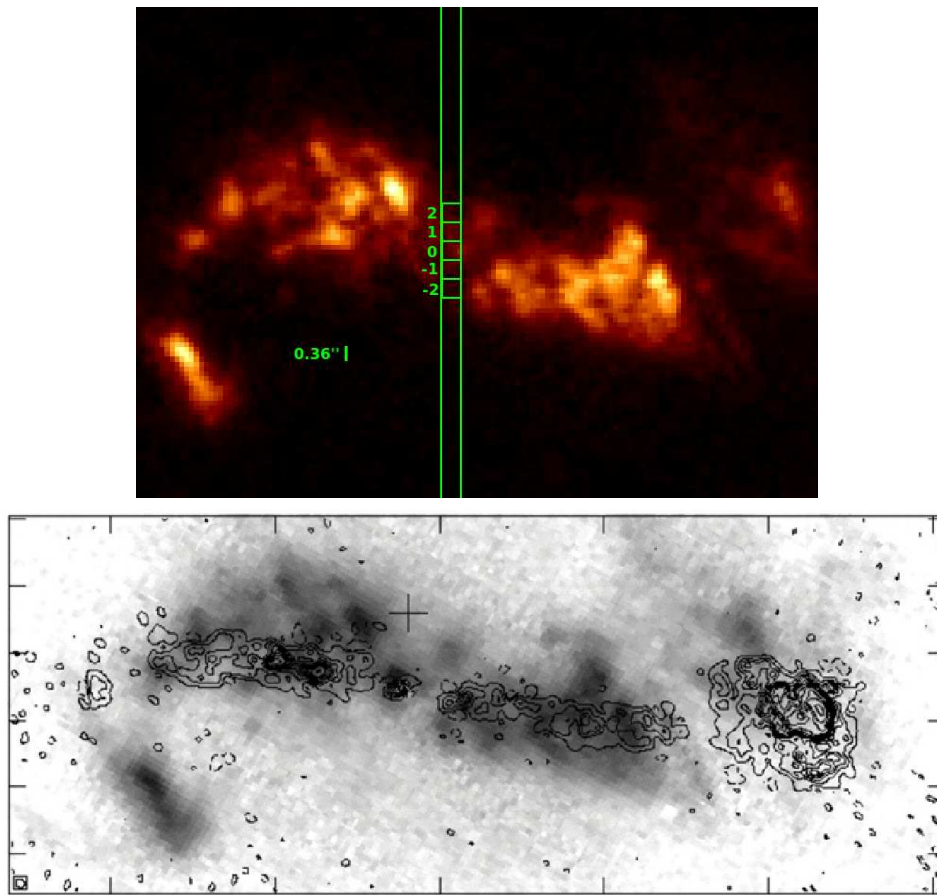


Figura 6.19: Painel superior mostra a imagem em emissão de  $[O\text{ III}]\lambda 5007\text{\AA}$  (Schmitt et al., 2003) da Mrk 3 e sobreposta está a fenda do Michelle com a posição de cada extração espectral. Painel inferior mostra um mapa de contorno em radio sobreposto a imagem de  $[O\text{ III}]\lambda 5007\text{\AA}$ . Nas duas imagens o Norte está para a cima e o Leste para a esquerda. Figura retirada do trabalho de Awaki et al. (2008) e Crenshaw et al. (2010).

Esses autores fizeram ajustes com o código XSPEC das componentes espectrais da Mrk 3 e perceberam que essa galáxia é bem obscurecida por poeira. Além disso, esses autores encontraram uma alta densidade colunar do hidrogênio ( $N_H \sim 1.1 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ) confinada nos  $\sim 50$  pc centrais da Mrk,3. Awaki et al. (2008) sugerem que Mrk 3 é uma galáxia Seyfert 2 Compton-thick, e este material, poderia ser uma assinatura do *torus* previsto pelo modelo unificado de AGNs.

O espectro de raio-X da Mrk 3 também possui muitas linhas com alto potencial de ionização (O, Ne, Mg, Si, S e Fe) e largura equivalente da linha  $K\alpha$  do ferro  $\sim 855$  eV (Awaki et al., 1991). Também encontraram uma alta luminosidade intrínseca para a Mrk 3 comparável com uma galáxia Seyfert 1 (Awaki et al. 2008, 1990). Outros trabalhos, baseados em dados de raio-X, sugerem a presença de um material muito denso que obscurece a fonte nuclear da Mrk 3, corroborando a ideia de que esta galáxia é Compton-thick (Awaki et al., 1990, Turner et al., 1997, Cappi et al., 1999).

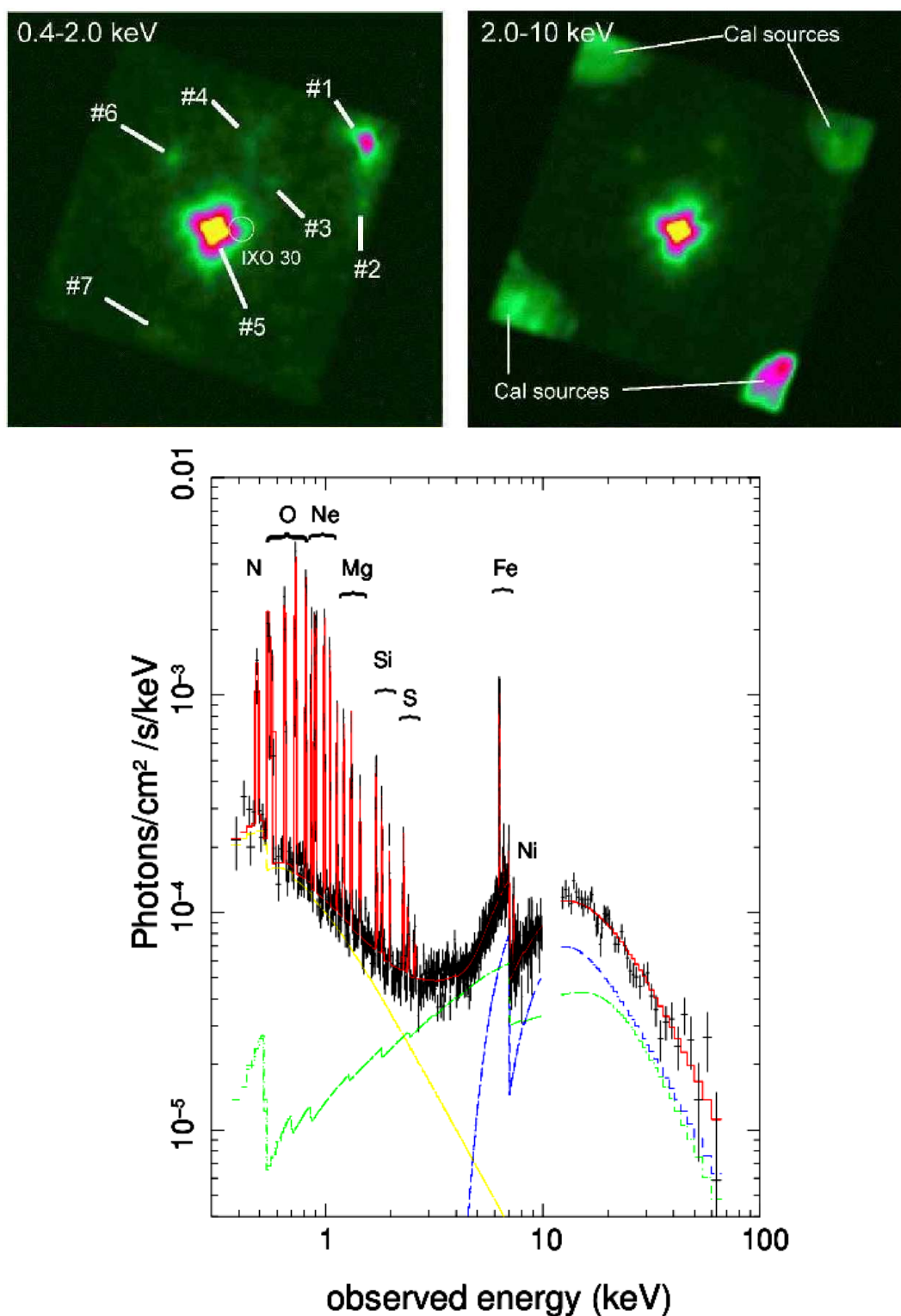


Figura 6.20: Painéis superiores mostram imagens em raio-X da Mrk 3 observados com o *Suzaku*. O painel inferior mostra o espectro em raio-X também observado com o satélite *Suzaku*. As linhas amarela, verde e azul representam as componentes do contínuo devido a transmissão, reflexão e absorção da luz, respectivamente. Linha vermelha mostra o melhor ajuste encontrado com o código XSPEC. As linhas de emissão estão indicadas. As Figuras foram retiradas do trabalho de Awaki et al. (2008).

### 6.3.1 O Espectro no Infravermelho Médio da Mrk 3

Como já discutido na seção anterior, Mrk 3 é uma galáxia Seyfert 2 que possui um material denso que bloqueia a visão direta do núcleo ativo, e este fato, à transforma em um objeto muito interessante para investigar se a poeira que aparece em absorção (silicato em  $9.7\mu\text{m}$ ) está associada ao toroide previsto pelo modelo unificado de AGNs. Assim, como no caso da NGC 3281 poderíamos, através da análise de seu espectro, verificar se o silicato está associado com a estrutura toroidal.

Para isso, fizemos observações espectroscópicas com alta resolução angular ( $0''.183/\text{pixel}$ ) da galáxia Mrk 3 usando o espectrógrafo Michelle instalado no telescópio Gemini Norte. A resolução obtida para esse objeto foi de  $48\text{ pc}/\text{pixel}$ , o qual possibilitou um estudo da distribuição radial da poeira dos  $\sim 500\text{ pc}$  centrais dessa galáxia. A Figura 6.21 mostra a fenda do Michelle sobreposta a uma imagem de aquisição da Mrk 3 na banda N. A Figura mostra que a posição da fenda está localizada sobre uma região obscura na imagem de  $[\text{O III}]\lambda 5007\text{Å}$ . O perfil de luminosidade da Mrk 3 é alargado com relação ao perfil da estrela padrão HD 45866 (ver Figura 6.21).

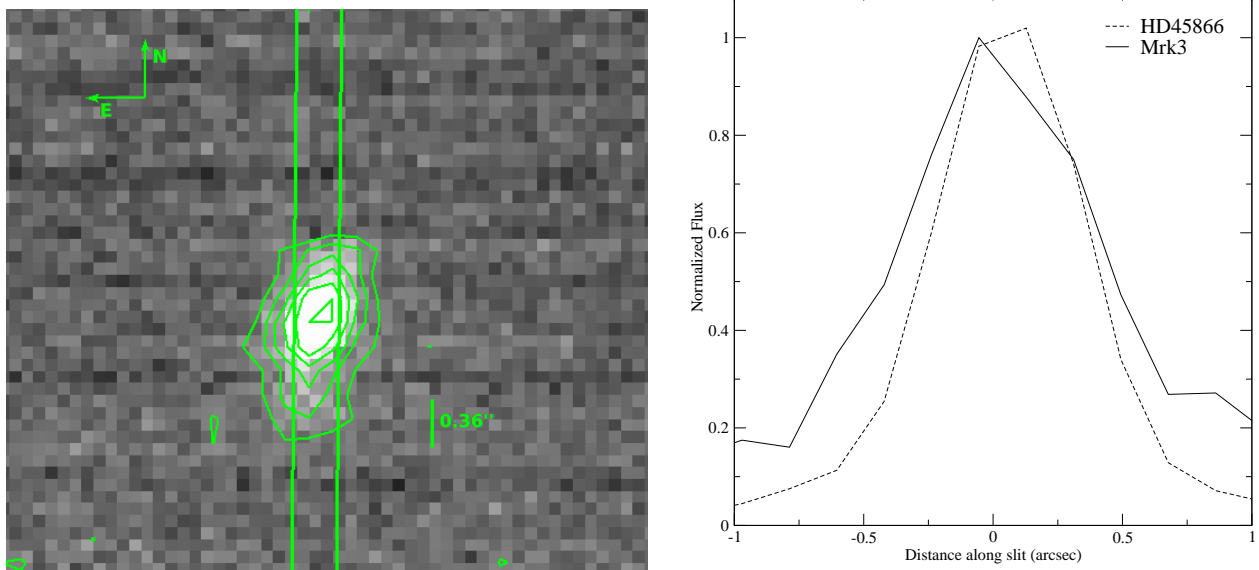


Figura 6.21: Painel à esquerda mostra a posição da fenda do espectrógrafo Michelle sobreposta a uma imagem de aquisição da Mrk 3. O pico da emissão na banda N está centrado na imagem e coincide com o núcleo ativo. Os contornos nessa imagem são lineares e cada contorno é marcado em passos de 20% relativo ao pico da emissão. Painel à direita apresenta perfis de luminosidade na banda N da Mrk 3 (linha sólida) e HD 45866 (linha pontilhada). Os fluxos foram normalizados no pico máximo da emissão.

Os espectros finais da Mrk 3 foram obtidos aplicando os passos da redução de dados descritos na Seção 3.2.2 (ver Figura 6.22). Foram extraídos 5 espectros unidimensionais com escalas espaciais de  $0''.36 \times 0''.73$ , o qual corresponde a uma área de  $\sim 95 \times 193\text{ pc}^2$  para um objeto à distancia de  $55\text{ Mpc}$  usando  $H_0 = 74\text{ km s}^{-1}\text{ Mpc}^{-1}$ . A extração central foi feita no pico

máximo da emissão do núcleo não resolvido (ver Figura 6.21) e também foram feitas extrações em 386 pc e 579 pc nas direções norte (N, do inglês *north*) e sul (S, do inglês *south*).

Podemos ver na Figura 6.22 que a característica espectral mais marcante, tanto da extração nuclear e em 386 pc nas direções N e S são as intensas linhas iônicas do [Ar III]  $8.9\mu\text{m}$ , [S IV]  $10.5\mu\text{m}$  e [Ne II]  $12.7\mu\text{m}$ . Além disso, estes espectros também mostram uma suave absorção devido a poeira de silicato em  $9.7\mu\text{m}$ . As extrações em 579 pc apresentaram muito ruído e nenhuma linha iônica. Essas informações sugerem que a poeira observada na banda N dessa galáxia está concentrada em um raio de  $\sim 386$  pc.

Outro fato interessante nos espectros da Mrk 3 (Figura 6.22) é que não detectamos emissões das moléculas de PAHs (extrações nos  $\sim 500$  pc centrais), e este comportamento, também é visto em espectros no MIR de AGNs observado com o telescópio Spitzer (ver Figura 6.23). Entretanto, o estudo apresentado no Capítulo 4, aponta que a maioria ( $\sim 80\%$ ) das galáxias Seyfert 2 apresentam ricas emissões de PAHs e não possuem absorção de silicato em seus espectros (e.g. Buchanan et al. 2006, Sales et al. 2010). Este resultado corrobora o fato de que a galáxia Mrk 3 realmente possui um núcleo obscurecido, assim como já foi notado em comprimentos de onda do raio-X (e.g. Awaki et al. 1991, 2008, Turner et al. 1997, Cappi et al. 1999).

Para estimar a intensidade aparente do silicato ( $S_{sil}$ ) da Mrk 3 usamos a Equação 6.1. Seguimos os mesmos critério já discutido na Seção 6.2.1 e os valores derivados para  $S_{sil}$  das três extrações centrais dessa galáxia estão listados na coluna 3 da Tabela 6.4.

Tabela 6.4: Quantificação da Emissão de Silicato da Mrk 3.

Position	Label	$S_{sil}$	$A_V^{app}$ mag	$\tau_{9.7}$	$A_V$ mag
386 pc S	-1	$-0.5 \pm 0.2$	$9.2 \pm 1.9$	$1.7 \pm 0.8$	$32 \pm 5$
Center	0	$-0.3 \pm 0.1$	$5.5 \pm 1.7$	$0.3 \pm 0.1$	$5.5 \pm 1.7$
386 pc N	1	$-0.2 \pm 0.1$	$4.5 \pm 1.7$	$1.4 \pm 0.5$	$26 \pm 2$

Coluna 3 lista a intensidade de silicato derivada da Equação 6.1. Coluna 4 mostra os valores da extinção aparente no visual derivados à partir dos valores de  $S_{sil}$ . Coluna 5 apresenta os valores da profundidade óptica inferidas pelo código PAHFIT e a coluna 6 são suas respectivas extinções no visual. Para determinar os valores da extinção óptica usamos o fator de conversão  $A_V^{app}/\tau_{sil} = 18.5 \pm 2$  mag proposto por Draine (2003).

Hao et al. (2007) encontraram que o valor médio de  $S_{sil}$  para as galáxias Seyfert 2 é  $-0.61$ , entretanto, o espectro extraído do núcleo não resolvido ( $0''.36 \times 0''.73$  centrais) da Mrk 3 possui um valor de  $S_{sil} = -0.31 \pm 0.1$ , o qual demonstra que essa galáxia possui a intensidade aparente do silicato menor que a média das galáxias Seyfert 2. As extrações fora do núcleo da Mrk 3 também apresentaram valores similares as do núcleo (ver Tabela 6.4).

Através da relação entre  $S_{sil}$  e  $\tau_{app}$ , podemos estimar o valor da profundidade óptica aparente (ver Equação 6.2). Além disso, também podemos derivar o valor da  $A_V^{app}$  usando o fator de conversão  $A_V^{app}/\tau_{app} = 18.5 \pm 2$  mag (Draine, 2003). Os valores derivados para Mrk 3



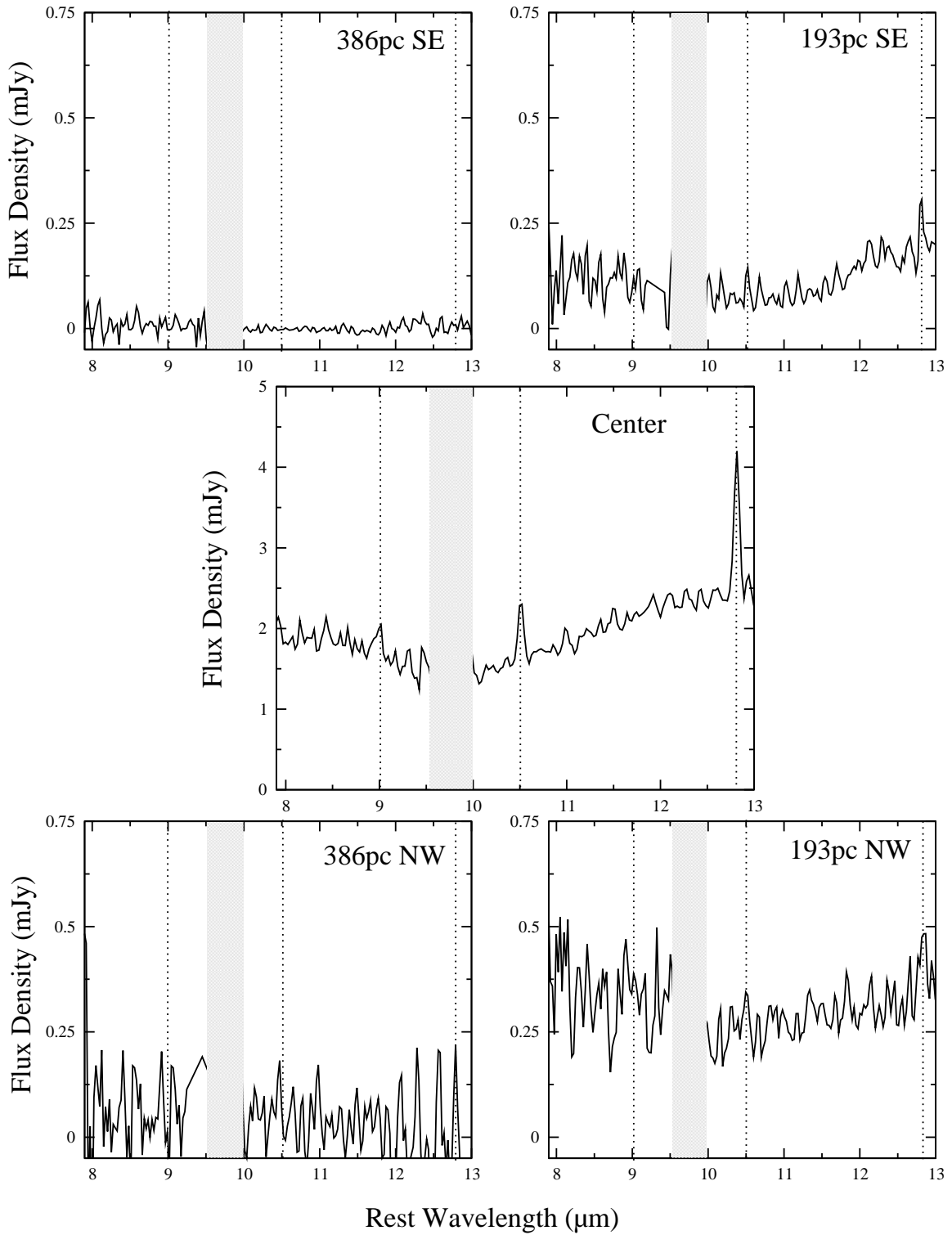


Figura 6.22: Espectros da Mrk 3 extraídos em passos de 193 pc ao longo da P.A. = 0°. As posições das extrações estão mostradas nos painéis e as linhas pontilhadas mostram as posições das linhas iônicas [Ar III] 8.9 μm, [S IV] 10.5 μm e [Ne II] 12.7 μm respectivamente. A banda telúrica de O<sub>3</sub> está representada pela área hachurada.

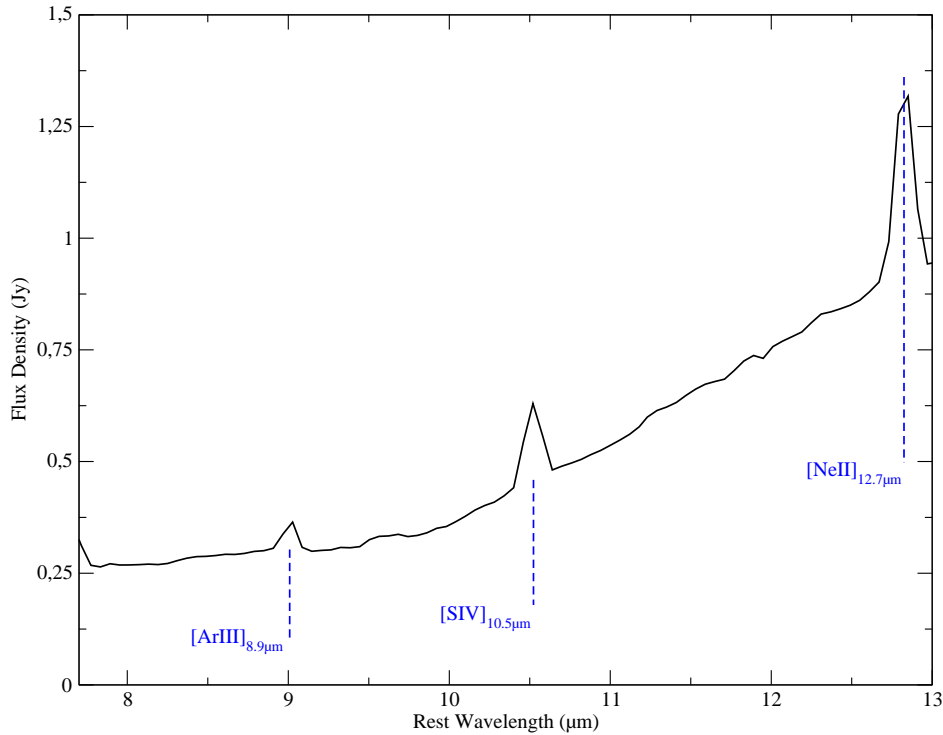


Figura 6.23: Espectro da Mrk 3 observado com o IRS à bordo do Spitzer. As linhas iônicas do [Ar III]  $8.9\mu\text{m}$ , [S IV]  $10.5\mu\text{m}$  e [Ne II]  $12.7\mu\text{m}$  estão indicadas. Essa extração seguiu os mesmos passos descritos na Seção 3.1.2.

estão listados na Tabela 6.4. A extinção de silicato derivada para a extração nuclear desta galáxia é  $A_V^{app} = 5.5 \pm 1.7$  mag.

Podemos notar, na Tabela 6.4, que a extração -1 (386 pc fora do núcleo na direção Sul) apresenta maior extinção aparente visual ( $A_V^{app} = 9.2 \pm 1.9$  mag) que a encontrada no núcleo. Isto indica que o material nessa região é mais denso que a poeira presente no núcleo.

Para derivar o valor integrado da profundidade do silicato em  $9.7\mu\text{m}$  ( $\tau_{9.7}$ ) na Mrk 3 ajustamos todos os espectros da Figura 6.22 com o código PAHFIT (Smith et al., 2007) seguindo os mesmos passos descritos na Seção 6.2.1. Como os espectros da Mrk 3 não apresentam emissão de PAHs, então, excluímos essas emissões dos ajustes. Os resultados destas decomposições estão mostrados na Figura 6.24 e os valores derivados da profundidade óptica de silicato estão listados na coluna 5 da Tabela 6.4.

Podemos perceber na Tabela 6.4 que os valores de  $\tau_{9.7}$  variam ao longo das posições radiais, sendo que a extração nuclear possui  $\tau_{9.7} = 0.3 \pm 0.1$  e a extração em 386 pc N tem  $\tau_{9.7} = 1.4 \pm 0.5$ . Ao contrário dessas extrações, o espectro da posição 386 pc S possui o valor de  $\tau_{9.7}$  levemente maior ( $\tau_{9.7} = 1.7 \pm 0.8$ ). Também estimamos os valores integrado da extinção no visual da poeira ( $A_V$ ) usando os valores de  $\tau_{9.7}$  derivados pelo código PAHFIT e o fator de conversão sugerido por Draine (2003) (ver coluna 6 da Tabela 6.4). Como o PAHFIT integra toda a banda de silicato os valores derivados com esse código são levemente maiores que os estimados com o indicador  $S_{sil}$ , que nos fornece um limite inferior da  $A_V$ . Os dois métodos utilizados para estimar  $A_V$  coincidem em apontar a região a 386 pc N como a mais extinguida.

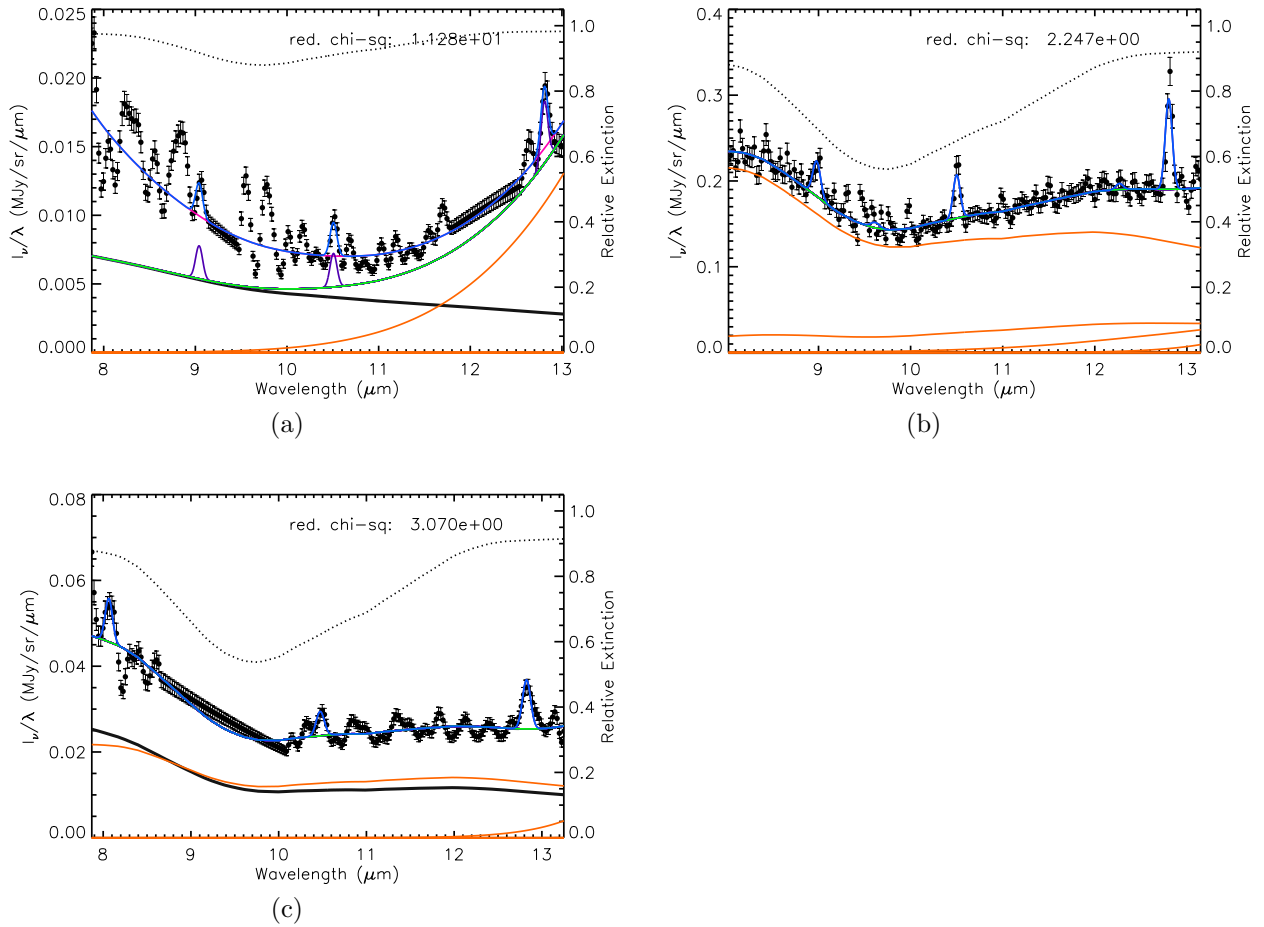


Figura 6.24: (a) decomposição do espectro na posição 130 pc SE (-1) usando o código PAHFIT. (b) e (c) são os mesmos para as extrações nuclear (0) e 130 pc NW (1), respectivamente. Os espectros observados estão representados por quadrados, as incertezas são os eixos verticais dentro desses quadrados, o qual são menores que o tamanho dos símbolos. As linhas pontilhadas preta indicam as componentes de extinção do silicato. As linhas sólidas pretas representam as componentes do contínuo térmico e a linha sólida cinza é a somatória dessas componentes. As linhas verdes são as linhas de emissão e a linha rosa representa o melhor ajuste encontrado pelo PAHFIT.

Ao compararmos os valores de  $\tau_{9.7}$  encontrados para a Mrk 3 com os valores de 83 galáxias Seyfert estudadas por Gallimore et al. (2010), percebemos que essa galáxia tem valores de  $\tau_{9.7}$  similares aos da maioria das galáxias Seyfert (ver Figura 6.9), confirmando que esse objeto possui uma densidade de poeira similar a maioria das galáxias Seyfert.

As componentes do contínuo de poeira térmica necessárias para ajustar o espectro da extração nuclear à 386 pc N é um corpo-negro com  $T = 800$  K, enquanto que o espectro da extração em 386 pc S tem uma temperatura  $T = 150$  K. Esta região mais fria possui uma absorção de silicato mais profunda e consequentemente é mais obscurecida ( $A_V = 32 \pm 5$  mag) que as extrações do núcleo e de 386 pc ao Norte. Na imagem de  $[\text{O III}]\lambda 5007\text{\AA}$  (Figura 6.3.1) e não é possível perceber um obscurecimento diferencial na emissão de  $[\text{O III}]\lambda 5007\text{\AA}$  nessa região.

### 6.3.2 O Silicato da Mrk 3 Está Associado ao Torus do Modelo Unificado de AGNs?

Para analisar as propriedades da estrutura de poeira no núcleo da Mrk 3 removemos do espectro nuclear a contribuição da região circum-nuclear e comparamos esse espectro com as SEDs teóricas dos modelos de *torus*, formado por nuvens desenvolvidos por Nenkova et al. (2002, 2008a,b, 2010),<sup>5</sup> usando a Equação 6.4 e a mesma metodologia descrita na Seção 6.2.2. Os valores dos parâmetros que resultaram no melhor ajuste do espectro descontaminado estão listados na Tabela 6.5. A Figura 6.25 mostra a SED teórica do melhor ajuste (linha vermelha) sobreposta ao espectro descontaminado (linha preta).

Tabela 6.5: Parâmetros do Torus Ajustados com o Modelo de CLUMPY para Mrk 3.

Parâmetros	Melhor Ajuste	Média 5%	Média 10%	Média 15%	Média 20%
Largura Angular do Torus ( $\sigma$ )	15°	15° ± 0°	37° ± 17°	43° ± 19°	43° ± 18°
Extensão Radial do Torus ( $Y$ )	80	83 ± 5	37 ± 37	30 ± 35	28 ± 34
Número de Nuvens no Raio Equatorial do Torus ( $N_0$ )	10	14 ± 1	14 ± 2	13 ± 2	13 ± 2
O Índice da Lei-de-Potência do Perfil Radial de Densidade ( $q$ )	0.0	0.0 ± 0	1.0 ± 1.0	1.2 ± 0.9	1.2 ± 0.9
Ângulo de Visão do Observador ( $i$ )	90°	90° ± 0°	80° ± 4°	85° ± 7°	83° ± 8°
Profundidade Óptica de Cada Nuvem ( $\tau_V$ )	30 mag	30 ± 0 mag	60 ± 22 mag	64 ± 20 mag	66 ± 20 mag
Número Total de Soluções		3	20	55	95

Colunas 2, 3, 4, 5 e 6 mostram os valores do melhor ajuste e os valores médios dos ajustes usando uma variação no  $\chi^2$  de 5%, 10%, 15% e 20% respectivamente.

Para a Mrk 3 também fizemos uma estatística analisando todos os modelos ajustados com os desvios de 5%, 10%, 15% e 20% relativo ao valor do menor  $\chi^2$ . As Figuras 6.26(a), (b), (c) e (d) mostram as SEDs teóricas desses desvios (linha pontilhada cinza) do melhor  $\chi^2$  sobrepostas ao espectro descontaminado (linha preta) da Mrk 3.

O valor médio de cada parâmetro, considerando todas as SEDs teóricas desses percentuais e seus respectivos erros, estão mostrados nas colunas 3 à 6 da Tabela 6.5. Os modelos ajustados com frações de 5%, 10%, 15% e 20% do valor do menor  $\chi^2$  resultaram num total de 3, 20, 55 e 95 SEDs teóricas respectivamente.

Os parâmetros físicos do modelo que melhor ajustou o espectro descontaminado da Mrk 3 possibilitaram a conclusão de que essa galáxia hospeda uma estrutura toroidal formada por nuvens de poeira. Este toroide possui uma extensão igual a  $R_0/R_d = 80$ , sendo que  $R_0$  e  $R_d$  são os raios externo e interno, respectivamente. Cada nuvem desse toroide, de acordo com o melhor ajuste, tem uma profundidade óptica de  $\tau_V = 30$  mag e a distribuição radial destas nuvens segue uma lei de potência da forma  $r^0$ . Segundo esse modelo existem 14 nuvens ao longo do raio equatorial desse *torus*.

De acordo com o esse modelo, o *torus* da Mrk 3 possui uma abertura angular  $\sigma = 15^\circ$  e estamos olhando na direção do equador do *torus* ( $i = 90^\circ$ ). Esses resultados corroboram com o modelo unificado de AGNs, o qual prevê a presença de uma estrutura de poeira com geometria

<sup>5</sup>Os modelos são públicos e estão disponíveis no site <http://www.pa.uky.edu/clumpy/>

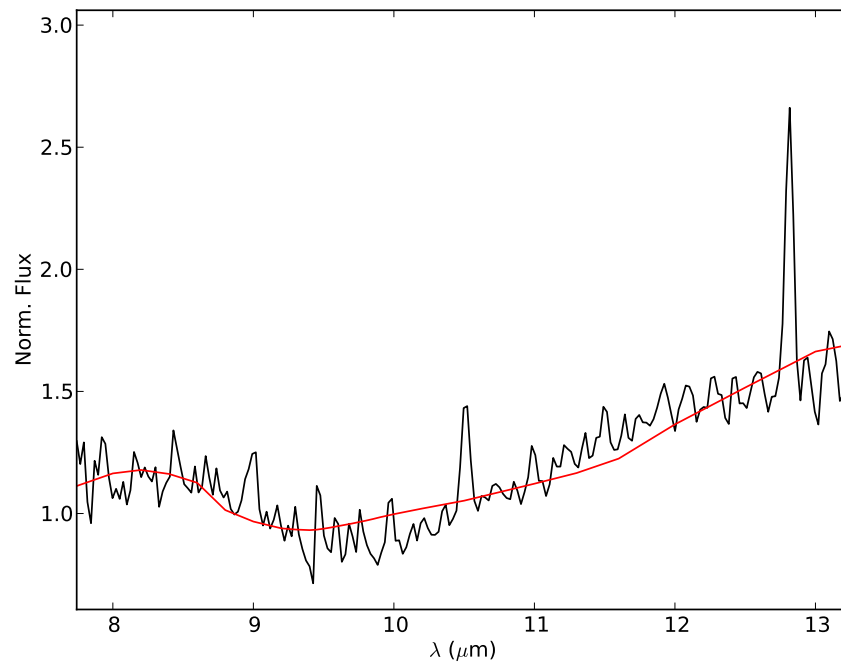


Figura 6.25: SED (linha vermelha) dos modelos de CLUMPY que melhor ajustou o espectro descontaminado (linha preta) da Mrk 3. Ambos espectros foram normalizados em  $9.0\mu\text{m}$ .

toroidal que obscurece a BLR quando estamos observando através da equador do *torus* (galáxias Seyfert 2).

Sabendo que os modelos da Nenkova et al. (2008b) assumem que a densidade colunar de uma única nuvem varia entre  $N_H \sim 10^{22} - 10^{23} \text{ cm}^{-2}$ , podemos estimar a densidade colunar de hidrogênio na linha de visada da Mrk 3 usando as Equações 6.5 e 6.6. Através disso, encontramos uma densidade colunar de hidrogênio na linha de visada da Mrk 3 de  $N_H \approx 1.4 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ . Este valor tem um bom acordo com o derivado por Awaki et al. (2008) usando observações em raio-X ( $\sim 2 \times 10^{24} \text{ cm}^{-2}$ ).

Como os parâmetros geométricos do *torus* derivados neste trabalho foi inferido através do ajuste da banda de silicato em  $9.7\mu\text{m}$ , essas informações pode indicar que a densidade colunar que absorve a luz em raio-X, que classificou a galáxia Mrk 3 como uma galáxia Compton-thick, também é a responsável pela absorção na banda de silicato. Portanto, nossos resultados mostram uma forte evidência de que a poeira de silicato poderia ser a responsável pela absorção em ambos comprimentos de onda e está distribuída em uma geometria toroidal circundando o núcleo ativo da Mrk 3.

Seguindo a equação 6.3 e adotando a temperatura de sublimação da poeira igual a 1500 K, conseguimos estimar o raio externo do *torus* como sendo  $R_0 \sim 34 \text{ pc}$ . Essa escala de tamanho é consistente com resultados obtidos de observações em raio-X por para Mrk 3 (Awaki et al., 2008).

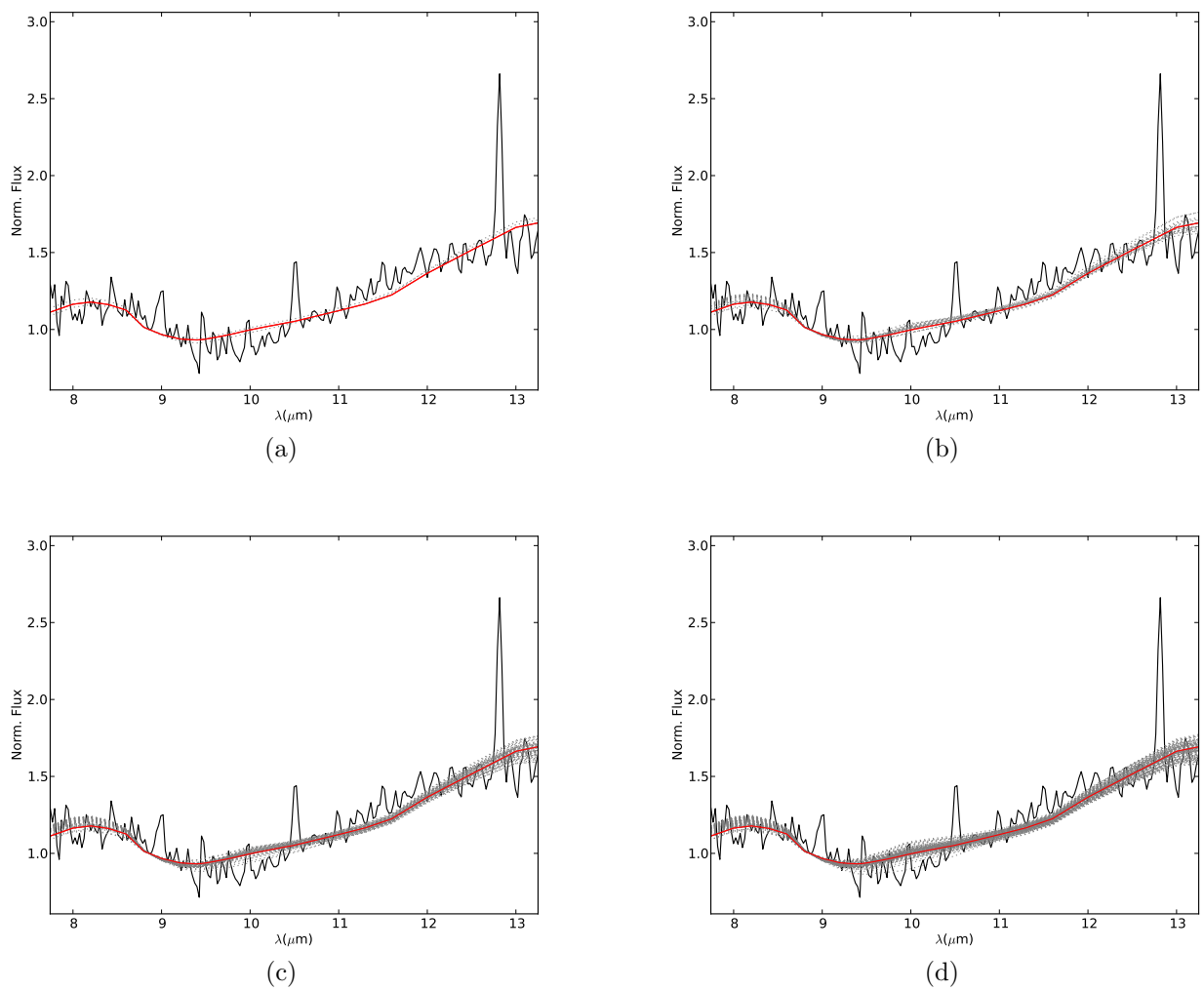


Figura 6.26: (a), (b), (c) e (d) são as SEDs dos modelos de CLUMPY que melhor ajustaram o espectro descontaminado (linha preta) da Mrk 3 com desvios de 5%, 10%, 15% e 20% relativo ao valor do menor  $\chi^2$ . Linha vermelha é a SED teórica do melhor ajuste e linhas cinzas são dos melhores ajustes. Todos os espectros foram normalizados em  $9.0 \mu\text{m}$ .

Além disso, usando o modelo que melhor ajustou o espectro da Mrk 3 encontramos que a luminosidade bolométrica da Mrk 3 é  $L_{bol} = 1.1 \times 10^{45} \text{ erg s}^{-1}$ . Entretanto, Awaki et al. (2008) derivou uma luminosidade intrínseca em 2-10 eV do AGNs da Mrk 3 como sendo  $L_{X-ray} \approx 1.6 \times 10^{43} \text{ erg s}^{-1}$ . Ao aplicar o fator de conversão de 20 sugerido por Elvis et al. (2004) no valor observado por Awaki et al. (2008), concluímos que a luminosidade em raio-X dessa galáxia é  $L_{X-ray}^{bol} \approx 3.2 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ . Este valor está em bom acordo com a luminosidade encontrada através dos ajustes dos modelos da Nenkova et al. (2008a).

## 6.4 Comparação dos Parâmetros Físicos do Torus da NGC 3281 e Mrk 3

Ao longo desse capítulo, analisamos as características espectrais na banda N das galáxias Compton-thick NGC 3281 e Mrk 3. Os espectros descontaminados (núcleo menos região circumnuclear) dessas galáxias foram comparados com  $\sim 10^6$  SEDs teóricas de modelos de *torus* formados por núvens (Nenkova et al. 2002, 2008a,b). A Tabela 6.6 lista os parâmetros encontrados com o melhor modelo ajustado nos espectros da NGC 3281 e Mrk 3.

Para ilustrar as propriedades geométricas dos *torus* dessas galáxias, foram construídas figuras com os parâmetros geométricos  $\sigma$ ,  $Y$  e  $i$  desses *torus* (ver Figura 6.27). Podemos perceber, através dessa Figura e da Tabela 6.6, que os *torus* dessas galáxias possuem estruturas geométricas bem diferentes.

NGC 3281 possui a estrutura toroidal menor ( $R_0 \sim 11 \text{ pc}$ ), porém seu ângulo de abertura é grande ( $\sigma = 70^\circ$ ) com 10 nuvens no equador do *torus* distribuídas em uma lei de potência na forma  $r^{-1}$ , o qual indica que esse *torus* é mais denso na região próxima do núcleo ativo. O contrário acontece com a Mrk 3, cuja estrutura toroidal mais extensa ( $R_0 \sim 34 \text{ pc}$ ) e tem um ângulo de abertura  $\sigma = 15^\circ$  com 14 nuvens no equador do *torus* distribuídas linearmente, indicando que as nuvens são distribuídas uniformemente nessa estrutura.

Para calcular os valores da  $A_V^{obs}$  na linha de visado do observador  $i$ , usamos os parâmetros do *torus* fornecidos pelos modelos na seguinte equação

$$A_V = 1.086 N_0 \tau_V e^{-\left[\frac{(i-90)^2}{\sigma^2}\right]}. \quad (6.7)$$

Com esse cálculo encontramos  $A_V = 506 \text{ mag}$  para a galáxia NGC 3281 e  $A_V = 456 \text{ mag}$  para a galáxia Mrk 3. Este resultado pode explicar o fato da absorção de silicato em  $9.7 \mu\text{m}$  ser mais profunda na galáxia NGC 3281 do que a Mrk 3.

De fato, analisando os valores de  $A_V$  derivados com o código PAHFIT, o qual integra toda a absorção de silicato em  $9.7 \mu\text{m}$ , constatamos que a poeira na galáxia NGC 3281 é mais densa ( $\rho = 7.1 \times 10^{-21} \text{ kg m}^{-3}$ ) que na galáxia Mrk 3 ( $\rho = 1.6 \times 10^{-22} \text{ kg m}^{-3}$ ). Essas densidades foram derivadas usando a Equação ??, onde os valores de  $\tau_{9.7}$  foram ajustados pelo

código PAHFIT e o valor do coeficiente de absorção por unidade de massa ( $\kappa = 315 \text{ m}^2 \text{ kg}^{-1}$ ) do silicato  $\text{MgSiO}_3$  amorfo em  $9.7 \mu\text{m}$  retiramos da Tabela 5.1 de Whittet (2003).

É importante lembrar que a modelagem do perfil de silicato em  $9.7 \mu\text{m}$  usando as SEDs teóricas da Nenkova et al. (2008a) consegue recuperar os valores observados em raio-X da densidade colunar ( $N_H$ ), raio do *torus* ( $R_0$ ) e  $L_{X\text{-ray}}^{bol}$  dessas galáxias. Portanto, esses resultados sugerem que a poeira em absorção ( $9.7 \mu\text{m}$ ) está distribuída em uma geometria toroidal formada por nuvens corroborando a ideia do modelo unificado de AGN, porém as características geométricas dos *torus* das duas galáxias são bem diferentes.

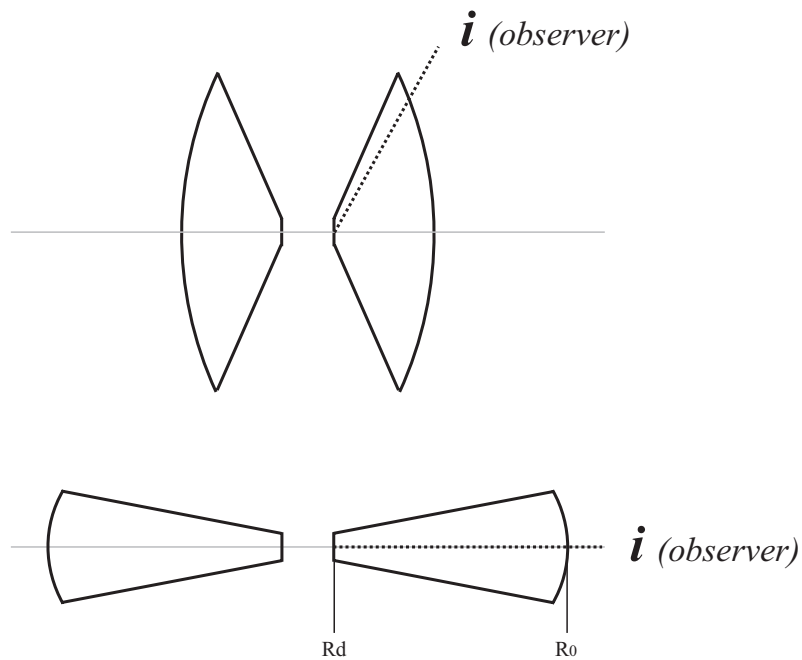


Figura 6.27: No topo ilustração representativa do *torus* da galáxia NGC 3281 e na base para a galáxia Mrk 3.

Tabela 6.6: Parâmetros dos Torus das Galáxias NGC 3281 e Mrk 3.

Parâmetros	NGC 3281	Mrk 3
Largura Angular do Torus ( $\sigma$ )	$70^\circ$	$15^\circ$
Extensão Radial do Torus ( $Y$ )	20	80
Número de Nuvens no Raio Equatorial do Torus ( $N_0$ )	10	14
O Índice da Lei-de-Potência do Perfil Radial de Densidade ( $q$ )	1.0	0.0
Ângulo de Visão do Observador ( $i$ )	$60^\circ$	$90^\circ$
Profundidade Óptica de Cada Nuvem ( $\tau_V$ )	40 mag	40 mag



# Capítulo 7

## Conclusões

Ao longo deste trabalho realizamos uma análise detalhada das propriedades espectroscópicas no MIR de uma amostra com 186 objetos que contém: 98 AGNs, 15 deles foram estudados pela primeira vez, 88 regiões H II extragalácticas e 22 galáxias Starburst. A base de dados deste estudo é formada de espectros públicos observados com o telescópio espacial Spitzer no intervalo entre  $5.2\mu\text{m}$  e  $38\mu\text{m}$ . Também estudamos cinco galáxias Seyfert com dados de alta resolução espacial observados com o telescópio Gemini.

Os contínuos dos 15 novos AGNs mostraram um excesso em comprimentos de onda maiores que  $\sim 15\mu\text{m}$  e puderam ser ajustados com distribuições de Planck com temperaturas entre  $T = 150$  e  $300\text{K}$ . As galáxias Seyfert 2 NGC 3786, NGC 5728, NGC 7682, Mrk 471, Mrk 609, Mrk 622, Mrk 883, Mrk 1066 e Mrk 883, assim como as galáxias Seyfert 1 Mrk 334 e NGC 4748 apresentam intensas bandas de PAHs e contínuo avermelhado. As galáxias Seyfert 2 NGC 1275, NGC 2622 e Mrk 3 e a Seyfert 1 Mrk 478 possuem o contínuo do tipo lei de potência e fracas bandas de PAHs. A galáxia Seyfert 1 Mrk 279 apresenta um contínuo quebrado em  $\sim 20\mu\text{m}$  e emissão de silicato em  $9.7\mu\text{m}$ . De modo geral, o comportamento do contínuo encontrado nesses objetos também é observado em outros AGNs.

Ao analisar a frequência das linhas de emissão iônicas e moleculares, verificamos que todas as galáxias Starburst e a maioria das galáxias Seyfert 2 ( $\sim 80\%$ ) apresentam bandas de PAHs em  $6.2$ ,  $7.7$ ,  $8.6$ ,  $11.3$  e  $12.7\mu\text{m}$  e as linhas de emissão proibidas do [Si II]  $34.8\mu\text{m}$ , [Ar II]  $6.9\mu\text{m}$ , [S III]  $18.7$  e  $33.4\mu\text{m}$ . Entretanto, somente cerca de  $50\%$  das galáxias Seyfert 1 apresentam bandas de PAHs em  $6.2\mu\text{m}$  e  $8.6\mu\text{m}$  e  $\sim 80\%$  delas possuem bandas de PAHs em  $7.7\mu\text{m}$ ,  $11.3\mu\text{m}$  e  $12.7\mu\text{m}$ . Além disso, observamos que as linhas com alto potencial de ionização [Ne V]  $14.3\mu\text{m}$  e [O IV]  $25.8\mu\text{m}$  são as linhas mais comuns no espectro do MIR das galáxias Seyfert 1.

Construímos diagramas de diagnóstico com as bandas de PAHs para compreender melhor as propriedades físicas dessas moléculas em AGNs e Starburst. Ao analisar o diagrama de diagnóstico  $6.2\mu\text{m}/7.7\mu\text{m} \times 11.3\mu\text{m}/7.7\mu\text{m}$  junto com os modelos teóricos de Draine & Li (2001), concluímos que as moléculas de PAHs em AGNs são maiores ( $> 180$  átomos de carbono) que as encontradas em galáxias Starburst e regiões HII ( $< 180$  átomos de carbono). Também

concluimos a partir desse diagrama que os AGNs possuem alta fração de PAHs ionizados, enquanto que nas galáxias Starburst os PAHs tem baixo grau de ionização.

O diagrama de diagnóstico com as razões  $7.7\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  e  $7.7\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$  nos permitiu separar as galáxias pelo tipo de atividade (Starburst ou AGNs) e também nos permitiu concluir que, em média, as galáxias Seyfert possuem moléculas de PAHs ionizados e maiores que das galáxias Starburst. Por outro lado, o diagrama de diagnóstico das razões  $6.2\mu\text{m}/11.3\mu\text{m}$  e  $6.2\mu\text{m}/8.6\mu\text{m}$  não consegue separar as galáxias por tipo de atividade. Isso corrobora o fato que a emissão dos PAHs em  $6.2\mu\text{m}$  é oriunda das moléculas pequenas (Bauschlicher et al., 2008) e essas estariam sendo destruídas pelo intenso campo de radiação vindo do núcleo ativo. Nenhum dos três diagramas de diagnósticos separam as galáxias Seyfert 1 das galáxias Seyfert 2.

O resultado mais importante derivado da análise das bandas de PAHs é que a razão das intensidades das linhas  $7.7\mu\text{m}$  e  $11.3\mu\text{m}$  (PAH ionizado para neutro) não depende da dureza do campo de radiação, inferida a partir da razão de linhas  $[\text{Ne III}]15.5\mu\text{m}/[\text{Ne II}]12.8\mu\text{m}$ . Foi feito pela primeira vez na literatura o diagrama  $[\text{Ne III}]15.5\mu\text{m}/[\text{Ne II}]12.8\mu\text{m}$  versus EWs das bandas de PAH em  $7.7\mu\text{m}$  e  $11.3\mu\text{m}$  para investigar o comportamento dessas moléculas no campo de radiação de AGNs e Starburst. Verificamos que as bandas de PAHs nas galáxias Seyfert 1 possuem EWs aproximadamente constantes para  $[\text{Ne III}]/[\text{Ne II}] \leq 0.8$  e caem rapidamente com o aumento da dureza do campo de radiação. Nas galáxias Starburst, as EWs dos PAHs são constantes com o aumento da dureza do campo de radiação e nas galáxias Seyfert 2, encontram-se distribuídas entre a região das galáxias Seyfert 1 e Starburst. Esses resultados mostram que as moléculas ionizadas ( $7.7\mu\text{m}$ ) e neutras ( $11.3\mu\text{m}$ ) são mais destruídas quanto maior for a dureza do campo de radiação.

A fim de esclarecer se as bandas de PAHs se originam nas regiões de formação estelar próximas do núcleo ativo ou se elas podem sobreviver nas regiões internas ( $< 100\text{ pc}$ ) ao AGN, apresentamos um estudo da natureza e distribuição radial do material associado à região próxima do núcleo ativo de três AGNs com formação estelar circum-nuclear (NGC 1808, NGC 1365 e NGC 3227) e de duas galáxias com intensa emissão em raio-X (NGC 3281 e Mrk 3). Para isso, usamos espectros com alta resolução espacial observados com os instrumentos T-ReCS ( $0.09''/\text{pixel}$ ) e Michelle ( $0.183''/\text{pixel}$ ) instalados nos telescópios Gemini Sul e Norte, respectivamente.

Verificamos que os espectros observados com o Gemini das galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3 tem o mesmo comportamento que aqueles observados com o Spitzer. Entretanto, as bandas de PAHs são mais intensas nos espectros observados com o Spitzer que com o Gemini. Isso sugere que a maior parte da emissão dos PAHs nos espectros observados com o Spitzer são originadas nas regiões de formação estelar circum-nucleares dessas galáxias. Este fato concorda com resultados prévios que sugerem que PAHs podem ser usados como indicador de formação estelar (e.g. Allamandola et al. 1999, Peeters et al. 2002, Tielens 2008) e também indica que os PAHs podem sobreviver próximos do núcleo ativo, pois é possível

observar a emissão dessas moléculas nos 26, 42 e 55 parsec centrais das galáxias NGC 1808, NGC 1365 e NGC 3227, respectivamente.

As galáxias com intensa emissão de raio-X (NGC 3281 e Mrk3) apresentam bandas de absorção em  $9.7\mu\text{m}$  devidas ao silicato nos dados do Spitzer e do Gemini, porém não apresentam bandas de PAHs. A ausência das linhas de PAHs pode indicar que essas galáxias não possuem essas moléculas e/ou não existem fontes ionizantes para excitá-las.

A análise desenvolvida usando espectros com alta resolução espacial (Capítulo 5) sugere que independentemente do tipo da galáxia da nossa amostra, Seyfert 1 ou Seyfert 2, a emissão das moléculas de PAHs aparece apenas nas galáxias que possuem componente starburst próximas do núcleo ativo. Além disso, as galáxias Seyfert ricas em poeira apresentam absorção por silicato em  $9.7\mu\text{m}$  e ausência de emissão de PAHs. Esses resultados nos possibilitam concluir que estrelas seriam as responsáveis pela excitação dessas moléculas, o que concorda com os estudos de Siebenmorgen et al. (2004), Tielens (2008), Bauschlicher et al. (2010), Peters et al. (2002). A detecção das bandas de PAHs próximas do núcleo ativo sugere que essas moléculas podem sobreviver próximas do AGN.

Calculamos as massas de poeira que emitem no espectro contínuo da banda N ( $T = 290\text{ K}$ ) das galáxias NGC 1808, NGC 1365, NGC 3227, NGC 3281 e Mrk 3, encontramos valores entre  $M_g = 2.7 \times 10^3 M_\odot$  e  $M_g = 1.0 \times 10^7 M_\odot$ . A galáxia Seyfert 1 NGC 3227 foi a que apresentou menor massa de poeira, corroborando a ideia do modelo unificado, pois nas galáxias Seyfert 1 observamos a emissão das regiões internas ao *torus* (mais quentes), enquanto que em Seyfert 2 vemos a radiação da poeira das regiões mais externas do *torus*, portanto, mais frias.

No Capítulo 6, apresentamos pela primeira vez na literatura uma análise sobre a estrutura da poeira encontrada nos núcleos Compton-thick das galáxias Seyfert 2 NGC 3281 e Mrk 3. A característica espectral no MIR mais marcante de ambas galáxias é a absorção por silicato em  $9.7\mu\text{m}$ . Foi possível perceber que o núcleo da galáxia NGC 3281 tem essa absorção mais intensa ( $\tau_{9.7} = 4.5 \pm 0.7$ ) que à galáxia Mrk 3 ( $\tau_{9.7} = 0.3 \pm 0.1$ ), o que corresponde a uma extinção visual de  $A_V = 83 \pm 22\text{ mag}$  e  $A_V = 5.5 \pm 1.7\text{ mag}$  respectivamente. Além disso, a NGC 3281 possui uma profundidade óptica em  $9.7\mu\text{m}$  ( $\tau_{9.7}$ ) muito maior que a maioria das galáxias Seyfert, enquanto que a Mrk 3 possui um valor médio para essa grandeza.

As galáxias NGC 3281 e Mrk 3 são objetos que possuem núcleos extremamente obscurecidos ( $N_H > 10^{24}\text{ cm}^{-2}$ ), fazendo delas objetos muito interessante para investigar se a poeira que aparece em absorção em  $9.7\mu\text{m}$  está associada a poeira do *torus* do modelo unificado. Portanto, ajustamos o espectro nuclear descontaminado dessas galáxias às SEDs teóricas de modelos de *torus* formados por nuvens (Nenkova et al., 2008a) e concluimos que essas galáxias hospedam uma estrutura toroidal formada por nuvens de poeira.

Comparamos os parâmetros geométricos do *torus* das galáxias NGC 3281 e Mrk 3 e encontramos que essas galáxias possuem *torus* com estruturas geométricas bem diferentes. Enquanto, a NGC 3281 possui um *torus* pequeno ( $R_0 \sim 11\text{ pc}$ ) com uma grande abertura angular ( $\sigma = 70^\circ$ ) e mais denso na região próxima do núcleo ativo, a galáxia Mrk 3 tem a estrutura

toroidal mais extensa ( $R_0 \sim 34$  pc) e ângulo de abertura menor ( $\sigma = 15^\circ$ ) com 14 nuvens no equador do *torus* distribuídas uniformemente nessa estrutura. Através desse modelo conseguimos recuperar os valores da densidade colunar de hidrogênio ( $N_H$ ), luminosidade bolométrica em raio-X ( $L_{X-ray}^{bol}$ ) e EW da linha  $K\alpha$  do ferro em 6.4 keV inferida de observações em raio-X, que classificaram as galáxias NGC 3281 e Mrk 3 como uma fonte Compton-thick. Esses resultados sugerem que a poeira em absorção ( $9.7\mu\text{m}$ ) está distribuída em uma geometria toroidal formada por nuvens e também é responsável pela absorção e espalhamento da luz em raio-X entre 2–10 keV.

Finalmente salientamos que as observações no MIR de galáxias ativas permitiram estudos inéditos das propriedades físicas das bandas de PAHs e grãos de silicato excitados pelo campo de radiação de AGNs e Starburst.

# Apêndice A

## Artigos publicados

### A.1 Sales; Pastoriza & Riffel (2010)

## **A.2 Sales; Pastoriza; Riffel; et al. (2011)**

# Referências

- [1] ADAMS, T. F. A Survey of the Seyfert Galaxies Based on Large-Scale Image-Tube Plates. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 33, p. 19, Jan. 1977.
- [2] ALLAMANDOLA, L. J.; HUDGINS, D. M.; SANDFORD, S. A. Modeling the Unidentified Infrared Emission with Combinations of Polycyclic Aromatic Hydrocarbons. **apjl**, v. 511, p. L115–L119, Feb. 1999.
- [3] ALLAMANDOLA, L. J.; TIELENS, A. G. G. M.; BARKER, J. R. Polycyclic aromatic hydrocarbons and the unidentified infrared emission bands - Auto exhaust along the Milky Way. **Astrophysical Journal Letters**, v. 290, p. L25–L28, Mar. 1985.
- [4] ALLAMANDOLA, L. J.; TIELENS, A. G. G. M.; BARKER, J. R. Interstellar polycyclic aromatic hydrocarbons - The infrared emission bands, the excitation/emission mechanism, and the astrophysical implications. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 71, p. 733–775, Dec. 1989.
- [5] ALONSO-HERRERO, A.; RAMOS ALMEIDA, C.; MASON, R.; ASENSIO RAMOS, A.; ROCHE, P. F.; LEVENSON, N. A.; ELITZUR, M.; PACKHAM, C.; RODRÍGUEZ ESPINOSA, J. M.; YOUNG, S.; DÍAZ-SANTOS, T.; PÉREZ-GARCÍA, A. M. Torus and Active Galactic Nucleus Properties of Nearby Seyfert Galaxies: Results from Fitting Infrared Spectral Energy Distributions and Spectroscopy. **Astrophysical Journal**, v. 736, p. 82, Aug. 2011.
- [6] ANTONUCCI, R. Unified models for active galactic nuclei and quasars. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 31, p. 473–521, 1993.
- [7] ANTONUCCI, R. R. J.; MILLER, J. S. Spectropolarimetry and the nature of NGC 1068. **Astrophysical Journal**, v. 297, p. 621–632, Oct. 1985.
- [8] ARNAUD, K. A. XSPEC: The First Ten Years. In: **ASTRONOMICAL DATA ANALYSIS SOFTWARE AND SYSTEMS V**, G. H. Jacoby & J. Barnes, , editor, v. 101 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 17, 1996.

- [9] AWAKI, H.; ANABUKI, N.; FUKAZAWA, Y.; GALLO, L. C.; IKEDA, S.; ISOBE, N.; ITOH, T.; KUNIEDA, H.; MAKISHIMA, K.; MARKOWITZ, A.; MINIUTTI, G.; MIZUNO, T.; OKAJIMA, T.; PTAK, A.; REEVES, J. N.; TAKAHASHI, T.; TERASHIMA, Y.; YAQOOB, T. Wide-Band Spectroscopy of the Compton Thick Seyfert2 Galaxy Markarian 3 with Suzaku. **Publications of the Astronomical Society of Japan**, v. 60, p. 293, Jan. 2008.
- [10] AWAKI, H.; KOYAMA, K.; INOUE, H.; HALPERN, J. P. X-ray implications of a unified model of Seyfert galaxies. **Publications of the Astronomical Society of Japan**, v. 43, p. 195–212, Apr. 1991.
- [11] AWAKI, H.; KOYAMA, K.; KUNIEDA, H.; TAWARA, Y. X-ray evidence of an obscured nucleus in the type 2 Seyfert galaxy Mkn3. **Nature**, v. 346, p. 544, Aug. 1990.
- [12] BAKES, E. L. O.; TIELENS, A. G. G. M. The photoelectric heating mechanism for very small graphitic grains and polycyclic aromatic hydrocarbons. **Astrophysical Journal**, v. 427, p. 822–838, Jun. 1994.
- [13] BARVAINIS, R. Hot dust and the near-infrared bump in the continuum spectra of quasars and active galactic nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 320, p. 537–544, Sep. 1987.
- [14] BASSANI, L.; DADINA, M.; MAIOLINO, R.; SALVATI, M.; RISALITI, G.; DELLA CECA, R.; MATT, G.; ZAMORANI, G. A Three-dimensional Diagnostic Diagram for Seyfert 2 Galaxies: Probing X-Ray Absorption and Compton Thickness. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 121, p. 473–482, Apr. 1999.
- [15] BAUM, S. A.; GALLIMORE, J. F.; O’DEA, C. P.; BUCHANAN, C. L.; NOEL-STORR, J.; AXON, D. J.; ROBINSON, A.; ELITZUR, M.; DORN, M.; STAUDAHER, S. Infrared Diagnostics for the Extended 12  $\mu\text{m}$  Sample of Seyferts. **apj**, v. 710, p. 289–308, Feb. 2010.
- [16] BAUSCHLICHER, C. W., JR.; BOERSMA, C.; RICCA, A.; MATTIODA, A. L.; CAMI, J.; PEETERS, E.; SÁNCHEZ DE ARMAS, F.; PUERTA SABORIDO, G.; HUDGINS, D. M.; ALLAMANDOLA, L. J. The NASA Ames Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Infrared Spectroscopic Database: The Computed Spectra. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 189, p. 341–351, Aug. 2010.
- [17] BAUSCHLICHER, C. W., JR.; PEETERS, E.; ALLAMANDOLA, L. J. The Infrared Spectra of Very Large, Compact, Highly Symmetric, Polycyclic Aromatic Hydrocarbons (PAHs). **apj**, v. 678, p. 316–327, May 2008.
- [18] BECKE, A. D. Density-functional thermochemistry. III. The role of exact exchange. **The Journal of Chemical Physics**, v. 98, p. 5648–5652, Apr. 1993.



- [19] BERNARD-SALAS, J.; SPOON, H. W. W.; CHARMANDARIS, V.; LEBOUTEILLER, V.; FARRAH, D.; DEVOST, D.; BRANDL, B. R.; WU, Y.; ARMUS, L.; HAO, L.; SLOAN, G. C.; WEEDMAN, D.; HOUCK, J. R. A Spitzer High-resolution Mid-Infrared Spectral Atlas of Starburst Galaxies. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 184, p. 230–247, Oct. 2009.
- [20] BERNSTEIN, R. A.; FREEDMAN, W. L.; MADORE, B. F. The First Detections of the Extragalactic Background Light at 3000, 5500, and 8000 Å. III. Cosmological Implications. **Astrophysical Journal**, v. 571, p. 107–128, May 2002.
- [21] BLANDFORD, R. D.; REES, M. J. Some comments on radiation mechanisms in Lacer-tids. In: BL LAC OBJECTS, A. M. Wolfe, , editor, p. 328–341, 1978.
- [22] BOECHAT-ROBERTY, H. M.; NEVES, R.; PILLING, S.; LAGO, A. F.; DE SOUZA, G. G. B. Dissociation of the benzene molecule by ultraviolet and soft X-rays in circums-tellar environment. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 394, p. 810–817, Apr. 2009.
- [23] BOHLIN, R. C.; SAVAGE, B. D.; DRAKE, J. F. A survey of interstellar H I from L-alpha absorption measurements. II. **Astrophysical Journal**, v. 224, p. 132–142, Aug. 1978.
- [24] BOHREN, C. F.; HUFFMAN, D. R. **Absorption and scattering of light by small particles**: 1983.
- [25] BORGHESI, A.; BUSSOLETTI, E.; COLANGELI, L. Amorphous carbon and the uni-identified infrared bands. **Astrophysical Journal**, v. 314, p. 422–428, Mar. 1987.
- [26] BOULANGER, F.; PERAULT, M. Diffuse infrared emission from the galaxy. I - Solar neighborhood. **Astrophysical Journal**, v. 330, p. 964–985, Jul. 1988.
- [27] BOWEY, J. E.; ADAMSON, A. J. A mineralogy of extrasolar silicate dust from 10- $\mu$ m spectra. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 334, p. 94–106, Jul. 2002.
- [28] BOWEY, J. E.; ADAMSON, A. J.; WHITTET, D. C. B. The 10- $\mu$ m profile of molecular-cloud and diffuse ISM silicate dust. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 298, p. 131–138, Jul. 1998.
- [29] BRANDL, B. R.; BERNARD-SALAS, J.; SPOON, H. W. W.; DEVOST, D.; SLOAN, G. C.; GUILLES, S.; WU, Y.; HOUCK, J. R.; WEEDMAN, D. W.; ARMUS, L.; AP-PLETON, P. N.; SOIFER, B. T.; CHARMANDARIS, V.; HAO, L.; HIGDON, J. A.; MARSHALL, S. J.; HERTER, T. L. The Mid-Infrared Properties of Starburst Galaxies from Spitzer-IRS Spectroscopy. **Astrophysical Journal**, v. 653, p. 1129–1144, Dec. 2006.

- [30] BUCHANAN, C. L.; GALLIMORE, J. F.; O'DEA, C. P.; BAUM, S. A.; AXON, D. J.; ROBINSON, A.; ELITZUR, M.; ELVIS, M. Spitzer IRS Spectra of a Large Sample of Seyfert Galaxies: A Variety of Infrared Spectral Energy Distributions in the Local Active Galactic Nucleus Population. **Astronomical Journal**, v. 132, p. 401–419, Jul. 2006.
- [31] BURTSCHER, L.; JAFFE, W.; RABAN, D.; MEISENHEIMER, K.; TRISTRAM, K. R. W.; RÖTTGERING, H. Dust Emission from a Parsec-Scale Structure in the Seyfert 1 Nucleus of NGC 4151. **Astrophysical Journal Letters**, v. 705, p. L53–L57, Nov. 2009.
- [32] CAPETTI, A.; AXON, D. J.; MACCHETTO, F. D.; MARCONI, A.; WINGE, C. The Origin of the Narrow-Line Region of Markarian 3: an Overpressured Jet Cocoon. **Astrophysical Journal**, v. 516, p. 187–194, May 1999.
- [33] CAPETTI, A.; MACCHETTO, F.; AXON, D. J.; SPARKS, W. B.; BOKSENBERG, A. The Morphology of the Narrow-Line Region of Markarian 3. **Astrophysical Journal**, v. 448, p. 600, Aug. 1995.
- [34] CAPPI, M.; BASSANI, L.; COMASTRI, A.; GUAINAZZI, M.; MACCACARO, T.; MALAGUTI, G.; MATT, G.; PALUMBO, G. G. C.; BLANCO, P.; DADINA, M.; DAL FIUME, D.; DI COCCO, G.; FABIAN, A. C.; FRONTERA, F.; MAIOLINO, R.; PIRO, L.; TRIFOGLIO, M.; ZHANG, N. BeppoSAX observations of MKN 3: Piercing through the torus of a Seyfert 2 galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 344, p. 857–867, Apr. 1999.
- [35] COHEN, M.; WALKER, R. G.; CARTER, B.; HAMMERSLEY, P.; KIDGER, M.; NOGUCHI, K. Spectral Irradiance Calibration in the Infrared. X. A Self-Consistent Radiometric All-Sky Network of Absolutely Calibrated Stellar Spectra. **Astronomical Journal**, v. 117, p. 1864–1889, Apr. 1999.
- [36] COMASTRI, A. Compton-Thick AGN: The Dark Side of the X-Ray Background. In: SUPERMASSIVE BLACK HOLES IN THE DISTANT UNIVERSE, A. J. Barger, , editor, v. 308 of **Astrophysics and Space Science Library**, p. 245, Aug. 2004.
- [37] CRENSHAW, D. M.; KRAEMER, S. B.; SCHMITT, H. R.; JAFFÉ, Y. L.; DEO, R. P.; COLLINS, N. R.; FISCHER, T. C. The Geometry of Mass Outflows and Fueling Flows in the Seyfert 2 Galaxy MRK 3. **Astronomical Journal**, v. 139, p. 871–877, Mar. 2010.
- [38] DARBON, S.; ZAVAGNO, A.; PERRIN, J.-M.; SAVINE, C.; DUCCI, V.; SIVAN, J.-P. Extended red emission and unidentified infrared bands in the galactic compact H II region Sh 152. **Astronomy and Astrophysics**, v. 364, p. 723–731, Dec. 2000.
- [39] DAY, K. L. Mid-infrared optical properties of vapor-condensed magnesium silicates. **Astrophysical Journal**, v. 234, p. 158–161, Nov. 1979.

- [40] DAY, K. L. Infrared Extinction of Amorphous Iron Silicates. **Astrophysical Journal**, v. 246, p. 110–+, May 1981.
- [41] DEBYE, P. Der Lichtdruck auf Kugeln von beliebigem Material. **Annalen der Physik**, v. 335, p. 57–136, 1909.
- [42] DELLA CECA, R.; SEVERGNINI, P.; CACCIANIGA, A.; COMASTRI, A.; GILLI, R.; FIORE, F.; PICONCELLI, E.; MALAGUTI, P.; VIGNALI, C. Heavily obscured AGN with BeppoSAX, INTEGRAL, SWIFT, XMM and Chandra: prospects for Simbol-X . **Memorie della Societa Astronomica Italiana**, v. 79, p. 65, 2008.
- [43] DEMYK, K.; JONES, A. P.; DARTOIS, E.; COX, P.; D’HENDECOURT, L. The chemical composition of the silicate dust around RAFGL7009S and IRAS 19110+1045. **Astronomy and Astrophysics**, v. 349, p. 267–275, Sep. 1999.
- [44] DEO, R. P.; RICHARDS, G. T.; CRENSHAW, D.M.; KRAEMER, S. B. The Mid-Infrared Continua of Seyfert Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 705, p. 14–31, Nov. 2009.
- [45] DESERT, F.-X.; BOULANGER, F.; PUGET, J. L. Interstellar dust models for extinction and emission. **Astronomy and Astrophysics**, v. 237, p. 215–236, Oct. 1990.
- [46] DONN, B. Polycyclic Hydrocarbons, Platt Particles, and Interstellar Extinction. **Astrophysical Journal Letters**, v. 152, p. L129, Jun. 1968.
- [47] DORSCHNER, J.; BEGEMANN, B.; HENNING, T.; JAEGER, C.; MUTSCHKE, H. Steps toward interstellar silicate mineralogy. II. Study of Mg-Fe-silicate glasses of variable composition. **Astronomy and Astrophysics**, v. 300, p. 503–+, Aug. 1995.
- [48] DORSCHNER, J.; FRIEDEMANN, C.; GUERTLER, J.; HENNING, T. Optical properties of glassy bronzite and the interstellar silicate bands. **Astronomy and Astrophysics**, v. 198, p. 223–232, Jun. 1988.
- [49] DORSCHNER, J.; HENNING, T. Experimental investigations of astronomically important interstellar silicates. v. 128, p. 47–67, Dec. 1986.
- [50] DRAINE, B. T. Interstellar Dust Grains. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 41, p. 241–289, 2003.
- [51] DRAINE, B. T.; DALE, D. A.; BENDO, G.; GORDON, K. D.; SMITH, J. D. T.; ARMUS, L.; ENGELBRACHT, C. W.; HELOU, G.; KENNICUTT, R. C., JR.; LI, A.; ROUSSEL, H.; WALTER, F.; CALZETTI, D.; MOUSTAKAS, J.; MURPHY, E. J.; RIEKE, G. H.; BOT, C.; HOLLENBACH, D. J.; SHETH, K.; TEPLITZ, H. I. Dust Masses, PAH Abundances, and Starlight Intensities in the SINGS Galaxy Sample. **Astrophysical Journal**, v. 663, p. 866–894, Jul. 2007.

- [52] DRAINE, B. T.; LEE, H. M. Optical properties of interstellar graphite and silicate grains. **Astrophysical Journal**, v. 285, p. 89–108, Oct. 1984.
- [53] DRAINE, B. T.; LI, A. Infrared Emission from Interstellar Dust. I. Stochastic Heating of Small Grains. **Astrophysical Journal**, v. 551, p. 807–824, Apr. 2001.
- [54] DRAINE, B. T.; SUTIN, B. Collisional charging of interstellar grains. **Astrophysical Journal**, v. 320, p. 803–817, Sep. 1987.
- [55] DULEY, W. W.; WILLIAMS, D. A. The infrared spectrum of interstellar dust - Surface functional groups on carbon. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 196, p. 269–274, Jul. 1981.
- [56] DULLEMOND, C. P.; VAN BEMMEL, I. M. Clumpy tori around active galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 436, p. 47–56, Jun. 2005.
- [57] DURRET, F.; BERGERON, J. Long slit spectroscopy of emission line galaxies. I - The sample. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 75, p. 273–297, Oct. 1988.
- [58] DWEK, E.; ARENDT, R. G.; FIXSEN, D. J.; SODROSKI, T. J.; ODEGARD, N.; WEILAND, J. L.; REACH, W. T.; HAUSER, M. G.; KELSALL, T.; MOSELEY, S. H.; SILVERBERG, R. F.; SHAFER, R. A.; BALLESTER, J.; BAZELL, D.; ISAACMAN, R. Detection and Characterization of Cold Interstellar Dust and Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Emission, from COBE Observations. **Astrophysical Journal**, v. 475, p. 565–+, Feb. 1997.
- [59] EFSTATHIOU, A.; HOUGH, J. H.; YOUNG, S. A model for the infrared continuum spectrum of NGC 1068. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 277, p. 1134–1144, Dec. 1995.
- [60] ELVIS, M.; RISALITI, G.; NICASTRO, F.; MILLER, J. M.; FIORE, F.; PUC CETTI, S. An Unveiling Event in the Type 2 Active Galactic Nucleus NGC 4388: A Challenge for a Parsec-Scale Absorber. **Astrophysical Journal Letters**, v. 615, p. L25–L28, Nov. 2004.
- [61] FABBIANO, G.; ZE ZAS, A.; KING, A. R.; PONMAN, T. J.; ROTS, A.; SCHWEIZER, F. The Time-variable Ultraluminous X-Ray Sources of “The Antennae”. **Astrophysical Journal Letters**, v. 584, p. L5–L8, Feb. 2003.
- [62] FABIAN, D.; JÄGER, C.; HENNING, T.; DORSCHNER, J.; MUTSCHKE, H. Steps toward interstellar silicate mineralogy. V. Thermal Evolution of Amorphous Magnesium Silicates and Silica. **Astronomy and Astrophysics**, v. 364, p. 282–292, Dec. 2000.

- [63] FATH, E. A. The spectra of some spiral nebulae and globular star clusters. **Lick Observatory Bulletin**, v. 5, p. 71–77, 1909.
- [64] FERRARI, F.; PASTORIZA, M. G.; MACCHETTO, F.; CAON, N. A survey of the ISM in early-type galaxies. II. The dust. **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 136, p. 269–284, Apr. 1999.
- [65] FERRARI, F.; PASTORIZA, M. G.; MACCHETTO, F. D.; BONATTO, C.; PANAGIA, N.; SPARKS, W. B. Survey of the ISM in early-type galaxies. IV. The hot dust component. **Astronomy and Astrophysics**, v. 389, p. 355–366, Jul. 2002.
- [66] FITCH, W. S.; PACHOLCZYK, A. G.; WEYMANN, R. J. Light Variations of the Seyfert Galaxy NGC 4151. **Astrophysical Journal Letters**, v. 150, p. L67, Nov. 1967.
- [67] FITZPATRICK, E. L. Correcting for the Effects of Interstellar Extinction. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 111, p. 63–75, Jan. 1999.
- [68] FRISCH, M. J.; POPLER, J. A.; BINKLEY, J. S. Self-consistent molecular orbital methods 25. Supplementary functions for Gaussian basis sets. **The Journal of Chemical Physics**, v. 80, p. 3265–3269, Apr. 1984.
- [69] FRITZ, J.; FRANCESCHINI, A.; HATZIMINAOGLOU, E. Revisiting the infrared spectra of active galactic nuclei with a new torus emission model. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 366, p. 767–786, Mar. 2006.
- [70] FURTON, D. G.; WITT, A. N. The spatial distribution of extended red emission in the planetary nebula NGC 7027. **Astrophysical Journal Letters**, v. 364, p. L45–L48, Dec. 1990.
- [71] GALLIANO, F. PAHs in Galaxies: their Properties and Evolution. **astroph**, Oct. 2006.
- [72] GALLIANO, F.; MADDEN, S. C.; TIELENS, A. G. G. M.; PEETERS, E.; JONES, A. P. Variations of the Mid-IR Aromatic Features inside and among Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 679, p. 310–345, May 2008.
- [73] GALLIMORE, J. F.; YZAGUIRRE, A.; JAKOBOSKI, J.; STEVENOSKY, M. J.; AXON, D. J.; BAUM, S. A.; BUCHANAN, C. L.; ELITZUR, M.; ELVIS, M.; O'DEA, C. P.; ROBINSON, A. Infrared Spectral Energy Distributions of Seyfert Galaxies: Spitzer Space Telescope Observations of the 12  $\mu\text{m}$  Sample of Active Galaxies. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 187, p. 172–211, Mar. 2010.
- [74] GENZEL, R.; CESARSKY, C. J. Extragalactic Results from the Infrared Space Observatory. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 38, p. 761–814, 2000.

- [75] GENZEL, R.; LUTZ, D.; STURM, E.; EGAMI, E.; KUNZE, D.; MOORWOOD, A. F. M.; RIGOPOULOU, D.; SPOON, H. W. W.; STERNBERG, A.; TACCONI-GARMAN, L. E.; TACCONI, L.; THATTE, N. What Powers Ultraluminous IRAS Galaxies? **Astrophysical Journal**, v. 498, p. 579–+, May 1998.
- [76] GHISELLINI, G.; HAARDT, F.; MATT, G. The Contribution of the Obscuring Torus to the X-Ray Spectrum of Seyfert Galaxies - a Test for the Unification Model. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 267, p. 743, Apr. 1994.
- [77] GILLETT, F. C.; FORREST, W. J.; MERRILL, K. M. 8 - 13-micron spectra of NGC 7027, BD +30 3639, and NGC 6572. **Astrophysical Journal**, v. 183, p. 87–93, Jul. 1973.
- [78] GILLETT, F. C.; FORREST, W. J.; MERRILL, K. M.; SOIFER, B. T.; CAPPS, R. W. The 8-13 micron spectra of compact H II regions. **Astrophysical Journal**, v. 200, p. 609–620, Sep. 1975.
- [79] GILLI, R.; COMASTRI, A.; HASINGER, G. The synthesis of the cosmic X-ray background in the Chandra and XMM-Newton era. **Astronomy and Astrophysics**, v. 463, p. 79–96, Feb. 2007.
- [80] GONZALEZ DELGADO, R. M.; PEREZ, E. The circumnuclear region in the Seyfert 1 galaxy NGC 3227. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 284, p. 931–945, Feb. 1997.
- [81] GORDON, K. D.; ENGELBRACHT, C. W.; RIEKE, G. H.; MISSELT, K. A.; SMITH, J.-D. T.; KENNICUTT, R. C., JR. The Behavior of the Aromatic Features in M101 H II Regions: Evidence for Dust Processing. **Astrophysical Journal**, v. 682, p. 336–354, Jul. 2008.
- [82] GORDON, K. D.; WITT, A. N.; FRIEDMANN, B. C. Detection of Extended Red Emission in the Diffuse Interstellar Medium. **Astrophysical Journal**, v. 498, p. 522–+, May 1998.
- [83] GRANATO, G. L.; DANESE, L. Thick Tori around Active Galactic Nuclei - a Comparison of Model Predictions with Observations of the Infrared Continuum and Silicate Features. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 268, p. 235, May 1994.
- [84] GRANATO, G. L.; DANESE, L.; FRANCESCHINI, A. Thick Tori around Active Galactic Nuclei: The Case for Extended Tori and Consequences for Their X-Ray and Infrared Emission. **Astrophysical Journal**, v. 486, p. 147, Sep. 1997.
- [85] GRANDI, S. A. /Fe XI/ lambda 7892 emission in Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 221, p. 501–506, Apr. 1978.

- [86] GREENBERG, M. J. The Sizes of Interstellar Grains. **Astrophysical Journal**, v. 132, p. 672, Nov. 1960.
- [87] GROVES, B.; DOPITA, M.; SUTHERLAND, R. The infrared emission from the narrow line region. **Astronomy and Astrophysics**, v. 458, p. 405–416, Nov. 2006.
- [88] GUIMARAES, M. C. **Efeitos da Presenca de Poeira na Emissao de Galaxias a Altos e Baixos Redshifts**. Sao Paulo, Brasil, 2006. Tese de Doutorado – Instituto de Astronomico, Geofisico e de Ciencia Atmosfericas – Universidade de Sao Paulo.
- [89] HALLENBECK, S. L.; NUTH, J. A., III; NELSON, R. N. Evolving Optical Properties of Annealing Silicate Grains: From Amorphous Condensate to Crystalline Mineral. **Astrophysical Journal**, v. 535, p. 247–255, May 2000.
- [90] HAO, L.; WEEDMAN, D. W.; SPOON, H. W. W.; MARSHALL, J. A.; LEVENSON, N. A.; ELITZUR, M.; HOUCK, J. R. The Distribution of Silicate Strength in Spitzer Spectra of AGNs and ULIRGs. **Astrophysical Journal Letters**, v. 655, p. L77–L80, Feb. 2007.
- [91] HELOU, G.; LU, N. Y.; WERNER, M. W.; MALHOTRA, S.; SILBERMANN, N. The Mid-Infrared Spectra of Normal Galaxies. **Astrophysical Journal Letters**, v. 532, p. L21–L24, Mar. 2000.
- [92] HERSCHEL, W. Catalogue of One Thousand New Nebulae and Clusters of Stars. by William Herschel, LL.D. F. R. S. **Royal Society of London Philosophical Transactions Series I**, v. 76, p. 457–499, 1786.
- [93] HO, L. C. Nuclear Activity in Nearby Galaxies. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 46, p. 475–539, Sep. 2008.
- [94] HONDA, M.; KATAZA, H.; OKAMOTO, Y. K.; MIYATA, T.; YAMASHITA, T.; SAKO, S.; TAKUBO, S.; ONAKA, T. Detection of Crystalline Silicates around the T Tauri Star Hen 3-600A. **Astrophysical Journal Letters**, v. 585, p. L59–L63, Mar. 2003.
- [95] HÖNIG, S. F.; BECKERT, T.; OHNAKA, K.; WEIGELT, G. Radiative transfer modeling of three-dimensional clumpy AGN tori and its application to NGC 1068. **Astronomy and Astrophysics**, v. 452, p. 459–471, Jun. 2006.
- [96] HOUCK, J. R.; ROELLIG, T. L.; VAN CLEVE, J.; FORREST, W. J.; HERTER, T.; LAWRENCE, C. R.; MATTHEWS, K.; REITSEMA, H. J.; SOIFER, B. T.; WATSON, D. M.; WEEDMAN, D.; HUISJEN, M.; TROELTZSCH, J.; BARRY, D. J.; BERNARD-SALAS, J.; BLACKEN, C. E.; BRANDL, B. R.; CHARMANDARIS, V.; DEVOST, D.; GULL, G. E.; HALL, P.; HENDERSON, C. P.; HIGDON, S. J. U.; PIRGER, B. E.; SCHOENWALD, J.; SLOAN, G. C.; UCHIDA, K. I.; APPLETON, P. N.; ARMUS, L.;

- BURGDORF, M. J.; FAJARDO-ACOSTA, S. B.; GRILLMAIR, C. J.; INGALLS, J. G.; MORRIS, P. W.; TEPLITZ, H. I. The Infrared Spectrograph (IRS) on the Spitzer Space Telescope. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 154, p. 18–24, Sep. 2004.
- [97] HUDGINS, D. M.; ALLAMANDOLA, L. J. The Spacing of the Interstellar 6.2 and 7.7 Micron Emission Features as an Indicator of Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Size. **Astrophysical Journal Letters**, v. 513, p. L69–L73, Mar. 1999.
- [98] HUNT, J. M.; WISHERD, M. P.; BONHAM, L. C. Infrared absorption spectra of minerals and other inorganic compounds. **Analytical Chemistry**, v. 22, n. 12, p. 1478–1497, 1950.
- [99] HUNT, L. K.; THUAN, T. X.; IZOTOV, Y. I.; SAUVAGE, M. The Spitzer View of Low-Metallicity Star Formation. III. Fine-Structure Lines, Aromatic Features, and Molecules. **Astrophysical Journal**, v. 712, p. 164–187, Mar. 2010.
- [100] IYOMOTO, N.; MAKISHIMA, K.; FUKAZAWA, Y.; TASHIRO, M.; ISHISAKI, Y. Detection of Strong Fe-K Lines from the Spiral Galaxies NGC 1365 and NGC 1386. **Publications of the Astronomical Society of Japan**, v. 49, p. 425–434, Aug. 1997.
- [101] JAFFE, W.; MEISENHEIMER, K.; RÖTTGERING, H. J. A.; LEINERT, C.; RICHI-CHI, A.; CHESNEAU, O.; FRAIX-BURNET, D.; GLAZENBORG-KLUTTIG, A.; GRANATO, G.-L.; GRASER, U.; HEIJLIGERS, B.; KÖHLER, R.; MALBET, F.; MILEY, G. K.; PARESCE, F.; PEL, J.-W.; PERRIN, G.; PRZYGODDA, F.; SCHOELLER, M.; SOL, H.; WATERS, L. B. F. M.; WEIGELT, G.; WOILLEZ, J.; DE ZEEUW, P. T. The central dusty torus in the active nucleus of NGC 1068. **Nature**, v. 429, p. 47–49, May 2004.
- [102] JENNISKENS, P.; DESERT, F.-X. A survey of diffuse interstellar bands (3800–8680 Å). **Astronomy and Astrophysics Supplement Series**, v. 106, p. 39–78, Jul. 1994.
- [103] JOHNSON, H. L.; MORGAN, W. W. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. **Astrophysical Journal**, v. 117, p. 313, May 1953.
- [104] JONES, A. P.; D’HENDECOURT, L. Interstellar nanodiamonds: the carriers of mid-infrared emission bands? **Astronomy and Astrophysics**, v. 355, p. 1191–1200, Mar. 2000.
- [105] JONES, A. P.; DULEY, W. W.; WILLIAMS, D. A. The structure and evolution of hydrogenated amorphous carbon grains and mantles in the interstellar medium. **Quarterly Journal, Royal Astronomical Society**, v. 31, p. 567–582, Dec. 1990.



- [106] KANEDA, H.; ONAKA, T.; SAKON, I.; KITAYAMA, T.; OKADA, Y.; SUZUKI, T. Properties of Polycyclic Aromatic Hydrocarbons in Local Elliptical Galaxies Revealed by the Infrared Spectrograph on Spitzer. **Astrophysical Journal**, v. 684, p. 270–281, Sep. 2008.
- [107] KAPTEYN, J. C. On the Absorption of Light in Space. **Astrophysical Journal**, v. 29, p. 46–+, Jan. 1909.
- [108] KEMPER, F.; VRIEND, W. J.; TIELENS, A. G. G. M. The Absence of Crystalline Silicates in the Diffuse Interstellar Medium. **Astrophysical Journal**, v. 609, p. 826–837, Jul. 2004.
- [109] KHACHIKIAN, E. Y.; WEEDMAN, D. W. An atlas of Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 192, p. 581–589, Sep. 1974.
- [110] KOIKE, C.; TSUCHIYAMA, A.; SHIBAI, H.; SUTO, H.; TANABÉ, T.; CHIHARA, H.; SOGAWA, H.; MOURI, H.; OKADA, K. Absorption spectra of Mg-rich Mg-Fe and Ca pyroxenes in the mid- and far-infrared regions. **Astronomy and Astrophysics**, v. 363, p. 1115–1122, Nov. 2000.
- [111] KOMOSSA, S.; SCHULZ, H. The ROSAT view of NGC 1365 and the luminous highly variable off-nuclear X-ray source NGC 1365-X1. **Astronomy and Astrophysics**, v. 339, p. 345–354, Nov. 1998.
- [112] KOTILAINEN, J. K.; FORBES, D. A.; MOORWOOD, A. F. M.; VAN DER WERF, P. P.; WARD, M. J. Near-infrared line and continuum imaging of the nuclear starburst region of NGC 1808. **Astronomy and Astrophysics**, v. 313, p. 771–782, Sep. 1996.
- [113] KRABBE, A.; STERNBERG, A.; GENZEL, R. Near-infrared spectral imaging of NGC 1808: Probing the starburst. **Astrophysical Journal**, v. 425, p. 72–90, Apr. 1994.
- [114] KRAETSCHMER, W.; HUFFMAN, D. R. Infrared extinction of heavy ion irradiated and amorphous olivine, with applications to interstellar dust. v. 61, p. 195–203, Mar. 1979.
- [115] KROLIK, J. H.; BEGELMAN, M. C. Molecular tori in Seyfert galaxies - Feeding the monster and hiding it. **Astrophysical Journal**, v. 329, p. 702–711, Jun. 1988.
- [116] KUKULA, M. J.; GHOSH, T.; PEDLAR, A.; SCHILIZZI, R. T.; MILEY, G. K.; DE BRUYN, A. G.; SAIKIA, D. J. High-Resolution Radio Observations of MARKARIAN:3. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 264, p. 893, Oct. 1993.
- [117] KUKULA, M. J.; PEDLAR, A.; BAUM, S. A.; O'DEA, C. P. High-resolution radio observations of the CfA Seyfert Sample -I. The observations. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 276, p. 1262–1280, Oct. 1995.

- [118] LAURENT, O.; MIRABEL, I. F.; CHARMANDARIS, V.; GALLAIS, P.; MADDEN, S. C.; SAUVAGE, M.; VIGROUX, L.; CESARSKY, C. Mid-infrared diagnostics to distinguish AGNs from starbursts. **Astronomy and Astrophysics**, v. 359, p. 887–899, Jul. 2000.
- [119] LEGER, A.; PUGET, J. L. Identification of the 'unidentified' IR emission features of interstellar dust? **Astronomy and Astrophysics**, v. 137, p. L5–L8, Aug. 1984.
- [120] LEITHERER, C.; LEÃO, J. R. S.; HECKMAN, T. M.; LENNON, D. J.; PETTINI, M.; ROBERT, C. Ultraviolet Line Spectra of Metal-poor Star-forming Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 550, p. 724–736, Apr. 2001.
- [121] LEITHERER, C.; SCHAEERER, D.; GOLDADER, J. D.; GONZÁLEZ DELGADO, R. M.; ROBERT, C.; KUNE, D. F.; DE MELLO, D. F.; DEVOST, D.; HECKMAN, T. M. Starburst99: Synthesis Models for Galaxies with Active Star Formation. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 123, p. 3–40, Jul. 1999.
- [122] LEPP, S.; DALGARNO, A. Heating of interstellar gas by large molecules or small grains. **Astrophysical Journal**, v. 335, p. 769–773, Dec. 1988.
- [123] LEVENSON, N. A.; KROLIK, J. H.; ŻYCKI, P. T.; HECKMAN, T. M.; WEAVER, K. A.; AWAKI, H.; TERASHIMA, Y. Extreme X-Ray Iron Lines in Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal Letters**, v. 573, p. L81–L84, Jul. 2002.
- [124] LI, A. Interaction of Nanoparticles with Radiation. In: **ASTROPHYSICS OF DUST**, A. N. Witt, G. C. Clayton, & B. T. Draine, , editor, v. 309 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 417–+, May 2004.
- [125] LI, A.; DRAINE, B. T. Infrared Emission from Interstellar Dust. II. The Diffuse Interstellar Medium. **Astrophysical Journal**, v. 554, p. 778–802, Jun. 2001a.
- [126] LI, A.; DRAINE, B. T. On Ultrasmall Silicate Grains in the Diffuse Interstellar Medium. **Astrophysical Journal Letters**, v. 550, p. L213–L217, Apr. 2001b.
- [127] LI, A.; DRAINE, B. T. Are Silicon Nanoparticles an Interstellar Dust Component? **Astrophysical Journal**, v. 564, p. 803–812, Jan. 2002.
- [128] LI, A.; GREENBERG, J. M. In dust we trust: an overview of observations and theories of interstellar dust. In: **SOLID STATE ASTROCHEMISTRY**, V. Pirronello, J. Krelowski, & G. Manicò, , editor, p. 37–84, 2003.
- [129] LINDBLAD, P. O. NGC 1365. **The Astronomy and Astrophysics Review**, v. 9, p. 221–271, 1999.

- [130] LUTZ, D.; SPOON, H. W. W.; RIGOPOULOU, D.; MOORWOOD, A. F. M.; GENZEL, R. The Nature and Evolution of Ultraluminous Infrared Galaxies: A Mid-Infrared Spectroscopic Survey. **Astrophysical Journal Letters**, v. 505, p. L103–L107, Oct. 1998.
- [131] MAIOLINO, R.; SALVATI, M.; BASSANI, L.; DADINA, M.; DELLA CECA, R.; MATT, G.; RISALITI, G.; ZAMORANI, G. Heavy obscuration in X-ray weak AGNs. **Astronomy and Astrophysics**, v. 338, p. 781–794, Oct. 1998.
- [132] MASON, R. E.; GEBALLE, T. R.; PACKHAM, C.; LEVENSON, N. A.; ELITZUR, M.; FISHER, R. S.; PERLMAN, E. Spatially Resolved Mid-Infrared Spectroscopy of NGC 1068: The Nature and Distribution of the Nuclear Material. **Astrophysical Journal**, v. 640, p. 612–624, Apr. 2006.
- [133] MATHIS, J. S.; MEZGER, P. G.; PANAGIA, N. Interstellar radiation field and dust temperatures in the diffuse interstellar matter and in giant molecular clouds. **Astronomy and Astrophysics**, v. 128, p. 212–229, Nov. 1983.
- [134] MATHIS, J. S.; RUMPL, W.; NORDSIECK, K. H. The size distribution of interstellar grains. **Astrophysical Journal**, v. 217, p. 425–433, Oct. 1977.
- [135] MATT, G. Dust lanes, thick absorbers, and the unification model for Seyfert galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 355, p. L31–L33, Mar. 2000.
- [136] MATT, G.; FIORE, F.; PEROLA, G. C.; PIRO, L.; FINK, H. H.; GRANDI, P.; MATSUOKA, M.; OLIVA, E.; SALVATI, M. A reflection-dominated X-ray spectrum discovered by ASCA in the Circinus galaxy. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 281, p. L69–L73, Aug. 1996.
- [137] MATTIODA, A. L.; HUDGINS, D. M.; ALLAMANDOLA, L. J. Experimental Near-Infrared Spectroscopy of Polycyclic Aromatic Hydrocarbons between 0.7 and 2.5  $\mu\text{m}$ . **Astrophysical Journal**, v. 629, p. 1188–1210, Aug. 2005.
- [138] MATTIODA, A. L.; HUDGINS, D. M.; BOERSMA, C.; RICCA, A.; PEETERS, E.; CAMI, J.; SÁNCHEZ DE ARMAS, F.; PUERTA SABORIDO, G.; BAUSCHLICHER, C. W., JR.; ALLAMANDOLA, L. J. THE NASA AMES PAH IR SPECTROSCOPIC DATABASE: THE LABORATORY SPECTRA. em preparacao 2011.
- [139] MCCARTHY, J. F.; FORREST, W. J.; BRIOTTA, D. A., JR.; HOUCK, J. R. The galactic center - 16-30 micron observations and the 18 micron extinction. **Astrophysical Journal**, v. 242, p. 965–975, Dec. 1980.
- [140] MEURER, G. R. Star Clusters and the Duration of Starbursts. In: MASSIVE STELLAR CLUSTERS, A. Lançon & C. M. Boily, , editor, v. 211 of **Astronomical Society of the Pacific Conference Series**, p. 81, 2000.

- [141] MIE, G. Beiträge zur Optik trüber Medien, speziell kolloidaler Metallösungen. **Annalen der Physik**, v. 330, p. 377–445, 1908.
- [142] MILLER, J. S.; GOODRICH, R. W. Spectropolarimetry of high-polarization Seyfert 2 galaxies and unified Seyfert theories. **Astrophysical Journal**, v. 355, p. 456–467, Jun. 1990.
- [143] MIRABEL, I. F.; DHAWAN, V.; CHATY, S.; RODRIGUEZ, L. F.; MARTI, J.; ROBINSON, C. R.; SWANK, J.; GEBALLE, T. Accretion instabilities and jet formation in GRS 1915+105. **Astronomy and Astrophysics**, v. 330, p. L9–L12, Feb. 1998.
- [144] MIRABEL, I. F.; LAURENT, O.; SANDERS, D. B.; SAUVAGE, M.; TAGGER, M.; CHARMANDARIS, V.; VIGROUX, L.; GALLAIS, P.; CESARSKY, C.; BLOCK, D. L. A barred spiral at the centre of the giant elliptical radio galaxy Centaurus A. **Astronomy and Astrophysics**, v. 341, p. 667–674, Jan. 1999.
- [145] MOLSTER, F. J.; WATERS, L. B. F. M.; TIELENS, A. G. G. M. Crystalline silicate dust around evolved stars. II. The crystalline silicate complexes. **Astronomy and Astrophysics**, v. 382, p. 222–240, Jan. 2002a.
- [146] MOLSTER, F. J.; WATERS, L. B. F. M.; TIELENS, A. G. G. M.; KOIKE, C.; CHIHARA, H. Crystalline silicate dust around evolved stars. III. A correlations study of crystalline silicate features. **Astronomy and Astrophysics**, v. 382, p. 241–255, Jan. 2002b.
- [147] MOORWOOD, A. F. M. ISO observations of active galaxies. In: THE UNIVERSE AS SEEN BY ISO, P. Cox & M. Kessler, , editor, v. 427 of **ESA Special Publication**, p. 825–+, Mar. 1999.
- [148] MULCHAEY, J. S.; KORATKAR, A.; WARD, M. J.; WILSON, A. S.; WHITTLE, M.; ANTONUCCI, R. R. J.; KINNEY, A. L.; HURT, T. Multiwavelength tests of the dusty torus model for Seyfert galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 436, p. 586–598, Dec. 1994.
- [149] MUNDELL, C. G.; HOLLOWAY, A. J.; PEDLAR, A.; MEABURN, J.; KUKULA, M. J.; AXON, D. J. Anisotropic radio and optical emission in the Seyfert nucleus of NGC 3227. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 275, p. 67–75, Jul. 1995.
- [150] NENKOVA, M.; IVEZIĆ, Ž.; ELITZUR, M. Dust Emission from Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal Letters**, v. 570, p. L9–L12, May 2002.
- [151] NENKOVA, M.; SIROCKY, M. M.; IVEZIĆ, Ž.; ELITZUR, M. AGN Dusty Tori. I. Handling of Clumpy Media. **Astrophysical Journal**, v. 685, p. 147–159, Sep. 2008a.

- [152] NENKOVA, M.; SIROCKY, M. M.; NIKUTTA, R.; IVEZIĆ, Ž.; ELITZUR, M. AGN Dusty Tori. II. Observational Implications of Clumpiness. **Astrophysical Journal**, v. 685, p. 160–180, Sep. 2008b.
- [153] NENKOVA, M.; SIROCKY, M. M.; NIKUTTA, R.; IVEZIĆ, Ž.; ELITZUR, M. ERRATUM: "AGN Dusty Tori. II. Observational Implications of Clumpiness" [\[A href="/abs/2008ApJ...685..160N"\]](#)(2008, ApJ, 685, 160);/A. **Astrophysical Journal**, v. 723, p. 1827, Nov. 2010.
- [154] NEUGEBAUER, G.; OKE, J. B.; BECKLIN, E. E.; MATTHEWS, K. Absolute spectral energy distribution of quasi-stellar objects from 0.3 to 10 microns. **Astrophysical Journal**, v. 230, p. 79–94, May 1979.
- [155] NIKUTTA, R.; ELITZUR, M.; LACY, M. On the 10  $\mu\text{m}$  Silicate Feature in Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 707, p. 1550–1559, Dec. 2009.
- [156] O'DOWD, M. J.; SCHIMINOVICH, D.; JOHNSON, B. D.; TREYER, M. A.; MARTIN, C. D.; WYDER, T. K.; CHARLOT, S.; HECKMAN, T. M.; MARTINS, L. P.; SEIBERT, M.; VAN DER HULST, J. M. Polycyclic Aromatic Hydrocarbons in Galaxies at  $z \sim 0.1$ : The Effect of Star Formation and Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 705, p. 885–898, Nov. 2009.
- [157] OLIVA, E.; SALVATI, M.; MOORWOOD, A. F. M.; MARCONI, A. Size and physical conditions of the coronal line region in a nearby Seyfert 2: the Circinus galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 288, p. 457–465, Aug. 1994.
- [158] OMONT, A. Physics and chemistry of interstellar polycyclic aromatic molecules. **Astronomy and Astrophysics**, v. 164, p. 159–178, Aug. 1986.
- [159] OSTERBROCK, D. E. Observational Model of the Ionized Gas in Seyfert and Radio-Galaxy Nuclei. **Proceedings of the National Academy of Science**, v. 75, p. 540–544, Feb. 1978.
- [160] OSTERBROCK, DONALD E.; GARY, J. FERLAND. **Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei (2ND Edition)** / University Science Books, Sausalito, CA, 2006, v. 35: Jan. 2006.
- [161] PAPOULAR, R.; CONRAD, J.; GIULIANO, M.; KISTER, J.; MILLE, G. A coal model for the carriers of the unidentified IR bands. **Astronomy and Astrophysics**, v. 217, p. 204–208, Jun. 1989.
- [162] PASTORIZA, M.; GEROLA, H. Spectral Variation in the Seyfert Galaxy NGC 1566. **Astrophysical Letters**, v. 6, p. 155, Jul. 1970.

- [163] PASTORIZA, M. G. Spectra of peculiar nuclei in galaxies. **The Observatory**, v. 87, p. 225–228, Oct. 1967.
- [164] PASTORIZA, M. G. Studies of galaxies with peculiar nuclei. v. 33, p. 173–188, Mar. 1975.
- [165] PEETERS, E.; HONY, S.; VAN KERCKHOVEN, C.; TIELENS, A. G. G. M.; ALLAMANDOLA, L. J.; HUDGINS, D. M.; BAUSCHLICHER, C. W. The rich 6 to 9  $\mu\text{m}$  spectrum of interstellar PAHs. **Astronomy and Astrophysics**, v. 390, p. 1089–1113, Aug. 2002.
- [166] PÉREZ GARCÍA, A. M.; RODRÍGUEZ ESPINOSA, J. M. A Far-Infrared Study of the CfA Seyfert Sample. I. The Data. **Astrophysical Journal**, v. 557, p. 39–53, Aug. 2001.
- [167] PETERSON, B. M. **An Introduction to Active Galactic Nuclei**. 1.ed. Cambridge: Cambridge University Press, 1997.
- [168] PHILLIPS, M. M.; CHARLES, P. A.; BALDWIN, J. A. Nearby galaxies with Seyfert-like nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 266, p. 485–501, Mar. 1983.
- [169] PIER, E. A.; KROLIK, J. H. Infrared spectra of obscuring dust tori around active galactic nuclei. I - Computational method and basic trends. **Astrophysical Journal**, v. 401, p. 99–109, Dec. 1992.
- [170] PIERINI, D.; MAJEED, A.; BOROSON, T. A.; WITT, A. N. Extended Red Emission in the Evil Eye Galaxy (NGC 4826). **Astrophysical Journal**, v. 569, p. 184–203, Apr. 2002.
- [171] PILLING, S.; ANDRADE, D. P. P.; DO NASCIMENTO, E. M.; MARINHO, R. R. T.; BOECHAT-ROBERTY, H. M.; DE COUTINHO, L. H.; DE SOUZA, G. G. B.; DE CASTILHO, R. B.; CAVASSO-FILHO, R. L.; LAGO, A. F.; DE BRITO, A. N. Photostability of gas- and solid-phase biomolecules within dense molecular clouds due to soft X-rays. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 411, p. 2214–2222, Mar. 2011.
- [172] PLATT, J. R. On the Optical Properties of Interstellar Dust. **Astrophysical Journal**, v. 123, p. 486–+, May 1956.
- [173] PLATT, J. R.; DONN, B. On the formation and optical properties of sub-micron sized interstellar grains. **Astronomical Journal**, v. 61, p. 11, Feb. 1956.
- [174] POGGE, R. W.; OWEN, J. M. LINER; An Interactive Spectral Line Analysis Program. **OSU Internal Report**, v. 93, 1993.

- [175] PTAK, A.; YAQOOB, T.; MUSHOTZKY, R.; SERLEMITSOS, P.; GRIFFITHS, R. X-Ray Variability as a Probe of Advection-dominated Accretion in Low-Luminosity Active Galactic Nuclei. **Astrophysical Journal Letters**, v. 501, p. L37, Jul. 1998.
- [176] PUGET, J. L.; LEGER, A. A new component of the interstellar matter - Small grains and large aromatic molecules. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 27, p. 161–198, 1989.
- [177] QUILLEN, A. C.; ALONSO-HERRERO, A.; RIEKE, M. J.; RIEKE, G. H.; RUIZ, M.; KULKARNI, V. NICMOS Imaging of Molecular Hydrogen Emission in Seyfert Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 527, p. 696–708, Dec. 1999.
- [178] RACHFORD, B. L.; SNOW, T. P.; TUMLINSON, J.; SHULL, J. M.; BLAIR, W. P.; FERLET, R.; FRIEDMAN, S. D.; GRY, C.; JENKINS, E. B.; MORTON, D. C.; SAVAGE, B. D.; SONNENTRUCKER, P.; VIDAL-MADJAR, A.; WELTY, D. E.; YORK, D. G. A Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer Survey of Interstellar Molecular Hydrogen in Translucent Clouds. **Astrophysical Journal**, v. 577, p. 221–244, Sep. 2002.
- [179] RADOMSKI, J. T.; PIÑA, R. K.; PACKHAM, C.; TELESCO, C. M.; TADHUNTER, C. N. High-Resolution Mid-Infrared Morphology of Cygnus A. **Astrophysical Journal**, v. 566, p. 675–681, Feb. 2002.
- [180] RAMOS ALMEIDA, C.; LEVENSON, N. A.; ALONSO-HERRERO, A.; ASENSIO RAMOS, A.; RODRÍGUEZ ESPINOSA, J. M.; PÉREZ GARCÍA, A. M.; PACKHAM, C.; MASON, R.; RADOMSKI, J. T.; DÍAZ-SANTOS, T. Testing the Unification Model for Active Galactic Nuclei in the Infrared: Are the Obscuring Tori of Type 1 and 2 Seyferts Different? **Astrophysical Journal**, v. 731, p. 92, Apr. 2011.
- [181] RAMOS ALMEIDA, C.; LEVENSON, N. A.; RODRÍGUEZ ESPINOSA, J. M.; ALONSO-HERRERO, A.; ASENSIO RAMOS, A.; RADOMSKI, J. T.; PACKHAM, C.; FISHER, R. S.; TELESCO, C. M. The Infrared Nuclear Emission of Seyfert Galaxies on Parsec Scales: Testing the Clumpy Torus Models. **Astrophysical Journal**, v. 702, p. 1127–1149, Sep. 2009.
- [182] READ, A. M.; PONMAN, T. J. The X-ray evolution of merging galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 297, p. 143–176, Jun. 1998.
- [183] REICHERT, G. A.; MUSHOTZKY, R. F.; HOLT, S. S.; PETRE, R. Soft X-ray spectral observations of low-luminosity active galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 296, p. 69–89, Sep. 1985.
- [184] RIFFEL, R.; RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; PASTORIZA, M. G. A 0.8–2.4  $\mu\text{m}$  spectral atlas of active galactic nuclei. **Astronomy and Astrophysics**, v. 457, p. 61–70, Oct. 2006.

- [185] RIGOPOULOU, D.; SPOON, H. W. W.; GENZEL, R.; LUTZ, D.; MOORWOOD, A. F. M.; TRAN, Q. D. A Large Mid-Infrared Spectroscopic and Near-Infrared Imaging Survey of Ultraluminous Infrared Galaxies: Their Nature and Evolution. **Astronomical Journal**, v. 118, p. 2625–2645, Dec. 1999.
- [186] RISALITI, G.; BASSANI, L.; COMASTRI, A.; DADINA, M.; DELLA CECA, R.; GILLI, R.; MAIOLINO, R.; MATT, G.; SALVATI, M.; ZAMORANI, G. X-ray observations of Seyfert 2 galaxies:  $N_H$  distribution and the X ray background. **Memorie della Societa Astronomica Italiana**, v. 70, p. 73–76, 1999.
- [187] RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; VIEGAS, S. M. Hidden starbursts in Seyfert 1 galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 340, p. L33–L37, Apr. 2003.
- [188] RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; VIEGAS, S. M.; PASTORIZA, M. G.; PRATO, L. Near-Infrared Coronal Lines in Narrow-Line Seyfert 1 Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 579, p. 214–226, Nov. 2002.
- [189] RODRIGUEZ ESPINOSA, J. M.; PEREZ GARCIA, A. M.; LEMKE, D.; MEISENHEIMER, K. Bimodal dust emission in three classical Seyfert galaxies: NGC 3227, NGC 4051 and NGC 4151. **Astronomy and Astrophysics**, v. 315, p. L129–L132, Nov. 1996.
- [190] SALAMA, F.; BAKES, E. L. O.; ALLAMANDOLA, L. J.; TIELENS, A. G. G. M. Assessment of the Polycyclic Aromatic Hydrocarbon–Diffuse Interstellar Band Proposal. **Astrophysical Journal**, v. 458, p. 621–+, Feb. 1996.
- [191] SALES, D. A.; PASTORIZA, M. G.; RIFFEL, R. Polycyclic Aromatic Hydrocarbon and Emission Line Ratios in Active Galactic Nuclei and Starburst Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 725, p. 605–614, Dec. 2010.
- [192] SALES, D. A.; PASTORIZA, M. G.; RIFFEL, R.; WINGE, C.; RODRÍGUEZ-ARDILA, A.; CARCIOFI, A. C. The Compton-thick Seyfert 2 Nucleus of NGC 3281: Torus Constraints from the 9.7  $\mu\text{m}$  Silicate Absorption. **Astrophysical Journal**, v. 738, p. 109, Sep. 2011.
- [193] SANDAGE, A.; TAMMANN, G. A. **A revised Shapley-Ames Catalog of bright galaxies**: 1987.
- [194] SANDERS, D. B.; MAZZARELLA, J. M.; KIM, D.-C.; SURACE, J. A.; SOIFER, B. T. The IRAS Revised Bright Galaxy Sample. **Astronomical Journal**, v. 126, p. 1607–1664, Oct. 2003.
- [195] SANDQVIST, A.; ELFHAG, T.; JORSATER, S. CO and dust in the barred spiral galaxy NGC 1365. **Astronomy and Astrophysics**, v. 201, p. 223–231, Aug. 1988.



- [196] SANDQVIST, A.; JOERSAETER, S.; LINDBLAD, P. O. The central region of NGC 1365. VLA and SEST observations of the radio continuum and CO. **Astronomy and Astrophysics**, v. 295, p. 585, Mar. 1995.
- [197] SCHMIDT, G. D.; MILLER, J. S. Spectropolarimetry of Seyfert nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 290, p. 517–530, Mar. 1985.
- [198] SCHMITT, H. R.; DONLEY, J. L.; ANTONUCCI, R. R. J.; HUTCHINGS, J. B.; KINNEY, A. L. A Hubble Space Telescope Survey of Extended [O III]  $\lambda$ 5007 Emission in a Far-Infrared Selected Sample of Seyfert Galaxies: Observations. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 148, p. 327–352, Oct. 2003.
- [199] SCHUTTE, W. A.; TIELENS, A. G. G. M.; ALLAMANDOLA, L. J. Theoretical modeling of the infrared fluorescence from interstellar polycyclic aromatic hydrocarbons. **Astrophysical Journal**, v. 415, p. 397–414, Sep. 1993.
- [200] SEARLE, L.; SARGENT, W. L. W.; BAGNUOLO, W. G. The History of Star Formation and the Colors of Late-Type Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 179, p. 427–438, Jan. 1973.
- [201] SÉRSIC, J. L.; PASTORIZA, M. Peculiar Nuclei of Galaxies. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 77, p. 287, Aug. 1965.
- [202] SEYFERT, C. K. Nuclear Emission in Spiral Nebulae. **Astrophysical Journal**, v. 97, p. 28, Jan. 1943.
- [203] SHAKURA, N. I.; SUNYAEV, R. A. Black holes in binary systems. Observational appearance. **Astronomy and Astrophysics**, v. 24, p. 337–355, 1973.
- [204] SHIELDS, G. A. A Brief History of Active Galactic Nuclei. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 111, p. 661–678, Jun. 1999.
- [205] SIEBENMORGEN, R.; KRUEGEL, E. Dust model containing polycyclic aromatic hydrocarbons in various environments. **Astronomy and Astrophysics**, v. 259, p. 614–626, Jun. 1992.
- [206] SIEBENMORGEN, R.; KRÜGEL, E.; SPOON, H. W. W. Mid-infrared emission of galactic nuclei. TIMMI2 versus ISO observations and models. **Astronomy and Astrophysics**, v. 414, p. 123–139, Jan. 2004.
- [207] SIMPSON, C. Near-Infrared and X-Ray Obscuration to the Nucleus of the Seyfert 2 Galaxy NGC 3281. **Astrophysical Journal**, v. 509, p. 653–660, Dec. 1998.
- [208] SLIPHER, V. M. The spectrum and velocity of the nebula N.G.C. 1068 ( M 77). **Lowell Observatory Bulletin**, v. 3, p. 59–62, 1917.

- [209] SMITH, C. H.; WRIGHT, C. M.; AITKEN, D. K.; ROCHE, P. F.; HOUGH, J. H. Studies in mid-infrared spectropolarimetry - II. An atlas of spectra. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 312, p. 327–361, Feb. 2000.
- [210] SMITH, J. D. T.; DRAINE, B. T.; DALE, D. A.; MOUSTAKAS, J.; KENNICUTT, R. C., JR.; HELOU, G.; ARMUS, L.; ROUSSEL, H.; SHETH, K.; BENDO, G. J.; BUCKALEW, B. A.; CALZETTI, D.; ENGELBRACHT, C. W.; GORDON, K. D.; HOLLENBACH, D. J.; LI, A.; MALHOTRA, S.; MURPHY, E. J.; WALTER, F. The Mid-Infrared Spectrum of Star-forming Galaxies: Global Properties of Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Emission. **Astrophysical Journal**, v. 656, p. 770–791, Feb. 2007.
- [211] SOIFER, B. T.; HELOU, G.; WERNER, M. The Spitzer View of the Extragalactic Universe. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 46, p. 201–240, Sep. 2008.
- [212] SPITZER, W. G.; KLEINMAN, D. A. Infrared Lattice Bands of Quartz. **Physical Review**, v. 121, p. 1324–1335, Mar. 1961.
- [213] SPOON, H. W. W.; MARSHALL, J. A.; HOUCK, J. R.; ELITZUR, M.; HAO, L.; ARMUS, L.; BRANDL, B. R.; CHARMANDARIS, V. Mid-Infrared Galaxy Classification Based on Silicate Obscuration and PAH Equivalent Width. **Astrophysical Journal Letters**, v. 654, p. L49–L52, Jan. 2007.
- [214] STEPHENS, J. R. Visible and ultraviolet (800-130 nm) extinction of vapor-condensed silicate, carbon, and silicon carbide smokes and the interstellar extinction curve. **Astrophysical Journal**, v. 237, p. 450–461, Apr. 1980.
- [215] STEPHENS, P. J.; DEVLIN, F. J.; CHABALOWSKI, C. F.; FRISCH, M. J. Ab initio calculation of vibrational absorption and circular dichroism spectra using density functional force fields. **jcp**, v. 98, n. 45, p. 11623–11627, 1994.
- [216] STORCHI-BERGMANN, T.; ERACLEOUS, M.; RUIZ, M. T.; LIVIO, M.; WILSON, A. S.; FILIPPENKO, A. V. Evidence for a Precessing Accretion Disk in the Nucleus of NGC 1097. **Astrophysical Journal**, v. 489, p. 87–+, Nov. 1997.
- [217] STORCHI-BERGMANN, T.; WILSON, A. S.; BALDWIN, J. A. The ionization cone, obscured nucleus, and gaseous outflow in NGC 3281 - A prototypical Seyfert 2 galaxy? **Astrophysical Journal**, v. 396, p. 45–61, Sep. 1992.
- [218] STRUVE, F. G. W. **Etudes d'Astronomie Stellaire : Sur la voie lactee et sur la distance des etoiles fixes**: 1847.
- [219] STURM, E.; LUTZ, D.; TRAN, D.; FEUCHTGRUBER, H.; GENZEL, R.; KUNZE, D.; MOORWOOD, A. F. M.; THORNLEY, M. D. ISO-SWS spectra of galaxies: Continuum and features. **Astronomy and Astrophysics**, v. 358, p. 481–493, Jun. 2000.

- [220] STURM, E.; LUTZ, D.; VERMA, A.; NETZER, H.; STERNBERG, A.; MOORWOOD, A. F. M.; OLIVA, E.; GENZEL, R. Mid-Infrared line diagnostics of active galaxies. A spectroscopic AGN survey with ISO-SWS. **Astronomy and Astrophysics**, v. 393, p. 821–841, Oct. 2002.
- [221] SZOMORU, A.; GUHATHAKURTA, P. Optical Spectroscopy of Galactic Cirrus Clouds: Extended Red Emission in the Diffuse Interstellar Medium. **Astrophysical Journal Letters**, v. 494, p. L93+, Feb. 1998.
- [222] TACCONI-GARMAN, L. E.; STERNBERG, A.; ECKART, A. Sub-Arcsecond 2.2 micron Imaging of the Starburst Galaxy NGC 1808: Infrared Observations of Super Star Clusters. **Astronomical Journal**, v. 112, p. 918, Sep. 1996.
- [223] TACCONI-GARMAN, L. E.; STURM, E.; LEHNERT, M.; LUTZ, D.; DAVIES, R. I.; MOORWOOD, A. F. M. PAH emission variations within the resolved starbursts of NGC 253 and NGC 1808. **Astronomy and Astrophysics**, v. 432, p. 91–103, Mar. 2005.
- [224] TANAKA, Y.; INOUE, H.; HOLT, S. S. The X-ray astronomy satellite ASCA. **Publications of the Astronomical Society of Japan**, v. 46, p. L37–L41, Jun. 1994.
- [225] TERLEVICH, R.; MELNICK, J. Warmers - The missing link between Starburst and Seyfert galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 213, p. 841–856, Apr. 1985.
- [226] TERLEVICH, R.; MELNICK, J. A supernova in the nucleus of NGC5548? **Nature**, v. 333, p. 239, May 1988.
- [227] THORNLEY, M. D.; SCHREIBER, N. M. F.; LUTZ, D.; GENZEL, R.; SPOON, H. W. W.; KUNZE, D.; STERNBERG, A. Massive Star Formation and Evolution in Starburst Galaxies: Mid-infrared Spectroscopy with the ISO Short Wavelength Spectrometer. **Astrophysical Journal**, v. 539, p. 641–657, Aug. 2000.
- [228] TIELENS, A. G. G. M. **The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium**: Sep. 2005.
- [229] TIELENS, A. G. G. M. Interstellar Polycyclic Aromatic Hydrocarbon Molecules. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 46, p. 289–337, Sep. 2008.
- [230] TIELENS, A. G. G. M.; ALLAMANDOLA, L. J. Composition, structure, and chemistry of interstellar dust. In: INTERSTELLAR PROCESSES, D. J. Hollenbach & H. A. Thronson Jr., , editor, v. 134 of **Astrophysics and Space Science Library**, p. 397–469, 1987.

- [231] TIELENS, A. G. G. M.; HOLLENBACH, D. Photodissociation regions. I - Basic model. II - A model for the Orion photodissociation region. **Astrophysical Journal**, v. 291, p. 722–754, Apr. 1985.
- [232] TIELENS, A. G. G. M.; WATERS, L. B. F. M.; MOLSTER, F. J.; JUSTTANONT, K. Circumstellar Silicate Mineralogy. v. 255, p. 415–426, 1998.
- [233] TRAN, H. D. The Nature of Seyfert 2 Galaxies with Obscured Broad-Line Regions. I. Observations. **Astrophysical Journal**, v. 440, p. 565, Feb. 1995.
- [234] TRAN, Q. D.; LUTZ, D.; GENZEL, R.; RIGOPOULOU, D.; SPOON, H. W. W.; STURM, E.; GERIN, M.; HINES, D. C.; MOORWOOD, A. F. M.; SANDERS, D. B.; SCOVILLE, N.; TANIGUCHI, Y.; WARD, M. Isocam-Cvf 5-12 Micron Spectroscopy of Ultraluminous Infrared Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 552, p. 527–543, May 2001.
- [235] TRISTRAM, K. R. W.; MEISENHEIMER, K.; JAFFE, W.; SCHARTMANN, M.; RIX, H.-W.; LEINERT, C.; MOREL, S.; WITTKOWSKI, M.; RÖTTGERING, H.; PERRIN, G.; LOPEZ, B.; RABAN, D.; COTTON, W. D.; GRASER, U.; PARESCE, F.; HENNING, T. Resolving the complex structure of the dust torus in the active nucleus of the Circinus galaxy. **Astronomy and Astrophysics**, v. 474, p. 837–850, Nov. 2007.
- [236] TRUMPLER, R. J. Absorption of Light in the Galactic System. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 42, p. 214–+, Aug. 1930.
- [237] TURNER, T. J.; GEORGE, I. M.; NANDRA, K.; MUSHOTZKY, R. F. ASCA Observations of Type 2 Seyfert Galaxies. I. Data Analysis Results. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 113, p. 23, Nov. 1997.
- [238] TURNER, T. J.; URRY, C. M.; MUSHOTZKY, R. F. Position Sensitive Proportional Counter Soft X-Ray Observations of Seyfert 2 Galaxies. **Astrophysical Journal**, v. 418, p. 653, Dec. 1993.
- [239] URRY, C. M.; PADOVANI, P. Unified Schemes for Radio-Loud Active Galactic Nuclei. **Publications of the Astronomical Society of the Pacific**, v. 107, p. 803, Sep. 1995.
- [240] VAN BEMMEL, I. M.; DULLEMOND, C. P. New radiative transfer models for obscuring tori in active galaxies. **Astronomy and Astrophysics**, v. 404, p. 1–19, Jun. 2003.
- [241] VAN DE HULST, H. C. **Light Scattering by Small Particles**: 1957.
- [242] VAN DER ZWET, G. P.; ALLAMANDOLA, L. J. Polycyclic aromatic hydrocarbons and the diffuse interstellar bands. **Astronomy and Astrophysics**, v. 146, p. 76–80, May 1985.

- [243] VERMA, A.; LUTZ, D.; STURM, E.; STERNBERG, A.; GENZEL, R.; VACCA, W. A mid-infrared spectroscopic survey of starburst galaxies: Excitation and abundances. **Astronomy and Astrophysics**, v. 403, p. 829–846, Jun. 2003.
- [244] VERON-CETTY, M.-P.; VERON, P. NGC 1808 - A nearby galaxy with a faint Seyfert nucleus. **Astronomy and Astrophysics**, v. 145, p. 425–429, Apr. 1985.
- [245] VERSTRAETE, L.; PUGET, J. L.; FALGARONE, E.; DRAPATZ, S.; WRIGHT, C. M.; TIMMERMANN, R. SWS spectroscopy of small grain features across the M17-Southwest photodissociation front. **Astronomy and Astrophysics**, v. 315, p. L337–L340, Nov. 1996.
- [246] VIGNALI, C.; COMASTRI, A. Disclosing the true nature of the Sy 2 galaxy NGC 3281: One more Compton-thick source. **Astronomy and Astrophysics**, v. 381, p. 834–840, Jan. 2002.
- [247] VOIT, G. M. Destruction and survival of polycyclic aromatic hydrocarbons in active galaxies. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 258, p. 841–848, Oct. 1992a.
- [248] VOIT, G. M. Infrared fine-structure line diagnostics of shrouded active galactic nuclei. **Astrophysical Journal**, v. 399, p. 495–503, Nov. 1992b.
- [249] WEBSTER, A. The Vibrations of C/60H/60 and the Unidentified Infrared Emission. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 264, p. 121–+, Sep. 1993.
- [250] WEEDMAN, D. W. Starburst Galaxies as X-ray Radio, and Supernova Sources. In: BULLETIN OF THE AMERICAN ASTRONOMICAL SOCIETY, v. 13 of **Bulletin of the American Astronomical Society**, p. 525, Mar. 1981.
- [251] WEEDMAN, D. W.; HAO, L.; HIGDON, S. J. U.; DEVOST, D.; WU, Y.; CHARMAN-DARIS, V.; BRANDL, B.; BASS, E.; HOUCK, J. R. Mid-Infrared Spectra of Classical AGNs Observed with the Spitzer Space Telescope. **Astrophysical Journal**, v. 633, p. 706–716, Nov. 2005.
- [252] WEINGARTNER, J. C.; DRAINE, B. T. Dust Grain-Size Distributions and Extinction in the Milky Way, Large Magellanic Cloud, and Small Magellanic Cloud. **Astrophysical Journal**, v. 548, p. 296–309, Feb. 2001.
- [253] WHITTET, D. C. B. **Dust in the galactic environment**: Taylor and Francis, 1992.
- [254] Whittet, D. C. B., editor. **Dust in the galactic environment**, 2003.

- [255] WINGE, C.; PETERSON, B. M.; HORNE, K.; POGGE, R. W.; PASTORIZA, M. G.; STORCHI-BERGMANN, T. Spectroscopic monitoring of active Galactic nuclei from CTIO. 1: NGC 3227. **Astrophysical Journal**, v. 445, p. 680–690, Jun. 1995.
- [256] WINGE, C.; PETERSON, B. M.; PASTORIZA, M. G.; STORCHI-BERGMANN, T. Spectroscopic Monitoring of Active Galactic Nuclei from CTIO. II. IC 4329A, ESO 141-G55, Arakelian 120, and Fairall 9. **Astrophysical Journal**, v. 469, p. 648, Oct. 1996.
- [257] WITT, A. N.; OLIVERI, M. V.; SCHILD, R. E. The scattering properties and density distribution of dust in a small interstellar cloud. **Astronomical Journal**, v. 99, p. 888–897, Mar. 1990.
- [258] WITT, A. N.; SCHILD, R. E. Colors of reflection nebulae. II - The excitation of extended red emission. **Astrophysical Journal**, v. 294, p. 225–230, Jul. 1985.
- [259] WU, Y.; CHARMANDARIS, V.; HUANG, J.; SPINOGLIO, L.; TOMMASIN, S. Spitzer/IRS 5-35  $\mu\text{m}$  Low-resolution Spectroscopy of the 12  $\mu\text{m}$  Seyfert Sample. **Astrophysical Journal**, v. 701, p. 658–676, Aug. 2009.
- [260] YANKULOVA, I. M.; GOLEV, V. K.; JOCKERS, K. The luminous infrared composite Seyfert 2 galaxy jASTROBJ<sub>i</sub>NGC 7679<sub>i</sub>/ASTROBJ<sub>i</sub> through the [O III]  $\lambda$  5007 emission line. **Astronomy and Astrophysics**, v. 469, p. 891–898, Jul. 2007.
- [261] ZIER, C.; BIERMANN, P. L. Binary black holes and tori in AGN. II. Can stellar winds constitute a dusty torus? **Astronomy and Astrophysics**, v. 396, p. 91–108, Dec. 2002.