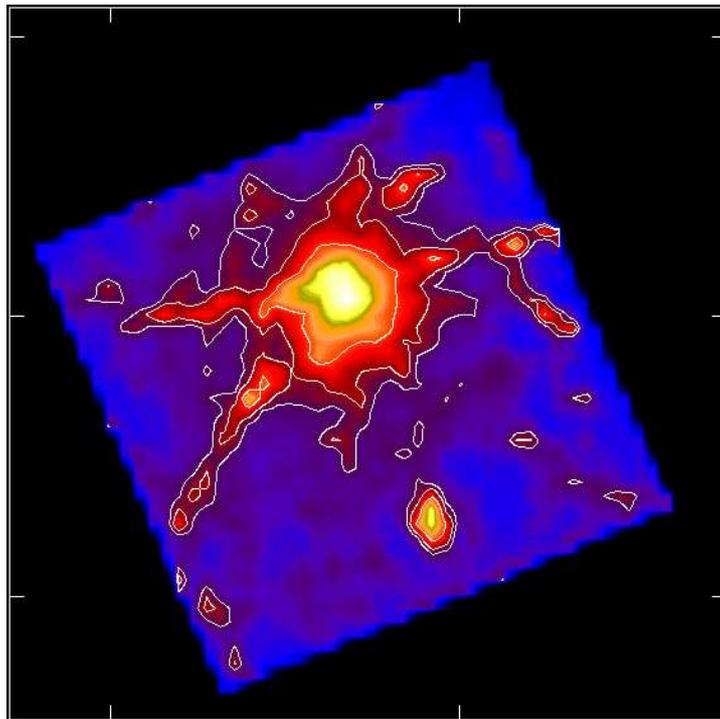

A Emissão das Galáxias Esferoidais no Infravermelho Médio

Fabrizio Ferrari



UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

A Emissão das Galáxias Esferoidais no Infravermelho Médio*

Fabricio Ferrari

Tese realizada sob orientação da Dra. Miriani G. Pastoriza e apresentada ao Instituto de Física da UFRGS em preenchimento parcial dos requisitos para obtenção do título de doutor em ciências.

Porto Alegre
2002

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

Para Anelise,
você é o M.D.C. da minha vida.

e toda minha família.

A Astronomia é útil porque nos eleva acima de nós mesmos; é útil porque é grande, é útil porque é bela; isso é o que se precisa dizer. É ela que nos mostra o quanto o homem é pequeno no corpo e o quanto é grande no espírito, já que nesta imensidão resplandescete, onde seu corpo não passa de um ponto obscuro, sua inteligência pode abarcar inteira, e dela fluir a silenciosa harmonia. Atingimos assim a consciência de nossa força, e isso é uma coisa pela qual jamais pagaríamos caro demais, porque essa consciência nos torna mais fortes.

Henri Poincaré, *O Valor da Ciência*, 1905.

AGRADECIMENTOS

- ★ À Miriani, que é responsável por muitas das idéias que estão aqui e que me persuadiu a colocá-las em prática. Claro que isso é só uma parte, por que se não fosse a nossa amizade, não teríamos conseguido.
- ★ As pessoas que mais amo, paradoxalmente são as de quem eu mais me afastei para chegar aqui. Minha família suportou tudo isso. Minha mulher, meus pais Pedro e Mema, meus irmãos Augusto e Silvio, os piás Alberto e Sofia, cunhado(a)s Patrícia, Karol, Marcelle e Zé, sogro Rubens e sogra Noeli. É a eles que dedico meu carinho e meu trabalho.
- ★ As páginas de agradecimentos não poderiam exceder as do trabalho em si, por isso não posso nomear toda a família aqui. Vós, vós, tios, tias, primos, primas, diretos, emprestados, segundo, primeiro, terceiro graus. Todos.
- ★ Aos muitos amigos. Sintam-se todos incluídos.
- ★ Aos astrônomos-amigos: o Kanaan, Humberto, Márcio Santos, Fausto, Fausti, Alex, Edu, Irapa, Henrique, Nóbrega e Virginia. Ao Horácio, um amigo meu e das elípticas. Ao Charles, que discutia a poeira comigo e fez a revisão técnica. Ao Kepler e Fátima. Ao Duccio Macchetto.
- ★ Aos demais colegas de pós-graduação, professores (em especial: Cláudio Schneider, Mário Costa) e funcionários (em especial: Arthur, Valdomiro, Zuleika, Zé) do Instituto de Física.
- ★ À Seleção Brasileira de Futebol, Pentacampeã do Mundo 2002, pelo estímulo enquanto escrevia a tese e por mostrar o orgulho de ser *brasileiro*.
- ★ À memória de João Carlos e Aloísio Natal.

Além de tudo, agradeço a **Deus**.

SUMÁRIO

Agradecimentos	v
Resumo	xii
Prefácio	xiv
1. Introdução	1
2. Amostra, observação e redução dos dados	5
2.1 Amostra	5
2.2 O satélite e os dados	7
2.2.1 A câmara ISOCAM	7
2.2.2 Canais e filtros	8
2.2.3 Modo de Observação	9
2.3 Redução dos dados	12
2.3.1 Fatias e máscaras de imagens	13
2.3.2 Corrente escura	14
2.3.3 Raios cósmicos	14
2.3.4 Campo plano	15
2.3.5 Efeitos transientes de memória	16
2.4 Ruídos	18
2.4.1 Radiação extraviada	18
2.4.2 Radiação de fundo do céu	18
3. A distribuição espectral de energia	23
3.1 Os fluxos ISO das galáxias	24
3.1.1 Bibliotecas de calibração	24
3.1.2 Comparação ISO x IRAS	26
3.2 Distribuição espectral de energia	27

3.2.1	Dados NED	29
3.2.2	Seleção dos dados	29
3.2.3	A componente da poeira na DEE	30
3.3	Grupos de populações estelares	31
3.4	Contribuições relativas	32
3.5	Discussão	35
4.	Morfologia da emissão	36
4.1	Morfologia dos mapas de emissão	37
4.2	Perfis de brilho	39
4.2.1	Discussão	40
4.3	Mapas de emissão	41
5.	Luminosidades e cores no infravermelho	70
5.1	Luminosidades no infravermelho médio	70
5.1.1	Correção da componente estelar	71
5.1.2	Histogramas de luminosidade	73
5.1.3	Comparação com o gás ionizado	75
5.2	Diagramas de cores	76
5.3	Discussão	78
6.	A poeira interestelar	80
6.1	Poeira fria	80
6.2	Poeira quente	81
6.2.1	Componente na distribuição espectral de energia	81
6.2.2	Características físicas dos grãos	83
6.2.3	Composição química	84
6.2.4	Discussão	88
6.3	A emissão da poeira	89
6.3.1	Equilíbrio térmico <i>oscilante</i>	90
6.3.2	Estimativa da massa da poeira	91
6.4	Características da emissão dos grãos	94
6.4.1	Lei de deslocamento de Wien	96
6.4.2	Implicações de corpo negro modificado	98
6.5	Discussão	99

7. Conclusão	101
Referências	105
Apêndice	112
A. Glossário	112
B. Estrutura de dados IDL da ISOCAM	114
C. Artigos publicados	116
C.1 Ferrari et al. 1999	116
C.2 Ferrari et al. 2002	133

LISTA DE FIGURAS

2.1	Desenho opto-mecânico da ISOCAM	8
2.2	Curvas de transmissão dos filtros da ISOCAM	9
2.3	Pontilhamento do telescópio	11
2.4	Uma sequência de pontilhamento	13
2.5	Corrente escura	14
2.6	Raios cósmicos	16
2.7	Efeitos de memória no detector	17
3.1	Comparação entre fluxos ISO e IRAS	26
3.2	Distribuições espectrais de energia individuais	28
3.3	Distribuição espectral de energia para o grupo M0	32
3.4	Distribuição espectral de energia para o grupo K7	33
3.5	Distribuição espectral de energia para o grupo K4	34
4.1	Mapas de emissão	42
4.2	Perfis de energia em escala linear	43
4.3	Perfis de energia em escala logarítmica	44
4.4	Mapas de emissão	45
4.5	Perfis de energia em escala linear	46
4.6	Perfis de energia em escala logarítmica	47
4.7	Mapas de emissão	48
4.8	Perfis de energia em escala linear	49
4.9	Perfis de energia em escala logarítmica	50
4.10	Mapas de emissão	51
4.11	Perfis de energia em escala linear	52
4.12	Perfis de energia em escala logarítmica	53
4.13	Mapas de emissão	54
4.14	Perfis de energia em escala linear	55

4.15	Perfis de energia em escala logarítmica	56
4.16	Mapas de emissão	57
4.17	Perfis de energia em escala linear	58
4.18	Perfis de energia em escala logarítmica	59
4.19	Mapas de emissão	60
4.20	Perfis de energia em escala linear	61
4.21	Perfis de energia em escala logarítmica	62
4.22	Mapas de emissão	63
4.23	Perfis de energia em escala linear	64
4.24	Perfis de energia em escala logarítmica	65
4.25	Mapas de emissão	66
4.26	Perfis de energia em escala linear	67
4.27	Perfis de energia em escala logarítmica	68
4.28	Mapas de emissão	69
4.29	Perfis de energia em escala linear	69
4.30	Perfis de energia em escala logarítmica	69
5.1	Histogramas das luminosidades do IVM	74
5.2	Comparação entre os fluxos no IVM e em $H\alpha$	76
5.3	Diagrama de razão dos fluxos do IVM	78
6.1	Principais bandas dos HAP no IVM	86
6.2	Curvas de radiação do corpo negro	98

LISTA DE TABELAS

2.1	Amostra de galáxias	6
2.2	Característica das observações	9
2.3	Conjunto de observações	10
2.4	Valores do fundo do céu medidos nas imagens.	21
3.1	Fluxos integrados	25
3.2	Contribuição relativa da poeira no IVM	33
5.1	Luminosidades no IVM	72
6.1	Massa da poeira quente	95

RESUMO

Propriedades fotométricas no infravermelho médio são apresentadas para uma amostra de 28 galáxias esferoidais, observadas em 6.75, 9.63 e 15 μm com o instrumento ISOCAM a bordo do satélite ISO. As distribuições espectrais de energia (DEE) das galáxias foram derivadas usando dados do infravermelho médio junto com dados do UV, do ótico e do infravermelho próximo, previamente publicados. Estas DEE mostram duas componentes: a poeira quente aquecida até $T \sim 260$ K dominando a emissão no infravermelho médio e a população estelar com $T \sim 4000$ K, que domina no ótico. Da emissão no infravermelho médio pode ser visto que a morfologia em 6.75 μm , onde a contribuição estelar é importante, é esferoidal. Em comprimentos de onda mais longos, onde há majoritariamente emissão da poeira, a morfologia é menos suave, mostrando nuvens, filamentos e discos de poeira. Também pode ser inferido que há um gradiente de temperatura da poeira, que cresce em direção ao centro da galáxia. Os perfis de energia mostram bojos $R^{1/4}$ simples, composição de bojos e discos e perfis irregulares. As luminosidades no infravermelho médio estão na faixa de $(3 - 42) \times 10^8 L_{\odot}$. As propriedades dos grãos de poeira são inferidos das cores no infravermelho médio. A emissão no infravermelho vem principalmente de grãos muito pequenos, que estão num equilíbrio térmico oscilante. As massas para a componente quente da poeira estão na faixa de $10 - 400 M_{\odot}$.

ABSTRACT

Mid-IR photometric properties are presented for a sample of 28 early-type galaxies, observed at 6.75, 9.63 and 15 μm with the ISOCAM instrument on board the ISO satellite. The spectral energy distribution (SED) of the galaxies were derived using the mid-IR data together with previously published UV, optical and near-IR data. These SEDs show two components: the hot dust heated at $T \simeq 260$ K dominating the emission in the mid-IR and the stellar population with $T \sim 4000$ K, which dominates in the visible region. From the mid-IR emission it can be seen that the morphology at 6.75 μm , where the stellar contribution is important, is spheroidal. At longer wavelengths, where there are mostly dust emission, the morphology is less smooth, showing dust clouds, filaments and discs. It can also be inferred that there are a gradient in the dust temperature, that raises towards the galaxy center. The energy profile shows simple $R^{1/4}$ bulges, composed bulge and discs and irregular profiles. The total mid-IR luminosities are in the range $(3 - 42) \times 10^8 L_{\odot}$. Dust grains properties are inferred from the mid-IR colors. The mid-IR emission comes mostly from very small grains, which are in a oscillating thermal equilibrium. The masses of the hot dust component are in the range $10 - 400 M_{\odot}$.

PREFÁCIO

A primeira porta se abre: uma terra distante, um espelho, um atlas de Geografia.

Aloísio Dalpiaz, *Portas*, 1993.

Gostaria de dizer aos leitores o motivo da minha dedicação para com a astronomia. Penso que a astronomia me encanta porque me deixa feliz – por que não dizê-lo? A astronomia mostra que somos tão pequenos, mas nunca insignificantes, pois queremos compreender o Universo que nos engendra. A astronomia dá um contraponto sublime às misérias da condição humana: a tristeza, a solidão, a mentira, a fome, a traição, o desespero. Ela enriquece o mundo com o que a natureza pode ter de belo e, de outra forma, como seria o nosso mundo sem a astronomia?

É inevitável considerar os avanços científicos e tecnológicos que da astronomia derivam. São efeitos colaterais, por assim dizer, muito importantes e que ajudam a compreender o que somos. Através deles podemos suportar e vencer os problemas que se nos apresentam. Às vezes, parece que os meios são confundidos com os fins, quando estes produtos da ciência tornam-se seu motivo. Não é diferente em nenhuma espécie do conhecimento humano e não será com a astronomia. Precisamos dedicar a ela nosso tempo mais nobre e os nossos pensamentos mais limpos e desprezenciosos. Essa conduta que nos fará evoluir enquanto seres pensantes e não máquinas de trabalho.

Procurei escrever um texto agradável ao leitor, sem comprometer seu rigor indispensável. A linguagem é uma técnica e assim foi tratada. Neste sentido, o texto não contém nenhum estrangeirismo, não por xenofobia, mas porque é neste tipo de trabalho que o vocabulário da área é construído.

Assim como no título, ao longo do texto emprego a palavra *esferoidais* referindo-me às galáxias elípticas e lenticulares. No inglês, estas galáxias são designadas pelo termo *early-type*, que pode ser traduzido livremente por primordiais ou primi-

tivas. Entretanto, esta designação tem embutida uma idéia de evolução galáctica já ultrapassada. Ao invés de optar por uma tradução que implica numa teoria que não se quer perpetuar, preferi designá-las por uma característica que nelas diretamente se observa e que as distingue dos outros tipos. Esta nomenclatura é uma sugestão para designá-las na língua portuguesa.

Com excessão deste prefácio, esta obra é escrita com sujeito indeterminado. Se por um lado não é justo iniciar todas as sentenças por um egoísta *eu*, já que tantos contribuíram na evolução deste trabalho, também *nós* soa irresponsável, uma vez que é o nome de um autor que consta na capa. Orações de sujeito indeterminado livram-nos destes julgamentos que carecem de sentido, com o incômodo de tornarem o texto artificialmente rebuscado. De qualquer modo, a sintaxe não me isenta da responsabilidade sobre o que estas páginas contém.

Espero ter logrado organizar as 40 000 palavras que compõem esta obra numa sequência inteligível e agradável ao leitor, ao mesmo tempo útil e engrandecedora à ciência da astronomia.

1. INTRODUÇÃO

Desconocemos los designios del universo, pero sabemos que razonar con lucidez y obrar con justicia es ayudar a esos designios, que no nos serán revelados.

Jorge Luis Borges, *Una oración*, 1969.

As galáxias elípticas e lenticulares foram pensadas desde o início da astronomia moderna, no início do Século XX, como elipsóides oblatos simples, formados por uma população estelar já bem evoluída e uniforme. Não possuíam nenhuma estrutura aparente, como braços espirais ou barras, parecendo ser fisicamente tão simples como aparentavam.

Este panorama mudou radicalmente nas últimas décadas. O primeiro resultado que chamou a atenção para as galáxias esferoidais foi o fato de que sua forma nem sempre era devido à rotação (Bertola e Cappaccioli 1975), mas à anisotropia na dispersão de velocidades. Pouco depois, a disseminação de detectores CCD na astronomia permitiu a análise mais detalhada das nuances na distribuição de brilho destas galáxias. A partir destes trabalhos, descobriu-se que vários dos parâmetros que caracterizavam a distribuição esferoidal de brilho da galáxia, o ângulo de posição das isofotas, a elipticidade, os desvios de elipses perfeitas, o centro das elipses, variavam de maneira inusitada. Esta situação não condizia com o cenário simplório que se tinha das galáxias elípticas. E as descobertas de gás e poeira no seu interior tornou-as mais complexas ainda.

A compreensão da formação e evolução das galáxias é um dos grandes problemas da astrofísica atual, pois os mecanismos que deram origem às galáxias assim como as conhecemos ainda não são compreendidos. As galáxias esferoidais são fundamentais no entendimento destes processos, tanto com relação às galáxias individualmente, como com relação aos aglomerados de galáxias e do Universo como um todo. Apesar de sua aparente simplicidade, as galáxias esferoidais são objetos intrinsecamente complexos, constituídos por várias componentes: população estelar, gás ionizado (Macchetto et al. 1996), poeira fria (Ferrari et al. 1999) e

poeira quente (Ferrari et al 2002) e cuja cinemática não pode ser modelada facilmente (p.ex. Pastoriza et al. 2000). Atualmente há dois cenários alternativos que tentam explicar a formação e atual estado das galáxias esferoidais. No primeiro cenário, as galáxias elipsoidais foram formadas quase que num único colapso monolítico com uma rápida formação estelar, posteriormente evoluindo passivamente. A favor deste ponto de vista pesam as sínteses estelares de galáxias elípticas, onde demonstra-se que a população estelar com idade maior que 10 bilhões de anos domina a luz visível dessas galáxias. Em contrapartida, observações do Universo primitivo mostram galáxias de morfologia muito mais variada do que se observa no Universo local. Num cenário de evolução hierárquica, as galáxias foram se fundindo ao longo da sua evolução. Alguns resultados favorecem este panorama, como por exemplo a diminuição relativa de objetos massivos em direção do Universo primordial. Outro ponto de interesse na estrutura das galáxias esferoidais é a possibilidade de estabelecer relações entre suas características estruturais, relacionando os parâmetros que dependem e não dependem da distância em que a galáxias se encontra, estabelecendo relações que caracterizam o Plano Fundamental. Desta forma é possível estabelecer um método alternativo para estimar a escala de distância cósmica. A matéria interestelar nas galáxias esferoidais pode incluir novas informações e servir de vínculo aos modelos existentes. O objetivo do presente trabalho é entender parte a história evolutiva destas galáxias, ao estudar o seu conteúdo de matéria interestelar, que se relacionam com os diferentes aspectos da formação, evolução e estrutura destas galáxias.

O gás ionizado Estudos óticos demonstraram que uma grande parcela das galáxias esferoidais contém gás e poeira. Em especial o estudo de Macchetto et al. (1996) elucida várias características do gás numa amostra de 73 galáxias esferoidais. Os autores encontram que uma considerável fração das elípticas (72%) e lenticulares (85%) contém gás ionizado. A morfologia do gás ionizado tem variação suave na maioria das galáxias, em forma de discos e nuvens regulares, embora uma pequena fração (12%) possua nuvens com estruturas filamentosas. Assumindo algumas hipóteses sobre o gás, puderam estimar sua massa, que está no intervalo $10^3 - 10^5 M_{\odot}$. Embora esta massa seja relativamente pequena, os autores argumentam que a sua contribuição à energia total da galáxia pode ser grande.

A poeira Associada ao gás ionizado, também tem sido detectada poeira nas galáxias elípticas e lenticulares. Além da poeira que pode ser detectada diretamente nas imagens das galáxias, algumas técnicas permitem avaliar o seu conteúdo de poeira. A idéia é construir um modelo de brilho para galáxia e compará-lo com a imagem, a fim de detectar a poeira. Portanto, a poeira deste modo é aquela que provoca a extinção no ótico. O trabalho de Goudfrooij et al. (1994), baseado neste método, detectou nuvens de poeira em 41% da sua amostra. Além disso, estudando a curva de extinção dessas galáxias, inferiram que os grandes grãos eram menores que os da Galáxia. A quantidade de poeira foi estimada em $10^3 - 10^5 M_{\odot}$. Outro trabalho (Van Dokkum e Franx 1995) baseado em imagens do telescópio espacial Hubble, mostrou que 78% da sua amostra continham poeira nuclear.

Um trabalho deste autor e colaboradores (Ferrari et al. 1999) detectaram poeira numa parcela (75%) das 22 galáxias da amostra. Analisando os mapas de extinção A_V e A_R , mostraram que a morfologia da poeira está associada com a do gás, e que se distribui em filamentos, discos e nuvens estendidas. Supondo algumas características para os grãos, estimaram a massa da poeira na faixa $10^3 - 10^5 M_{\odot}$. Além disso, comparando a massa da poeira com as luminosidades infravermelho obtidas do IRAS, inferiram que o máximo da emissão da poeira deve estar além de $100 \mu\text{m}$, logo, trata-se de poeira fria $T < 30 \text{ K}$. Este resultado concorda com a idéia de que a poeira fria, composta de grãos grandes ($a \sim 0.1 - 0.2 \mu\text{m}$) de silicato ou grafite, é responsável pela maior parte da extinção que se observa no ótico (Whittet 1992). A fonte de energia da poeira e do gás pode ser estrelas Pós-AGB, que fornecem fótons UV que ionizam o gás e aquecem a poeira, que reemite esta energia no infravermelho.

A poeira no infravermelho Os resultados acerca da matéria interestelar nas galáxias esferoidais, estimularam o interesse de observar estes objetos no infravermelho, onde a poeira, que absorve no UV e ótico, reemite a energia. Os dados do IRAS foram precursores nesta região do espectro, de onde se obteve a massa da poeira fria e pode-se mapear a sua distribuição em larga escala (Knapp et al. 1989). Embora o IRAS representou um avanço na compreensão da matéria interestelar, sua resolução deixava a desejar para estudar em detalhe objetos individuais. Esta lacuna foi preenchida em 1995 pelo ISO (*Infrared Space Observatory*), observatório muito mais sensível que o IRAS e que dispunha de um conjunto de filtros mais completo, câmera, espectrógrafo, e cobria o infravermelho médio e distante.

É baseado em observações da câmera do ISO, a ISOCAM, que foi desenvolvido o trabalho que segue. A sua intenção é investigar as propriedades da poeira nas galáxias elípticas, complementando, entre outros, os trabalhos de Macchetto et al. (1996) e de Ferrari et al. (1999). Ele está estruturado da seguinte forma. No capítulo 2 está detalhado todo o processo de redução dos dados. A seguir, capítulo 3, são construídas as distribuições espectrais de energia, que informam sobre as propriedades da emissão da poeira e estrelas. Complementando, o capítulo 4 mostra os mapas de emissão nos filtros observados, de onde derivam-se os perfis de energia. Ambos ajudam a conhecer a distribuição da poeira nas galáxias. No capítulo 5, são estudadas as luminosidades totais no infravermelho e as cores nos filtros ISOCAM, cujos resultados suportam os argumentos sobre as características físicas e químicas da poeira. No capítulo 6, parte dos resultados obtidos anteriormente são reunidos num apanhado geral das propriedades da poeira, como a massa, temperatura, situação de equilíbrio e propriedades da emissão. Finalmente, no capítulo 7 são resumidas as conclusões que foram obtidas.

2. AMOSTRA, OBSERVAÇÃO E REDUÇÃO DOS DADOS

Devemos tentar não ficar demasiado ligados a uma hipótese, só por ser a nossa. É apenas uma estação intermediária na busca do conhecimento. Devemos nos perguntar porque a idéia nos agrada. Devemos compará-la imparcialmente com as alternativas. Devemos verificar se é possível encontrar razões para rejeitá-la. Se não, outros o farão.

Carl Sagan, *O mundo assombrado pelos demônios*, 1995.

2.1 Amostra

As 28 galáxias utilizadas neste trabalho são esferoidais (elípticas ou lenticulares) selecionadas a partir de uma subamostra de Macchetto et al. (1996), luminosas ($B_T^0 < 13$) e com conteúdo de matéria interestelar conhecido. A amostra tem esta tendência porque a intenção é estudar as propriedades da poeira nas galáxias esferoidais, observadas no infravermelho. Desta forma, visa-se complementar dois trabalhos sobre o assunto, o de Macchetto et al (1996) e um do próprio autor (Ferrari et al. 1999). O primeiro baseia-se em observações na linha $H\alpha$ obtidas no telescópio *New Technology Telescope* (NTT) do *European Southern Observatory* (ESO); sua importante contribuição é mostrar com detalhe como o gás ionizado está distribuído espacialmente e quais são suas características: massa e luminosidade. O segundo baseia-se em imagens nas bandas V e R também do NTT; ali se vê que existe uma relação entre a morfologia da poeira e do gás, que a poeira responsável pela extinção no ótico possui temperatura $T < 30$ K e que uma possível fonte de aquecimento da poeira seriam as estrelas Pós-AGB.

Outra característica desta amostra, assim como a de Ferrari et al (1999), é que os objetos encontram-se em distâncias que vão de 10 a 90 Mpc. Esta característica

Nome	$\alpha(2000)$	$\delta(2000)$	Tipo	B_T^0	D (Mpc)	G	R	X
NGC 720	01 52 57.5	-13 30 20	E5	11.16	25.4			
NGC 741	01 56 21.0	+05 37 44	E0	12.20	84.0	I	•	
NGC 1453	03 46 27.2	-03 58 09	E2	12.58	59.1	D		
NGC 3258	10 28 54.1	-35 36 22	E1	12.22	42.9	CI		
NGC 4374	12 25 03.7	+12 53 13	E1	10.01	15.8	•	•	•
NGC 4472	12 29 46.8	+08 00 01	E2/S0	9.33	18.0	•	•	•
NGC 4636	12 42 50.0	+02 41 17	E/S0	10.43	18.0		•	
NGC 4783	12 54 36.3	-12 33 30	E0pec	12.80	71.2	I	•	
NGC 4936	13 04 16.4	-30 31 29	E0	12.28	50.4	•		
NGC 5044	13 15 24.0	-16 23 06	E0	11.87	44.2	•	•	•
NGC 5084	13 20 16.7	-21 49 39	S0	11.28	26.6	•		
NGC 5813	15 01 11.2	+01 42 08	E1	11.42	29.5	•	•	
NGC 5831	15 04 07.2	+01 13 15	E4	12.31	29.5	•		
NGC 5903	15 18 36.3	-24 04 06	E3/S0	11.74	37.5	DI		
NGC 6407	17 44 57.7	-60 44 22	E	12.43	67.9	DI		
NGC 6721	19 00 50.5	-57 45 28	E1	12.68	64.9			
NGC 6758	19 13 52.3	-56 18 33	E2	12.31	49.7	•		
NGC 6776	19 25 19.4	-63 51 41	E1pec	12.71	79.9	•		
NGC 6851	20 03 33.6	-48 17 02	E4	12.51	41.1	D		
NGC 6868	20 09 53.8	-48 22 45	E3/S0	11.49	41.1	•	•	
NGC 6876	20 18 20.3	-70 51 28	E3	11.83	57.4	C		
NGC 7041	21 16 32.6	-48 21 51	S0/E7	12.19	27.7	•		
NGC 7562	23 15 57.7	+06 41 15	E2-3	12.38	51.9	•		
NGC 7619	23 20 14.7	+08 12 23	E	11.93	51.9	I		
NGC 7626	23 00 42.3	+08 13 02	Epec	12.06	51.9	I	•	
NGC 7796	23 58 59.7	-55 27 23	E+	12.39	47.7			
IC 4889	19 45 15.8	-54 20 37	E5	12.06	36.8	I?		
IC 5105	21 24 22.4	-40 32 06	E+	12.62	79.1			

Tab. 2.1: Nomes, coordenadas, tipo morfológico, magnitude total integrada, distância ($H_0 = 65 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$) e observações referentes às galáxias da amostra. **G:** em grupo, **+D:** disperso, **+C:** compacto, **+I:** interactuante; **R:** emissão rádio; **X:** emissão raio-X

pode contaminar os estudos que envolvam a luminosidade $L_\nu = 4\pi D^2 F_\nu$, pois esta depende da distância, que mal estimada pode levar a um erro na luminosidade. Portanto, evita-se utilizar comparações entre luminosidades, favorecendo aquelas entre fluxos. A Tabela 2.1 mostra as galáxias e suas características.

2.2 O satélite e os dados

Os dados em que se baseia este trabalho foram obtidos pelo satélite ISO¹ (*Infrared Space Observatory*) no ano de 1996 (Kessler 1996). O ISO é um satélite astronômico, operando em comprimentos de onda de $2.5 - 240 \mu\text{m}$. O satélite constitui-se de um criostato com 2300 l de hélio superfluido, que mantém o telescópio Ritchey-Chrétien de 0.6 m, os instrumentos e as partes óticas em uma temperatura entre 2 e 8 K. Um sistema de estabilização triaxial garante uma acuidade no apontamento de poucos segundos de arco. Os instrumentos a bordo são um fotopolarímetro imageador – ISOPHOT, uma câmera – ISOCAM (usada neste trabalho), um espectrógrafo de ondas curtas – ISOSWS, e um de ondas longas – ISOLWS (Kessler et al. 1996).

O satélite foi lançado em novembro de 1995 e permaneceu operando por 28 meses numa órbita bastante elíptica com perigeu de 1 000 km e apogeu de 70 500 km. O ISO representou um significativo avanço, no que tange à resolução e sensibilidade, em comparação ao seu antecessor, o IRAS (*InfraRed Astronomical Satellite*).

2.2.1 A câmara ISOCAM

A ISOCAM, câmara a bordo do ISO, pode obter imagens do céu em comprimentos de onda entre $2.5 \mu\text{m}$ e $18 \mu\text{m}$. Ela possui dois canais independentes: um **canal de ondas curtas** (SW, $2.5 - 5.5 \mu\text{m}$) e um **canal de ondas longas** (LW, $4 - 18 \mu\text{m}$), cada um contendo um detector com um arranjo de 32×32 pixels e 10 ou 11 fítros de banda passante. Os arranjos de lentes permitem obter **campo de visada de um pixel** (CVP) de 1.5, 3, 6 ou 12 segundos de arco (Cesarsky et al. 1996.)

Em contraste com o IRAS, que mapeou todo o céu em 4 comprimentos de onda (12, 25, 60 e $100 \mu\text{m}$), a ISOCAM foi desenhada para estudos detalhados de regiões limitadas do céu, com melhor resolução angular, capacidades imageadoras e espectroscópicas melhoradas e maior sensibilidade.

Na Figura 2.1 está esquematizado o desenho ótico e mecânico da ISOCAM, mostrando as suas partes principais. A ISOCAM é uma jóia construída em titânio, que lhe garante resistência e estabilidade sem ônus à massa do conjunto, cujas

¹ Baseado em observações com o ISO, um projeto ESA com instrumentos providos pelos Estados Membros da ESA (em especial os países: França, Alemanha, Holanda e o Reino Unido) e com a participação da ISAS e NASA.

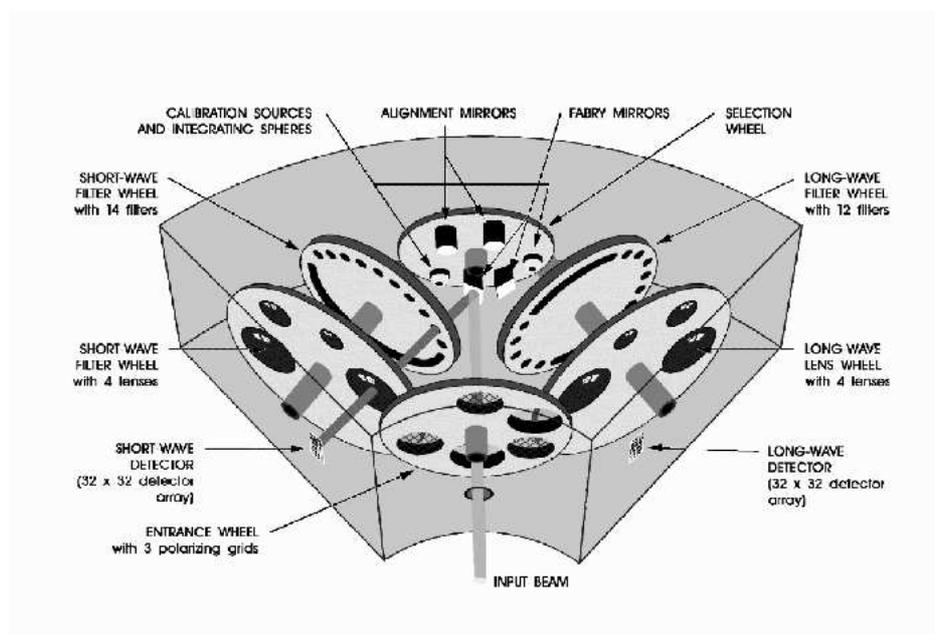


Fig. 2.1: Desenho opto-mecânico da ISOCAM. No caminho do feixe de entrada (centro inferior) vê-se: os polarizadores, os espelhos de alinhamento e calibração; à direita: os filtros, as lentes do canal de ondas longas (LW) e seu detector; à esquerda: os filtros, as lentes do canal de ondas curtas (SW) e seu detector. (adaptado de Blommaert et al. 2001)

partes óticas, otimizadas para observar no infravermelho, são revestidas de ouro. O conjunto todo opera no vácuo em uma temperatura menor que 8 K.

2.2.2 Canais e filtros

Neste trabalho somente foi utilizado o canal de ondas longas (LW) que vai de 4 a $18 \mu\text{m}$. Dos vários filtros disponíveis, utilizamos três, que cobrem quase todo o **infravermelho médio** ($5 - 20 \mu\text{m}$), sobrepondo-se levemente nos seus limites. Estes filtros foram escolhidos por incorporarem algumas particularidades que vinham de encontro ao que se pretendia estudar. Por exemplo, o filtro LW2 abrange uma região de emissão de moléculas de hidrocarbonos aromáticos policíclicos (HAP); o filtro LW7 tem seu centro numa importante banda de emissão dos silicatos, prováveis constituintes de uma importante parcela da matéria interestelar nestas galáxias. Também optou-se por filtros de banda larga, já que não se sabia com certeza quais

linhas de emissão seriam observadas nestes objetos, pois não havia observações espectroscópicas destas galáxias nesta região do espectro. Na Figura 2.2 estão as curvas de transmissão dos três filtros e na Tabela 2.2 as suas características.

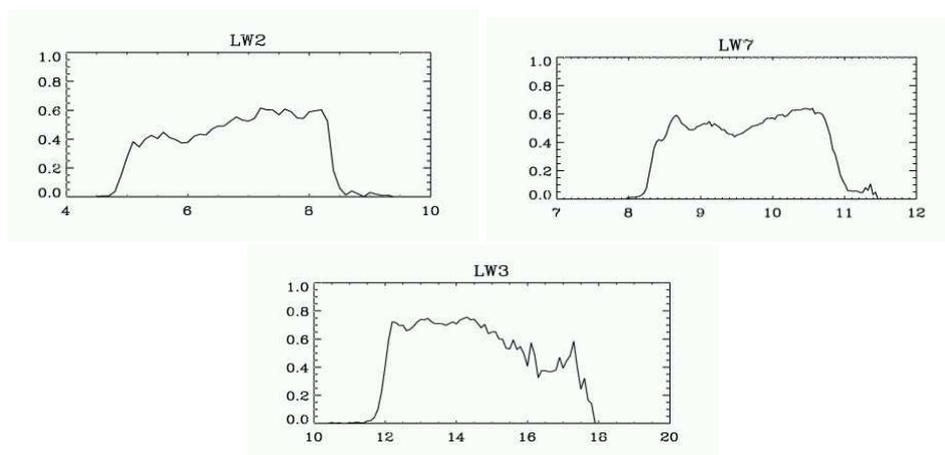


Fig. 2.2: Curvas de transmissão dos filtros da ISOCAM usados, mostrando a transmissão em função do comprimento de onda, em micra.

Filtro	λ_c (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	CVP	posições
LW2	6.75	2.5		
LW7	9.63	2.0	3''	25
LW3	15.0	5.0		

Tab. 2.2: Característica das observações: nome do filtro, comprimento de onda central do filtro, largura equivalente do filtro, campo de visada do pixel, número de imagens que compõem a sequência do pontilhamento.

2.2.3 Modo de Observação

Em todas as observações apresentadas aqui, utilizou-se um único modo de observação, para que os dados fossem homogêneos em todas as galáxias da amostra. Como o objetivo era estudar as propriedades das 28 galáxias no infravermelho médio, optou-se por escolher um arranjo observacional que contemplasse as similaridades entre os objetos, ao invés de escolher um arranjo que melhor se adaptasse às características individuais. A vantagem desta abordagem é a homogeneidade

Galáxia	N_{exp}			$t_{\text{int}} \text{ (s)}$			$t_{\text{total}} \text{ (s)}$			N_{pos}
	LW2	LW7	LW3	LW2	LW7	LW3	LW2	LW7	LW3	
NGC 720	148	146	122	5.04	5.04	5.04	745	735	614	25
NGC 741	119	117	100	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1008	25
NGC 1453	119	144	121	10.08	5.04	5.04	1199	725	609	25
NGC 3258	119	117	100	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1008	25
NGC 4374	118	146	121	20.16	5.04	5.04	2378	735	609	25
NGC 4472	147	145	122	5.04	5.04	5.04	740	730	614	25
NGC 4636	149	146	125	5.04	5.04	5.04	750	735	630	25
NGC 4783	119	117	100	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1008	25
NGC 4936	119	117	101	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1018	25
NGC 5044	147	147	122	5.04	5.04	5.04	740	740	614	25
NGC 5084	118	117	100	10.08	10.08	10.08	1189	1179	1008	25
NGC 5813	118	116	100	10.08	10.08	10.08	1189	1169	1008	25
NGC 5831	120	116	101	10.08	10.08	10.08	1209	1169	1018	25
NGC 5903	120	116	100	10.08	10.08	10.08	1209	1169	1008	25
NGC 6407	119	117	102	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1028	25
NGC 6721	119	117	100	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1008	25
NGC 6758	119	117	101	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1018	25
NGC 6776	115	112	99	10.08	10.08	10.08	1159	1128	997	25
NGC 6851	115	113	99	10.08	10.08	10.08	1159	1139	997	25
NGC 6868	115	112	119	10.08	10.08	5.04	1159	1128	599	25
NGC 6876	114	112	98	10.08	10.08	10.08	1149	1128	987	25
NGC 7041	115	110	99	10.08	10.08	10.08	1159	1108	997	25
NGC 7562	119	116	101	10.08	10.08	10.08	1199	1169	1018	25
NGC 7619	119	117	101	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1018	25
NGC 7626	120	116	102	10.08	10.08	10.08	1209	1169	1028	25
NGC 7796	119	117	101	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1018	25
IC 4889	149	146	121	5.04	5.04	5.04	750	735	609	25
IC 5105	119	117	100	10.08	10.08	10.08	1199	1179	1008	25

Tab. 2.3: Conjunto de observações: galáxia, exposições individuais, tempo de integração individual, tempo de integração total (centro do campo), número de posições do pontilhamento.

dos dados ao longo da amostra, sob pena de perder algum detalhe individual que poderia ser melhor explorado com o equipamento disponível.

As observações foram feitas com o modo CAM01 (micro-raster) da ISOCAM, específico para imageamento fotométrico. Em sistemas de observação no infravermelho, não é possível que se faça exposições demasiado longas da mesma região do céu, porque o detector exibe um efeito de estabilidade e memória (seção 2.3.5) e porque o ruído do céu não raramente é mais intenso que a fonte. Desta forma, faz-se o instrumento abranger áreas adjacentes do céu, deslocando-se pouco e previsivelmente entre elas. De acordo com a proporção entre o tamanho angular característico do objeto e o campo de visada do telescópio, as observações individuais são combinadas com objetivos diferentes. No caso em que esta razão é menor que a unidade, as imagens são combinadas para diminuir seu ruído, superpondo-se em quase toda a sua área, exceto na periferia. Se o objeto é maior que o campo do telescópio, as imagens são combinadas para produzir um **mosaico** do objeto, tornando possível observar uma região do céu maior que o campo do telescópio. Em qualquer caso, este método de observação chama-se **pontilhamento**, ou ainda, **rastreamento**.

No presente caso, as imagens são combinadas com objetivo intermediário en-

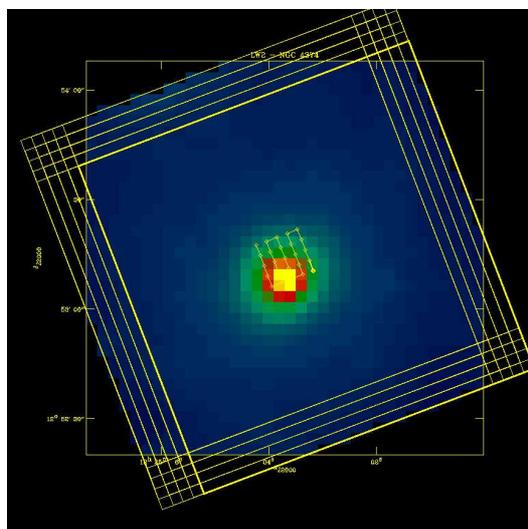


Fig. 2.3: Pontilhamento do telescópio: o percurso no centro da imagem indica o centro do campo em cada sequência do pontilhamento; os quadrados na periferia mostram os limites do campo.

tre os dois citados. Como a amostra constitui-se de galáxias esferoidais, bastante estendidas e cuja emissão no infravermelho médio não é muito intensa, as observações foram planejadas de modo que cada imagem da sequência fosse deslocada o mínimo possível com relação à imagem anterior, com o telescópio quase sempre cobrindo a região central da galáxia, fazendo com que o ruído fosse sensivelmente menor que o sinal nesta região. Assim, enquanto o detector tem um arranjo de 32×32 pixels, a imagem final da sequência, depois de alinhada e combinada, possui apenas 36×36 pixels. Em geral, a sequência é constituída de uma centena de imagens, obtidas em 25 posições diferentes. Como foi usado o CVP de $3''$, a imagem final tem um campo de visada de $108'' \times 108''$. O rastreamento característico de uma observação é mostrado na Figura 2.3. No centro, vê-se aonde aponta o eixo óptico do telescópio; os quadrados na periferia indicam a abrangência do campo em cada apontamento. A Tabela 2.2 sintetiza as características das observações.

2.3 Redução dos dados

Os dados da ISOCAM são gravados como estruturas IDL². Estas estruturas contém todos os parâmetros da observação, observador, objeto, modo de observação, apontamento do instrumento, tempos de exposição, sequência de imagens (veja apêndice B). As estruturas de dados que contém as imagens são referidas como **cubo de dados**, em analogia com um cubo onde as imagens encontram-se enfiadas uma atrás das outras. À largura e altura do cubo correspondem as coordenadas do céu e à profundidade corresponde a sucessão temporal de observações. O vetor tridimensional $\text{cube}[x, y, t]$ da estrutura de dados armazena tal cubo (apêndice B).

Os dados são tratados, calibrados, analisados e visualizados usando-se um pacote de rotinas para o IDL chamado CIA³ (*Cam Interactive Analysis*) que foram desenvolvidas para este fim. Com estes pacotes é possível realizar uma série de correções que são descritas a seguir.

Como exemplo, a Figura 2.4 mostra a primeira metade de uma sequência de imagens que compõem uma observação, neste caso da galáxia NGC 4374. Estes dados não foram processados ainda e nota-se uma série de problemas que deverão ser corrigidos. Pode-se ver a série de raios cósmicos que atingem cada imagem, com tempos de exposição de 20s. Além disso, em cada quadro, as linhas pares têm sistematicamente intensidade diferente das ímpares, problema relacionado com a subtração da corrente escura (veja a Figura 2.5). A diferença de sensibilidade do detector ponto a ponto, corrigida pelo campo plano, pode ser notada por uma depressão nos fluxos na região acima e à esquerda do detector. Um outro efeito importante, que não é tão notável na Figura 2.4, é o de estabilização do detector, que se apresenta como uma demora na resposta do sinal a uma mudança na fonte.

A correção da maioria dos efeitos descritos a seguir está contemplada nas rotinas do CIA, porém, a escolha e aplicação das bibliotecas e rotinas de calibração é uma tarefa que exige uma considerável familiaridade com o instrumento e dados do ISO/ISOCAM. É por isso que estão descritos aqui métodos de calibração que não foram desenvolvidos mas aplicados pelo autor. O pacote de redução de dados continua sendo desenvolvido depois de 4 anos do término da vida útil do satélite,

² Interactive Data Language

³ Os dados ISOCAM apresentados neste trabalho foram analisados usando CIA, um desenvolvimento conjunto da Divisão de Astrofísica da ESA e o Consórcio ISOCAM. O Consórcio ISOCAM é dirigido pela investigadora principal, C. Cesarsky.

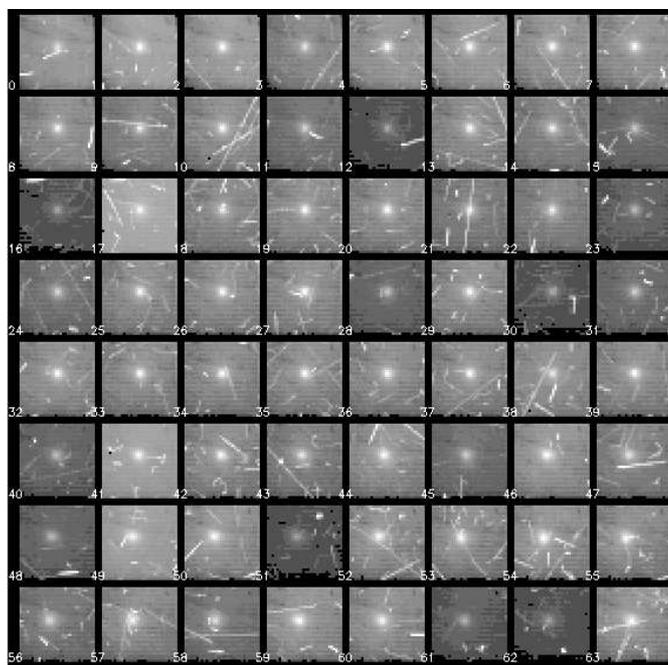


Fig. 2.4: As primeiras 64 de 117 imagens de uma sequência de pontilhamento que compõem uma observação. Estes dados não sofreram nenhum tratamento. São notáveis os diversos raios cósmicos, os padrões de corrente escura (linhas pares versus ímpares) e a não uniformidade do detector. A galáxia é NGC 4374 e o tempo de exposição de cada imagem é 20 s.

tal a sutileza implícita no processamento dos seus dados.

2.3.1 Fatias e máscaras de imagens

Conforme mencionado acima, as observações constituem-se de uma sequência de imagens. Antes que possam ser alinhadas e combinadas, é necessário que se escolha quais partes das observações devem ser combinadas entre si e quais devem ser descartadas. Fatores como o estado dos instrumentos, o estado do telescópio e o apontamento devem ser levados em conta ao se escolher os dados. Mais ainda, as observações ocorrem sem interrupção enquanto mudam-se os filtros ou partes do conjunto ótico. Então, é necessário que se escolha as porções do cubo de dados que serão combinadas numa imagem final.

O processo de separação é chamado de **fatiamento**. Ele é feito através de uma rotina do CIA, que marca numa **máscara** (vetor `mask[x, y, t]`) na estrutura

de dados) quais quadros fazem parte de que parte das observações. Baseado nos valores desta máscara e no cubo de dados, é possível obter as imagens finais de cada filtro.

2.3.2 Corrente escura

A **corrente escura** é uma medida do sinal detectado mesmo quando não existe fonte alguma excitando o detector, cuja origem é a corrente de fuga eletrônica ou contaminação do meio ambiente. Em detectores para o infravermelho, a corrente escura é originada principalmente pela emissão térmica de todo o instrumento, pois qualquer corpo com temperatura superior a do detector constitui uma fonte potencial de emissão no infravermelho.

Para o ISO, os níveis de corrente escura nos testes em terra foram bastante próximos àqueles depois do lançamento, e assim as bibliotecas de calibração são bastante confiáveis. A corrente escura tem um efeito muito notável no canal LW, apresentando um padrão de colunas pares e ímpares (Figura 2.5); sua correção é imprescindível.

A corrente escura no canal LW é uma soma de dois efeitos, a corrente de fuga de transistores e a geração térmica de cargas no detector. O primeiro efeito é mais pronunciado nas exposições menores que 10 s, a partir de quando o efeito das cargas térmicas domina (Blommaert et al. 2001.)

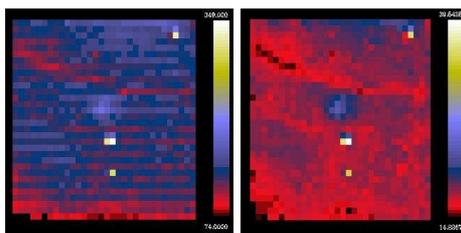


Fig. 2.5: Observação da galáxia NGC 4374 no filtro LW3. **esquerda:** dados crus; **direita:** corrente escura corrigida pelo modelo `calg`.

2.3.3 Raios cósmicos

As imagens da ISOCAM são cruzadas por raios cósmicos produzidos principalmente por elétrons energéticos que cruzam uma cadeia de pixels. Muitos destes

pixels recuperam-se depois de uma ou duas leituras, entretanto, devido à natureza do detector (seção 2.3.5) e da energia das partículas incidentes, estes impactos podem ter efeitos duradouros, levando até 5 minutos para desaparecer. Estes mais duráveis estão associados às partículas mais pesadas e acontecem na média de 1 por segundo no canal LW. Na Figura 2.4 é possível ver a quantidade de raios cósmicos que chegam no detector.

A remoção automática dos raios cósmicos não é uma tarefa simples neste tipo de instrumento. Em primeiro lugar, demora até que os pixels do detector se estabilizem, isto é, que sua leitura deixe de se alterar, mesmo que o fluxo incidente seja constante. Assim, nem sempre é possível atribuir uma mudança no valor de um pixel a um raio cósmico. Mais ainda, como os raios cósmicos são abundantes, uma sequência deles pode incidir num mesmo pixel, criando uma sucessão temporal de fluxos que poderá ser tomada como uma fonte astronômica.

A solução para este tipo de problema envolve uma transformada temporal do sinal. O tipo usado nas rotinas do CIA envolve a **Transformada Média Multi-resolução** (TMM), uma alternativa às ondaletas. A idéia é a seguinte (Starck et al. 1999): se é observada a mesma posição do céu em n exposições, não pode haver nenhuma estrutura no sinal cujo tamanho temporal seja menor que $n t_{\text{int}}$, onde t_{int} é o tempo de integração individual. Isto significa que as estruturas relevantes em pequenas escalas são devidas aos raios cósmicos. O método consiste em fazer a TMM para cada pixel, eliminar os valores que excedem um determinado limite e depois reconstruir o sinal. O método funciona bem mesmo para dados não estabilizados, exceto quando os impactos dos raios cósmicos duram mais que $n t_{\text{int}}$. Este fato corrobora a idéia de se fazer muitas exposições curtas de cada objeto, pois os raios cósmicos são mais eficientemente removidos.

2.3.4 Campo plano

O campo plano é uma medida das diferenças de sensibilidade entre os pixels do detector. A origem destas diferenças pode ser por absorções no caminho ótico ou por anomalias intrínsecas entre os elementos do detector. Os detectores que operam no infravermelho são ainda mais problemáticos⁴, apresentando pixels saturados e defeituosos em todo detector. Por outro lado, existem diferenças de absorção no

⁴ Os detectores para o infravermelho médio não são tão desenvolvidos quanto os do ótico, em parte por não poderem ser construídos de silício. Enquanto os CCDs atuais têm $1.6 \cdot 10^7$ pixels, o CCD do ISO tem 1024.

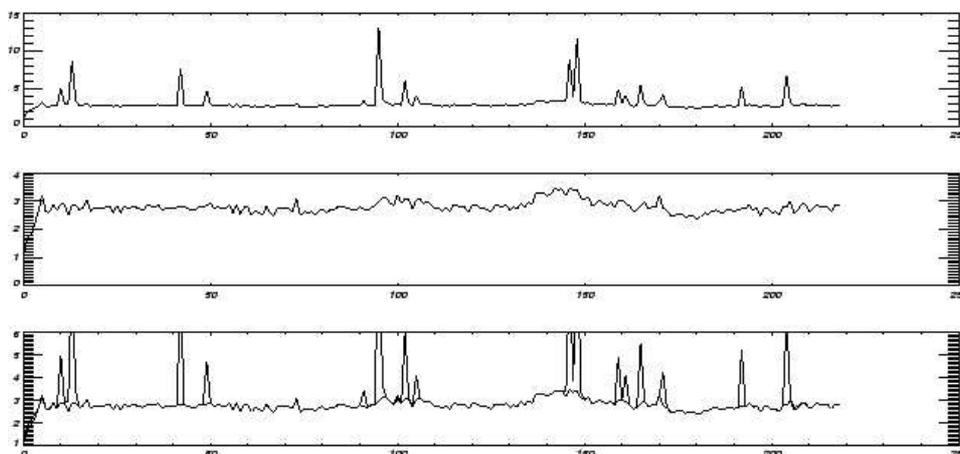


Fig. 2.6: Um exemplo de remoção de raios cósmicos. Evolução temporal de um pixel, em unidades arbitrárias de fluxo. **acima:** os dados originais; **meio:** os dados com os raios cósmicos removidos; **abaixo:** ambos superpostos.

caminho ótico, devido às imperfeições da matéria prima e da manufatura dos componentes. Em geral, é muito mais simples corrigir estes problemas *a posteriori* do que lograr eliminá-los na construção do instrumento. Estas correções são feitas com a calibração de campo plano.

Para se construir as bibliotecas de campo plano, fazem-se observações de uma área com fluxo uniforme em todo o campo observado. Quando a observação é de fontes tênues em que se tem uma grande região de fundo na imagem, pode-se obter uma imagem de campo plano fazendo a média de todos os quadros de uma sequência, isto é, todas as imagens individuais. Este procedimento funciona se o detector esteve mais tempo observando o fundo que o objeto em si. No presente caso, o objeto sempre cobre todo o campo observado e não foi possível construir campos planos a partir dos dados, tendo utilizado os padrões fornecidos com as bibliotecas de calibração do ISO.

2.3.5 Efeitos transientes de memória

Os **efeitos de memória** são atrasos que o detector apresenta ao reagir a uma mudança de fluxo incidente. São efeitos que diminuem com o passar do tempo, tornando a sua detecção e consideração difícil. Em geral, o comportamento dos detectores empregados no infravermelho (como Ge-Ga, Si-Ga, In-Sb) é não linear e não

simétrico com a variação temporal do fluxo. Os detectores da ISOCAM sofrem fortemente dos efeitos de memória, tornando-os uma preocupante parte da análise dos dados ISOCAM.

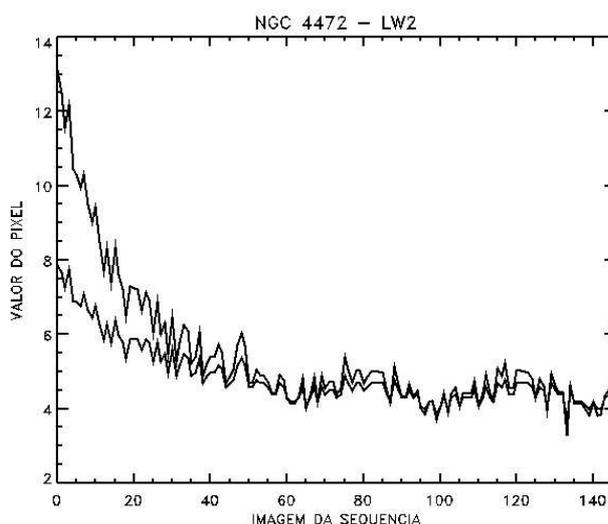


Fig. 2.7: Correção de efeitos de memória num pixel do imagem LW2 da NGC 4472. A curva inferior é o valor original e a superior a corrigida.

Os efeitos de memória apresentam-se em diversas situações. Depois de uma mudança do fluxo que incide no detector, podem ser necessárias dezenas ou centenas de leituras antes que a medida se estabilize num novo nível. Por causa deste efeito, foi recomendado que se fizessem várias leituras de estabilização antes de se começar com as medidas científicas de fato. Entretanto, nem sempre é possível que isso seja feito, e ferramentas para corrigir o efeito de memória se fizeram necessárias.

Os efeitos transientes dependem basicamente dos seguintes fatores

- ▶ níveis iniciais e finais do fluxo;
- ▶ pré-história da iluminação do detector;
- ▶ gradiente de iluminação entre os pixels;

No canal LW, os efeitos de memória são compostos de uma componente de curto prazo, que afeta o fluxo em 40% e um deslocamento de longo prazo, que afeta

em 5% o fluxo. Uma série de estudos com detectores de engenharia⁵ em terra tornou possível modelar o seu comportamento, permitindo elaborar algoritmos que corrigem estes problemas nos dados observados.

2.4 Ruídos

Os ruídos de qualquer forma contaminam a observação, dificultando a detecção das fontes e aumentando a incerteza das medidas. No infravermelho médio, as fontes de ruídos são potencializadas, pois quase todos os corpos têm uma emissão expressiva na faixa de alguns micra. As origens do ruído neste caso são a emissão do próprio instrumento, a radiação de corpos celestes próximos ou intensos e a radiação de fundo do céu.

2.4.1 Radiação extraviada

A **radiação perdida** ou **extraviada** é oriunda da emissão térmica do instrumento e de objetos brilhantes no infravermelho, como o Sol, a Terra, a Lua e Júpiter, entre outros. O ISO, por exemplo, é satélite para livrar-se da intensa emissão de vapor de água da atmosfera terrestre.

Uma parte da radiação extraviada é eliminada com barreiras na periferia do caminho ótico no tubo do telescópio. Desta forma, o nível da luz extraviada é mantido abaixo de 10% do ruído de fundo do céu.

2.4.2 Radiação de fundo do céu

A duas principais componentes da **radiação de fundo do céu** são a luz zodiacal e a emissão galáctica difusa. No presente caso, a emissão zodiacal é mais importante, porque predomina nos comprimentos de onda mais curtos do ISO ($\lambda < 50 \mu\text{m}$), enquanto a emissão galáctica difusa emite mais para $\lambda > 100 \mu\text{m}$. A emissão zodiacal depende do comprimento de onda observado e das coordenadas eclípticas do objeto; quanto mais próximo ao plano da eclíptica, mais importante a contribuição do ruído de fundo.

⁵ Detectores de engenharia são aqueles usados em testes e protótipos dos instrumentos. São idênticos aos científicos, mas de qualidade inferior. Na fabricação dos detectores, para cada um de qualidade científica, são produzidos dezenas de qualidade de engenharia. Os seus custos também seguem esta proporção.

Neste tipo de observação no infravermelho, usualmente reserva-se algum tempo útil do instrumento para imagear regiões do céu próximas ao alvo, com a finalidade de medir a contribuição do céu. Quando o campo do instrumento é muito maior que o objeto observado, pode-se medir o fluxo céu na própria imagem. No presente caso, como o tempo do satélite é exíguo, optou-se por não realizar medidas do céu, avaliando-o posteriormente.

Modelo de emissão do céu

O fato de se usar modelos para emissão do céu está associado à necessidade de se aproveitar ao máximo o tempo do telescópio. Em primeiro lugar, como as galáxias esferoidais são tênues no infravermelho, é necessário um grande tempo de integração, a fim de que o fluxo destas galáxias possa ser medido com confiança. Por outro lado, como estes objetos, vistos no ótico, em geral são angularmente mais extensos que o campo de visada do telescópio, várias imagens teriam de ser combinadas para cobrir todo o objeto. Entretanto, se não se superpusessem, o ruído final seria muito baixo. Como mencionado na seção 2.2.3, as observações foram determinadas de modo a sempre cobrir o centro da galáxia, para que o sinal ali contivesse pouco ruído. Assim, não foi possível medir o céu na própria imagem e não foram realizadas medidas específicas do céu na região de cada objeto. Desta forma, é necessário tentar utilizar um modelo de emissão do céu.

DIRBE O primeiro modelo testado foi produzido a partir das observações do satélite COBE (*Cosmic Background Explorer*, explorador do fundo cósmico) desenhado para medir a radiação infravermelha e microondas de fundo. O instrumento DIRBE (*Diffuse Infrared Background Experiment*, experimento do fundo infravermelho difuso) mediu o brilho do céu em comprimentos de onda de 1.25 a 240 μm . Os modelos construídos a partir de tais observações estão descritos no trabalho de Kelsall et al. (1998) e trabalhos ali listados.

A emissão da poeira interplanetária, que é uma importante contribuição da luz zodiacal, é modelada a partir das observações do COBE/DIRBE. A contribuição da emissão térmica e da luz espalhada de grãos de poeira interplanetária foi ajustada usando-se três componentes para a poeira: uma nuvem uniforme, três bandas asteroidais de poeira e um anel em 1 UA.

IRSKY Em segundo lugar, foram testadas as estimativas para o fundo do céu dados pela ferramenta IRSKY do IPAC⁶. Os modelos do IRSKY fornecem uma estimativa da contribuição de cada componente da radiação de fundo do céu, baseado nas observações do IRAS.

Tais modelos são baseados nos mapas de baixa resolução (LRP) e no atlas de levantamento do céu do IRAS (ISSA). O IRAS é um satélite de baixa resolução e baixa sensibilidade, cujo campo é maior que $1'$ e que não detecta fontes mais fracas que ~ 60 mJy. Sendo assim, um enorme esforço e sofisticação foi empregado para extrair toda a informação possível dos dados do IRAS. Entretanto, apesar de todos os artificios, os dados continuam com baixa resolução e pouco sensíveis, se comparados com os do ISO. Desta forma, os modelos baseados nas observações do COBE/DIRBE são preferíveis aos do IRAS.

Desafortunadamente, entretanto, quando do emprego de cada um dos modelos, os fluxos estimados para o céu resultavam excessivamente pequenos, superestimando os fluxos das fontes. Comparando os fluxos das galáxias, descontados do céu, com observações em terra ou com fluxos IRAS para estas galáxias, nota-se que na maioria dos casos os fluxos das fontes eram muito altos, causados pelo céu subestimado.

Estas diferenças tão grosseiras podem ter sua origem nas pequenas irregularidades locais que os instrumentos citados acima não resolvem. Ambos foram projetados para observar uma grande região do céu e investigar como se distribui a emissão de fundo no infravermelho em larga escala. Nenhum dos dois instrumentos poderia alcançar a resolução espacial e de fluxo que seria necessário para uma estimativa fiável do fundo do céu e que pudesse ser aplicada às observações sensíveis como as do ISO.

Subtração do céu na imagem

Neste sentido, foi necessário adotar uma outra linha de trabalho com relação ao fundo do céu, que consiste em tentar estimar o céu na própria imagem.

Como mencionado anteriormente, o campo de visada em muitos casos é maior que o tamanho angular característico dos objetos, quando observados no ótico. Isto

⁶ IPAC é *Infrared Processing and Analysis Center* (centro de análise e processamento do infravermelho) e fica localizado no Instituto de Tecnologia da Califórnia.

Galáxia	lw2 mJy	lw7 mJy	lw3 mJy
NGC 720	1.2	4.0	6.7
NGC 741	1.4	4.5	8.7
NGC 1453	0.7	2.4	4.5
NGC 3258	1.1	3.0	4.8
NGC 4374	1.4	4.7	8.0
NGC 4472	1.5	4.7	8.0
NGC 4636	1.9	6.0	9.9
NGC 4783	2.3	7.0	12.4
NGC 4936	1.0	3.7	6.4
NGC 5044	1.8	5.8	10.0
NGC 5084	1.5	4.9	8.9
NGC 5813	0.7	2.7	4.9
NGC 5831	0.28	2.8	5.0
NGC 5903	0.9	3.0	6.0
NGC 6407	0.7	2.3	4.0
NGC 6721	1.0	2.7	4.6
NGC 6758	1.0	3.0	5.0
NGC 6776	0.9	2.6	4.1
NGC 6851	1.0	3.6	5.8
NGC 6868	1.0	3.5	5.7
NGC 6876	0.6	2.0	3.5
NGC 7041	1.0	2.8	4.8
NGC 7562	0.8	2.8	6.0
NGC 7619	0.9	3.0	6.0
NGC 7626	2.0	6.4	10.0
NGC 7796	0.6	2.0	3.7
IC 4889	1.2	3.4	5.2
IC 5105	1.6	4.8	7.2

Tab. 2.4: Valores do fundo do céu medidos nas imagens.

faz supor que toda a galáxia cobre o campo de visada do telescópio. Se assim fosse, não haveria como medir o céu na própria imagem, pois estaria sendo descontada uma parte da galáxia. Entretanto, como a emissão no infravermelho destas galáxias é tênue e as partes externas observadas no ótico não estão emitindo consideravelmente no infravermelho, tem-se que a parte que emite no infravermelho é somente a região bem interna, tornando possível estimar o céu nas regiões periféricas da imagem do ISO. Nas galáxias mais próximas ou mais extensas (por exemplo NGC 720, NGC 4374, NGC 4472, NGC 4636) de fato o céu pode ser superestimado por se estar medindo um parte da galáxia. Felizmente, como mostrado no capítulo 3, os fluxos destas galáxias concordam razoavelmente bem com as outras medidas obtidas.

O fluxo do céu foi medido escolhendo-se a região de menor fluxo na imagem já corrigida pelo efeitos instrumentais descritos acima e calibrada em fluxo. Como

este tipo de detector apresenta irregularidades ou píxeis defeituosos, deve-se ter cuidado para não confundí-los com uma região de baixa emissão. Os valores assim medidos estão listados na Tabela 2.4.

3. A DISTRIBUIÇÃO ESPECTRAL DE ENERGIA

Quando fores convidado a uma festa de casamento, não vás te colocar no primeiro lugar, para que não ocorra que tenham convidado alguém mais importante que tu, e aquele que convidou a ti e a ele venha te dizer: 'cede-lhe o lugar';

Lucas, XIV, 7-9.

A emissão dos objetos astronômicos no infravermelho médio (IVM) é fundamental para entender as características dos seus constituintes. A emissão no infravermelho pode ajudar a identificar as várias fases do meio interestelar e suas características. Apesar da sua importância, a observação no IVM está praticamente vedada aos observadores em terra, ou por causa da emissão da atmosfera terrestre, ou por causa da contaminação térmica proveniente dos próprios instrumentos. Por isso, o lançamento de satélites observadores é tão importante, e a evolução da astronomia no IVM se dá em saltos, em virtude da operação destes instrumentos.

O primeiro satélite para o infravermelho, o IRAS, lançado em 1983, cobriu mais de 90% do céu nas bandas de 12, 25, 60 e 100 μm . Além das galáxias superluminosas no infravermelho (ULIRG), dos quasares e das espirais poeirentas, o IRAS mostrou que uma fração significativa das galáxias esferoidais possui emissão no infravermelho (Knapp et al. 1989). A contribuição do ISO, lançado em 1995, foi ajudar a entender esta emissão. A questão é se a emissão destas galáxias no IVM provém da fotosfera e arredores das estrelas do ramo assintótico das gigantes (AGB), do meio interestelar ou se um núcleo ativo tem papel importante (Genzel & Cesarsky 2000). Alguns trabalhos, com galáxias de todo tipo, revelaram que parte da emissão no IVM vem de estrelas. Madden et al. (1999) encontram que a maioria da emissão das galáxias elípticas da sua amostra no IVM é estelar, embora para uma galáxia com poeira detectada no ótico, NGC 5266, a emissão é oriunda

desta poeira. O mesmo foi detectado para Centaurus A, onde a emissão IVM está associada à poeira de uma galáxia capturada (Mirabel et al 1999).

Para que seja possível entender as características da emissão da nossa amostra de galáxias, é importante construir a distribuição espectral de energia (**DEE**), que corresponde a examinar a emissão das galáxias em cada comprimento de onda. Para isso, os objetos são observados em todas as frequências possíveis e verifica-se qual o fluxo em função do comprimento de onda.

3.1 Os fluxos ISO das galáxias

Depois de corrigir as várias imagens de uma sequência de acordo com os passos descritos nas seções 2.3 e seguintes, o fluxo nas três bandas observadas pode ser medido. As unidades das medidas nas imagens são convertidas de unidades instrumentais (ADU/s) para unidades físicas (mJy), usando uma rotina do CIA, que possui embutidos os parâmetros da configuração do sistema de aquisição e que também usa as bibliotecas de calibração em fluxo para converter as unidades. O fundo do céu é medido (seção 2.4.2) e os fluxos são integrados em aberturas circulares com diâmetro igual à largura do campo, $108''$. Os **erros nos fluxos** absolutos da ISOCAM são estimados em 30% devido a erros de calibração (Cesarsky & Blommaert 2000).

3.1.1 Bibliotecas de calibração

A calibração dos dados do ISO, e de satélites em geral, é diferente daquela tradicionalmente usada nos telescópios terrestres. Em primeiro lugar, não são realizadas medidas de estrelas de calibração para cada programa de observação, porque isso significaria um ônus ao tempo dedicado aos alvos científicos do telescópio. Ao invés disso, o time de suporte constrói **bibliotecas de calibração** que serão usadas por todos os observadores e que estão incluídas na pacote de redução dos dados. É também por este motivo que instrumento e as suas rotinas de redução próprias são interdependentes: um perde a sua utilidade sem o outro.

As bibliotecas de calibração absoluta de fluxo são baseadas em observações de estrelas padrão. Modelos de Kurucz são ajustados aos dados do visível e infravermelho próximo (**IVP**) para determinar os fluxos em comprimentos de onda maiores. As estrelas usadas são da sequência principal (A, F, G), evitando assim as gigantes que apresentam bandas de absorção molecular intensas que poderiam

afetar a calibração. Também são usadas estrelas com os mais variados fluxos (10 mJy até 10 Jy). Entretanto, como a ISOCAM é muito sensível, para evitar risco de saturação, em geral estrelas mais fracas, e logo com maior erro em fluxo, foram usadas (Blommaert et al. 2001). Esta é uma das fontes de erro na calibração dos fluxos.

Galáxia	Fluxos (mJy)				GRUPO
	LW2 6.75 μm	LW7 9.63 μm	LW3 15 μm	IRAS 12 μm	
NGC 720	157	204	156	90	–
NGC 741	65	209	61	–	–
NGC 1453	90	193	161	110	K7
NGC 3258	53	160	115	<37	–
NGC 4374	194	251	177	165	K4
NGC 4472	242	331	374	200	K4
NGC 4636	187	431	411	200	–
NGC 4783	70	145	91	<42	–
NGC 4936	119	115	46	<22	K7
NGC 5044	95	213	108	150	K7
NGC 5084	119	229	159	<51	M0
NGC 5813	136	116	151	<30	K4
NGC 5831	65	222	152	–	M0
NGC 5903	80	196	165	<54	K7
NGC 6407	90	128	82	<38	K4
NGC 6721	50	165	115	<26	M0
NGC 6758	56	104	93	70	K7
NGC 6776	68	107	77	<30	M0
NGC 6851	90	148	126	<38	K4
NGC 6868	141	190	154	<32	K7
NGC 6876	125	192	107	–	–
NGC 7041	135	306	276	<31	K7
NGC 7562	107	131	112	<31	M0
NGC 7619	102	196	94	<33	M0
NGC 7626	110	235	161	<49	–
NGC 7796	108	175	86	<19	K4
IC 4889	70	121	125	<30	–
IC 5105	66	88	98	<26	M0

Tab. 3.1: Fluxos totais integrados dentro do campo de visada para as galáxias da amostra. Colunas **2-4:** fluxos ISOCAM (mJy); **5:** fluxos IRAS (mJy); **6:** grupo estelar.

3.1.2 Comparação ISO x IRAS

As medidas dos fluxos nas três bandas observadas estão mostradas na Tabela 3.1, junto com os fluxos medidos pelo IRAS¹ para as galáxias da amostra. O campo do IRAS em $12\mu\text{m}$ é $4'33'' \times 45''$, maior que o do ISO de $108''$, além de ser retangular. Muitos dos dados do IRAS são apenas fluxos integrados, enquanto o produto resultante do ISO fornece valores de fluxos em 36×36 posições diferentes. No caso do IRAS, parte dos dados foram reprocessados construindo-se um mosaico de toda a área do céu abrangida e modelando-se a emissão na tentativa de conseguir uma melhor resolução (Wheelock et al. 1994). Além disso, como a sensibilidade ótica e eletrônica do IRAS é menor que do ISO, para a maioria das galáxias da amostra somente foram determinados **limites superiores** para os fluxos IRAS (Tabela 3.1). Embora estes limites superiores do IRAS sejam inferiores aos fluxos obtidos com a ISOCAM, o que representaria um incoerência entre as observações, os fluxos observados ($50 \leq F \leq 400$ mJy) estão na faixa de valores em que a ISOCAM é bastante linear e sensível, enquanto o limite de confiabilidade do IRAS é além de 60 mJy (Beichman et al. 1988).

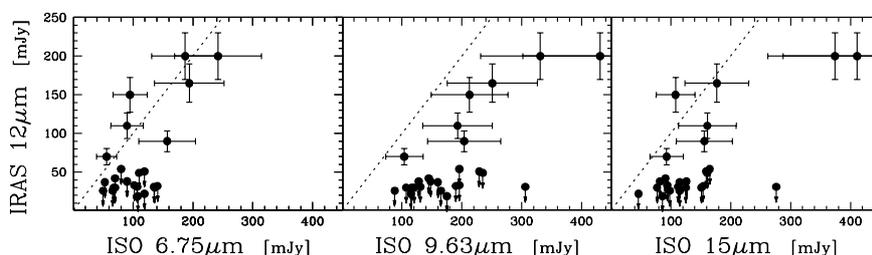


Fig. 3.1: Comparação entre fluxos ISO e IRAS. A linha pontilhada corresponde à identidade de fluxos.

Para complementar esta análise, uma comparação entre os fluxos ISO LW2, LW7 e LW3 e IRAS $12\mu\text{m}$ está mostrada na Figura 3.1. Para as galáxias com fluxos IRAS maiores que o seu limite de detecção (60 mJy), onde há medidas ao invés de limites superiores, os fluxos dos dois satélites concordam dentro dos limites do

¹ Os dados do IRAS (<http://www.ipac.caltech.edu/ipac/iras/iras.html>) foram obtidos do NED <http://ned.ipac.caltech.edu>.

erro. Uma ressalva com relação ao filtro LW7, onde os fluxos ISOCAM são ligeiramente superiores aos do IRAS 12 μm . Esta discrepância pode ter sua origem no fato de que comprimento de onda central $\lambda_c = 9.63 \mu\text{m}$ do filtro LW7 ISOCAM foi concebido para coincidir com uma banda de emissão de silicatos², que é somente periféricamente atingida pelo filtro IRAS 12 μm . Duas galáxias da amostra, NGC 4472 e NGC 4636, que são galáxias ativas, possuem fluxos ISOCAM ligeiramente superiores aos IRAS 12 μm . Finalmente, não é esperado que os fluxos ISOCAM e IRAS 12 μm concordem melhor que por um fator 2, devido às diferenças no campo de visada, na sensibilidade dos filtros e nas bandas passantes. Além disso, uma comparação dos fluxos do planeta Urano medidos em terra e pelo IRAS mostra que os fluxos IRAS são em geral 20% inferiores às demais medidas (Hildebrand et al. 1985, Beichman et al. 1988). A aparente razão desta discrepância é a temperatura de Urano $T \simeq 60 \text{ K}$, que implica numa distribuição espectral muito diferente daquelas utilizadas nos procedimentos de calibração do IRAS. Os fluxos aqui apresentados estão de acordo com este resultado. Nas presentes condições, os dados da ISOCAM são mais confiáveis que os do IRAS.

3.2 Distribuição espectral de energia

A distribuição espectral de energia permite comparar a contribuição relativa da emissão de diferentes componentes proveniente das galáxias, como poeira e estrelas. Serve também para investigar as propriedades físicas da emissão destas componentes, como por exemplo, a temperatura de uma componente.

A fim de identificar as diversas componentes que emitem em diferentes comprimentos de onda, foram construídas distribuições espectrais de energia (DEE) utilizando dados de fotometria publicados que abrangem desde o UV até IVP, incluídas as observações apresentadas aqui, do IVM. Desta forma podemos avaliar a contribuição relativa dos principais componentes que formam o espectro da galáxia nestes comprimentos de onda, as estrelas e o meio interestelar.

Os comprimentos de onda da DEE estão no intervalo 0.3 μm a 20 μm . A partir da Lei do Deslocamento de Wien (seção 6.4.1), $\lambda_{\text{max}}T = 0.0029 \text{ mK}$, e aproximando os diferentes emissores por corpos-negros, a DEE observada só contempla temperaturas entre 10^2 e 10^4 K , aproximadamente. Desta forma, será possível es-

² De fato, o excesso da emissão relacionada com os silicatos é uma evidência da sua presença. Veja o capítulo 6.

tudar da DEE os emissores que estiverem nesta faixa. Felizmente, como é possível observar nas DEE das galáxias na Fig. 3.2, grande parte da população estelar de galáxias esferoidais tem temperaturas inferiores a 10^4 K, entretanto não estarão sendo incluídas aí a emissão do gás quente com $T \simeq 10^5$ K (veja Macchetto et al. 1996) e da componente fria de poeira com $T \simeq 30$ K (veja Ferrari et al. 1999).

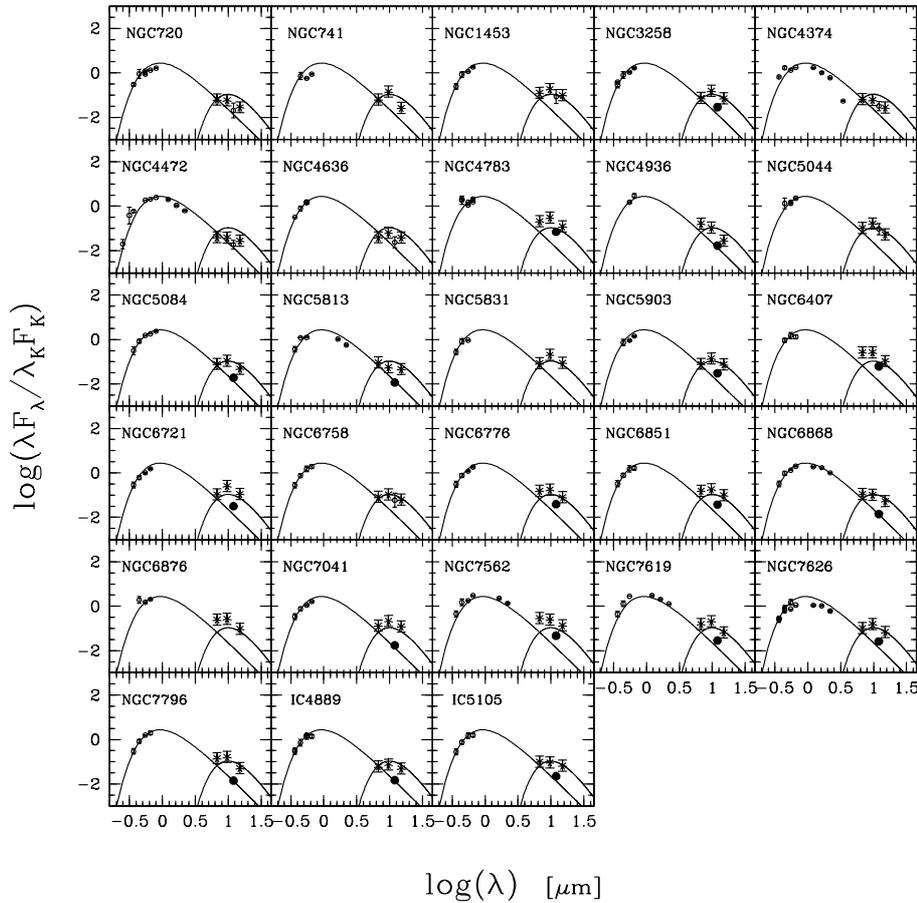


Fig. 3.2: Distribuição espectral de energia para cada galáxia da amostra. os asteriscos são fluxos ISOCAM; os pontos pretos em $12 \mu\text{m}$ são limites superiores do IRAS; os pontos na região $\log \lambda < 0.5$ são dados do NED. As duas curvas de corpo negro tem temperaturas $T = 4000$ K e $T = 260$ K.

3.2.1 Dados NED

Como os dados deste trabalho compreendem somente os fluxos no IVM, para construir a DEE foi necessário reunir dados em outras bandas espectrais. Assim, foram selecionados dados de observações fotométricas de banda larga, incluindo o UV, o ótico (*UBVRI*), o infravermelho próximo (*JHKM*) e médio IRAS ($12\ \mu\text{m}$). Estes dados da literatura estão disponíveis através do banco de dados extragaláctico NED³.

Estes dados fotométricos reunidos no NED foram retirados de vários trabalhos, onde diferentes equipamentos e métodos de extração foram utilizados. Por causa disto, os dados não são homogêneos, embora estejam todos calibrados com as mesmas unidades físicas e num mesmo sistema fotométrico. Mesmo assim, para as galáxias que possuíam mais de uma medida de diferentes autores na mesma banda, estas medidas raramente diferiam por mais que o erro de cada medida. Mais ainda, como as medidas fotométricas estão sendo utilizadas para determinar um corpo negro que represente a galáxia como um todo, pequenas diferenças nas medidas das diferentes bandas não afetam sensivelmente os parâmetros do corpo negro resultante. Na seção 3.3, em que as DEE de várias galáxias são reunidas numa DEE composta, estas pequenas diferenças importarão menos ainda, pois os valores entre as galáxias variam muito mais que as medidas de dois autores para uma mesma galáxia, numa mesma banda.

3.2.2 Seleção dos dados

Foram escolhidas as medidas realizadas com diafragma com aproximadamente a mesma abertura (campo de visada) da ISOCAM ($108''$), exceto para o UV, em que os valores mostrados são os totais integrados. Os dados do IRAS para algumas galáxias, são apenas limites superiores de fluxo e, conforme argumento acima, estes dados estão na região de pouca sensibilidade do instrumento. Todos os fluxos foram normalizados pela banda *K* ($2.1\ \mu\text{m}$); para as galáxias que não tinham valores medidos nesta banda, utilizou-se o fluxo *K* correspondente à curva de corpo negro que melhor ajustava os dados UV e ótico para a galáxia.

³ NED: *NASA Extragalactic Database*. A base de dados NED NASA/IPAC é operada pelo *Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology*, sob um contrato com a NASA. <http://ned.ipac.caltech.edu>

3.2.3 A componente da poeira na DEE

As curvas individuais da DEE, mostradas na Figura 3.2, foram então construídas com os dados do NED mais os dados ISOCAM processados para este trabalho. Junto aos pontos da fotometria estão mostradas duas curvas de corpo negro, que razoavelmente coincidem com os pontos nas galáxias como um todo. A componente que predomina em comprimentos de onda mais curtos ($\lambda < 6 \mu\text{m}$) está representada por uma curva de corpo negro com $T = 4000 \text{ K}$. Podemos identificar a sua origem na população estelar das galáxias elípticas, que é dominada por estrelas evoluídas do tipo K e M com temperatura efetiva desta ordem.

Examinando os pontos que estão na região de $\lambda > 6 \mu\text{m}$, pode-se ver que o corpo negro que mais se aproxima destes pontos tem temperatura próxima de $T = 260 \text{ K}$. Esta emissão pode ser associada à uma fase da poeira interestelar que, aquecida por estrelas relativamente quentes, emite no infravermelho médio. Esta componente é chamada de **componente quente da poeira** (Ferrari et al. 2002) em oposição à componente fria da poeira que possui $T = 30 \text{ K}$ (Ferrari et al. 1999). Dada a natureza dos dados ISOCAM e da amostra de galáxias, esta é a primeira vez que esta componente é detectada.

No capítulo 4 será mostrado que a emissão nos filtros LW7 ($\lambda_c = 9.63 \mu\text{m}$) e LW3 ($\lambda_c = 15 \mu\text{m}$) não é dominada por uma componente uniforme, mas por nuvens irregulares de poeira interestelar, o que reforça a associação da emissão em $T = 260 \text{ K}$ com a poeira.

Com relação às curvas de corpo negro, ao invés de utilizarmos uma curva simples $B_\nu(T)$, como os grãos de poeira não se comportam como um corpo negro ideal, é necessário ponderar $B_\nu(T)$ pelo fator de eficiência Q_ν . A curva resultante é chamada de corpo negro composto $\mathcal{B}_\nu(T) = Q_\nu B_\nu(T) = \nu^{1.6} B_\nu(T)$ (Natta & Panagia 1976). Estes detalhes serão explorados no capítulo 6, que trata das características da poeira. Por hora é importante saber que o ajuste com o corpo negro composto resulta numa temperatura ligeiramente maior ($T \simeq 260 \text{ K}$) do que se o ajuste tivesse sido feito com o corpo negro simples ($T \simeq 245 \text{ K}$).

Quando se representa a complexa emissão da DEE de uma galáxia por dois corpos negros, está-se simplificando grandemente. Nestes modelos está subentendido que as diferentes famílias de populações estelares, com diferentes temperaturas efetivas, compõem uma média melhor representada por um corpo negro com $T \simeq 4000 \text{ K}$. Também no caso da matéria interestelar, uma única temperatura

$T \simeq 260$ K é a que melhor representa a sua emissão ao longo de todas as galáxias da amostra, mas deve-se ter em conta que há diferenças entre os casos individuais. Essa simplificação é característica do modelo, não da emissão destes objetos.

3.3 Grupos de populações estelares

Ao se ajustar a curva de corpo negro à emissão estelar destas galáxias, nota-se que algumas possuem população estelar mais quente (p.e. NCG 4472, NGC 4374) ou mais fria (p.e. NGC 6721, NGC 6776) que a média. Desta forma, as galáxias da amostra foram divididas em três grupos, de acordo com a temperatura da sua população estelar. Os grupos são:

- ▶ **K4:** o grupo das galáxias dominadas por estrelas mais quentes, caracterizado por uma população estelar melhor representada por um corpo negro com $T = 4600$ K, temperatura efetiva de estrelas de tipo espectral K4.
- ▶ **K7:** o grupo com temperatura intermediária, caracterizado por um corpo negro com $T = 4000$ K, que corresponde à temperatura efetiva do tipo espectral K7.
- ▶ **M0** o grupo de estrelas predominantemente mais frias, representado por um corpo negro com $T = 3750$ K, correspondente ao tipo espectral M0.

Sua denominação corresponde ao tipo espectral cuja temperatura efetiva corresponde ao corpo negro que melhor ajusta a emissão da galáxia. Esta denominação não implica que este tipo de população é única na galáxia, mas que a temperatura de tal população corresponde ao corpo negro que melhor representa a emissão da galáxia.

Com esta distinção, é possível agrupar galáxias cuja temperatura da população estelar predominante seja afim. A partir dos dados das galáxias agrupadas, construímos DEE para cada grupo. As Figuras 3.3, 3.4 e 3.5 mostram estas DEE para os grupos M0, K7 e K4, respectivamente. Pode-se notar que a temperatura ligeiramente diferente entre os grupos corresponde à característica da população estelar subjacente. Entretanto, a emissão da poeira é especialmente uniforme em todos os grupos. Em todos os casos a poeira pode ser representada por um corpo negro com $T \simeq 260$ K.

É importante considerar que os erros fotométricos inerentes aos dados não permitem uma análise mais precisa da temperatura da poeira em cada galáxia. Mesmo

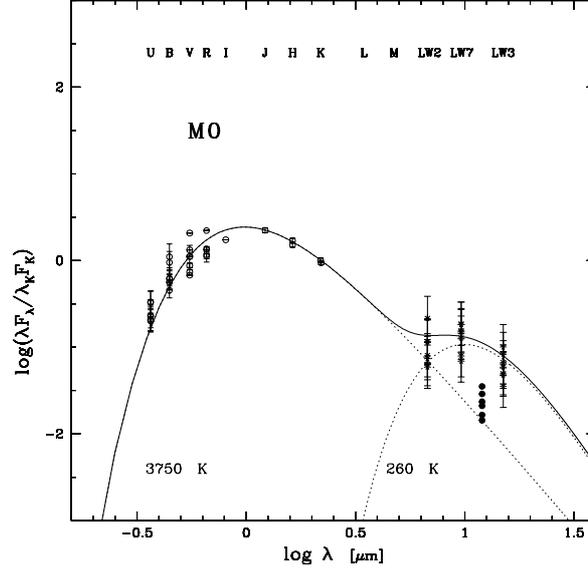


Fig. 3.3: Distribuição espectral de energia para o grupo M0

assim, a característica geral da emissão da poeira que pode ser inferida é bastante uniforme. Embora a subtração do ruído do céu, contaminada pela emissão da própria galáxia, possa levar a uma superestimativa dos valores dos fluxos absolutos, os fluxos relativos (cores), e logo a temperatura característica da poeira, são pouco afetados.

3.4 Contribuições relativas

É importante ponderar quais são as **contribuições relativas** das componentes estelar e da poeira, para que se tenha uma idéia da importância de cada emissor nos diferentes comprimentos de onda.

A contribuição é calculada como a emissão da poeira quente, modelada pelo corpo negro composto, com relação à população estelar, representada pelo corpo negro do grupo a que a galáxia pertence. Assim, temos

$$R_{\lambda}^{\text{poeira}} = \frac{F_{\lambda}^{\text{poeira}}}{F_{\lambda}^{\star} + F_{\lambda}^{\text{poeira}}} \quad (3.1)$$

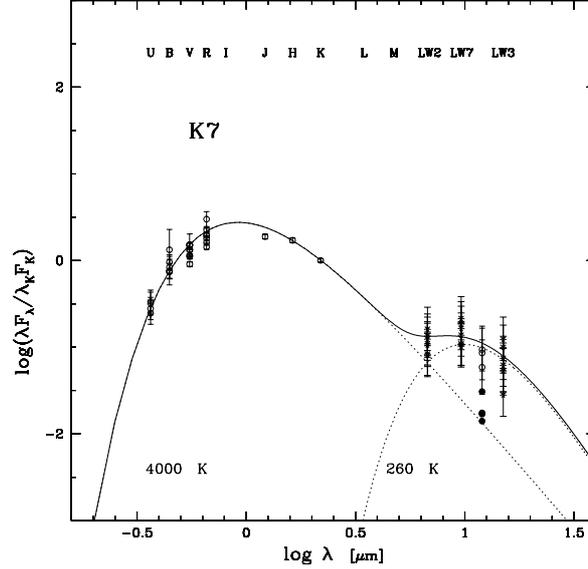


Fig. 3.4: Distribuição espectral de energia para o grupo K7

onde a razão R_λ é escrita como o fluxo da poeira dividido pelo fluxo total ($F_\lambda^* + F_\lambda^{\text{poeira}}$) num determinado comprimento de onda λ . F_λ^* é o fluxo estelar, modelado pelo corpo negro correspondente. Ao escrever a emissão total numa determinada frequência como a soma destas duas componentes, estamos desconsiderando outras possíveis contribuições, como por exemplo a emissão da poeira fria, ou do gás quente do halo emitindo em raio-X. Entretanto, é facilmente verificável que qualquer um destes termos, muito quente ou muito frio, tem uma contribuição desprezível no infravermelho médio. Para a contribuição da emissão estelar com relação ao fluxo total, temos simplesmente $R_\lambda^* = 1 - R_\lambda^{\text{poeira}}$

Grupo	$R_{6.75 \mu\text{m}}$	$R_{9.63 \mu\text{m}}$	$R_{15.0 \mu\text{m}}$
M0	0.49	0.80	0.90
K7	0.50	0.81	0.91
K4	0.52	0.83	0.92

Tab. 3.2: Contribuição da emissão da poeira com relação à emissão total (poeira+estrelas) nos diversos filtros e grupos de galáxias.

Os valores da contribuição da poeira com relação ao fluxo total em cada comprimento de onda estão mostrados na Tabela 3.2. Em $6.75 \mu\text{m}$ a poeira quente e

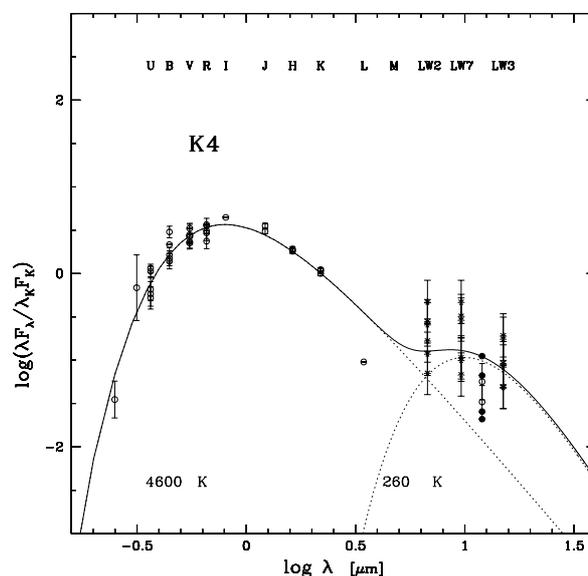


Fig. 3.5: Distribuição espectral de energia para o grupo K4

as estrelas emitem quase o mesmo fluxo, mas para os outros filtros a emissão da poeira é predominante. Este resultado fotométrico está de acordo com a morfologia da poeira (capítulo 4) onde a emissão nas imagens de $6.75 \mu\text{m}$ é mais esférica, como a distribuição de estrelas, enquanto nos demais filtros a emissão é mais fragmentada, evidenciando a presença de nuvens e acúmulos de poeira.

Esta razão de fluxos relativos não concorda completamente com resultados de outros trabalhos, como Boselli et al. (1998) ou Madden et al. (1999), onde a população estelar possui uma contribuição mais significativa nestes comprimentos de onda. A origem desta discrepância reside no fato de que a amostra deste trabalho é manifestamente rica em poeira, enquanto a dos acima citados compõe-se de galáxias de variadas espécies. Por causa do critério de seleção utilizado neste trabalho, é de esperar que a contribuição da poeira seja mais importante que em amostras de galáxias escolhidas por outro critério, como a amostra de Boselli et al. (1998) em que todas galáxias são do aglomerado de Virgo, ou na amostra de Madden et al. (1999) cuja razão da seleção dos objetos é omitida. A presente amostra foi selecionada de tal forma que, no conjunto, as características do meio interestelar fossem reforçadas ao invés de diluídas.

3.5 Discussão

Nas galáxias elípticas ou lenticulares, a população estelar evoluída, com temperatura não muito variável entre as populações, pouco emite no infravermelho. Esta uniformidade da população estelar foi o que permitiu representar todo o conjunto de populações por um só corpo negro, pois as características não variam muito ao longo das diversas populações existentes. Esta afirmação não corresponde a dizer que só uma população ou que só um evento de formação estelar ocorreu nesta galáxia, análise que requereria uma síntese evolutiva, mas simplesmente atesta que a evolução deixou-as muito parecidas. Assim, simplificando largamente, as galáxias são modeladas por uma só população cuja temperatura corresponde àquela dos corpos negros apresentados ($T = 3750, 4000, 4600$ K). A simplificação é menos rudimentar porque os objetos foram distribuídos em grupos, de acordo com uma leve variação na população predominante, mas em cada um dos grupos um só corpo negro basta.

Com relação à poeira, também é importante notar novamente que a sua temperatura característica para todas as galáxias, dentro dos limites do erro, é bem representada por uma só temperatura da curva de corpo negro composto, $\nu^\alpha B_\nu(T)$. Isto mostra que existe uma aparente uniformidade nas características da componente quente de poeira nas galáxias elípticas, pelo menos no nível de abrangência que a amostra permite. É tentador pensar que toda galáxia que apresenta a componente de poeira fria também possui a componente quente, como na presente amostra. Isto imediatamente levanta a suspeita de que ambas as componentes estão relacionadas, senão morfologicamente e espacialmente no presente, pelo menos quanto à origem. De fato, para a amostra deste trabalho esta conclusão é pertinente, mas não é possível afirmar se há galáxias com uma componente e sem a outra.

4. MORFOLOGIA DA EMISSÃO

— *Take some more tea* — the March Hare said to Alice, very earnestly.

— *I've had nothing yet* — Alice replied in an offended tone — *so I can't take more.*

— *You mean you can't take less* — said the Hatter — *it's very easy to take more than nothing.*

Lewis Carrol, *Alice's Adventures in Wonderland*, 1867.

A informação fotométrica da ISOCAM é constituída por uma grande sequência de medidas do detector, em geral mais de uma centena (seção 2.2.3 e Tabela 2.3). A maioria destas imagens individuais abrange a mesma região do céu, mas a sua sequência se faz necessária para intensificar o sinal das medidas com relação ao ruído e para minimizar os efeitos de campo plano do instrumento (seção 2.3). Na parte final da redução dos dados, as imagens da sequência são transladadas a um referencial único, no nosso caso o referencial das coordenadas de declinação e ascensão reta, e então compostas numa imagem final, chamada de **mosaico**. Os mosaicos são, em última análise, o fruto da observação e redução inicial dos dados numa só imagem.

Os mosaicos, que são mapas de emissão, estão apresentados nas Figuras 4.(3n+1), $n = 0 \dots 9$. Para cada galáxia, estão mostrados os mosaicos em cada um dos filtros, filtro LW2 à esquerda, LW7 no centro e LW3 à direita. Todos estão alinhados de modo que norte esteja acima e leste à esquerda. As cores apresentadas são falsas para realçar as diferenças de contraste entre as regiões de diferente intensidade do fluxo. Para avaliar as diferenças no fluxo de energia, deve-se recorrer aos contornos das isofotas, cujos valores em mJy estão indicados nas respectivas legendas.

Na mesma posição do mosaico, porém nas duas páginas que seguem, estão mostrados perfis de energia (seção 4.2), em escala linear de fluxo e raio nas figuras 4.(3n+2), $n = 0 \dots 9$ e em seguida em escala logarítmica do fluxo e raiz quarta do raio nas figuras 4.(3n+3), $n = 0 \dots 9$.

Desta forma, o leitor poderá examinar o mapa de emissão numa página e, na mesma posição relativa nas duas páginas seguintes, encontrar os perfis de brilho do

mapa em questão.

4.1 Morfologia dos mapas de emissão

Observando os mapas de emissão nas filigranas que seguem, pode-se notar uma tendência geral em cada um dos filtros. Este comportamento deve-se ao fato de que a emissão é dominada por uma componente diferente em cada comprimento de onda. Ao se observar em diferentes regiões do espectro, está-se observando diferentes emissores, que podem vir de objetos astrofísicos diversos. Uma consequência é que não se pode comparar características morfológicas de objetos observados em regiões do espectro muito diferentes. Comparar imagens com filtro Johnson-Cousin U ($\lambda_c = 0.365 \mu\text{m}$) com outras do filtro M ($\lambda_c = 4.75 \mu\text{m}$) é comparar a população de estrelas azuis com a distribuição de poeira quente¹. Por isso, é importante ter observações intermediárias para identificar a transição entre as diferentes componentes.

LW2 Na maioria das galáxias, a emissão no filtro LW2 ($6.75 \mu\text{m}$) é aproximadamente esferoidal e centrada próximo ao centro ótico da galáxia. Examinando as DEE (Capítulo 3 e Figuras 3.3-3.5) verifica-se que a emissão em $6.75 \mu\text{m}$ tem contribuição semelhante das estrelas e da poeira. A distribuição das estrelas é claramente esferoidal. Como será visto em detalhe no capítulo 6, a poeira, para emitir com máximo em $6.75 \mu\text{m}$, precisa estar aquecida até $T \sim 500 \text{ K}$. Assim, somente os grãos que dispuserem de fótons mais energéticos ($\lambda < 800 \text{ K}$ para um grão de $a \sim 50 \text{ \AA}$) contribuirão significativamente em LW2. Estes fótons são mais abundantes na região central da galáxia. Por isso, tanto as estrelas como a poeira tem emissão de semelhante morfologia no filtro LW2, que é aproximadamente esferoidal.

LW7 No filtro LW7 ($9.63 \mu\text{m}$) a morfologia da emissão já é um pouco diferente. Ainda se observa a componente esferoidal do centro, mas superposta a esta, há uma emissão um pouco mais estendida e fragmentada. Para emitir em $9.63 \mu\text{m}$, a poeira precisa ter $T \sim 300 \text{ K}$; logo, os fótons de que necessita são menos energéticos e mais abundantes nas regiões mais externas do corpo da galáxia. É também em

¹ O corpo negro com máximo de emissão em $\lambda_c = 0.365 \mu\text{m}$ tem $T_e = 8000 \text{ K}$; para $\lambda_c = 4.75 \mu\text{m}$, $T = 610 \text{ K}$.

$9.63 \mu\text{m}$ que emite a banda de silicatos, que é um importante constituinte da poeira interestelar (Capítulo 6) Assim, entrevê-se uma emissão organizada em nuvens ou em caminhos de poeira, com diferentes morfologias características.

Em alguns casos, esta emissão é regular e estende-se quase uniformemente na imagem. Estas nuvens **regulares estendidas (RE)** podem ser identificadas nas galáxias NGC 1453, NGC 4374 e NGC 4636, por exemplo. Além da emissão esferoidal, não tão proeminente em LW7 como em LW2, a emissão RE é aproximadamente uniforme e, em geral, pouco fragmentada. Em contrapartida, em outros objetos (p.ex. NGC 4472, NGC 6851, NGC 7796) mostram uma estrutura **filamentar (F)** da poeira, com caminhos de poeira estendendo-se desde o centro até regiões externas, em contraste com regiões vizinhas onde quase não há emissão. Um exemplo notável é NGC 4472, onde filamentos estendem-se radialmente sobre um fundo que pouco emite. Em outros casos, por exemplo NGC 5084 e NGC 7041, nota-se que a poeira tem o formato de um **disco (D)**. Possivelmente, algumas das nuvens RE que se observa podem ser discos vistos de frente, a julgar pela forma dos perfis de energia no infravermelho e no ótico. Entretanto, nem sempre que um disco de poeira é observado, existe um disco de estrelas correspondente, isto é, discos de poeira formam-se em componentes estelares esferoidais, como por exemplo em NGC 3379 (Pastoriza et al. 2000).

LW3 Já em LW3 ($15 \mu\text{m}$) a componente esferoidal quase não aparece mais. Em contrapartida, o que se observa são acúmulos e nuvens de poeira fragmentadas. Esta morfologia se dá em parte porque a poeira que emite em $15 \mu\text{m}$ é poeira mais fria ($T \sim 200 \text{ K}$), e portanto, que pode existir em quase todo o corpo da galáxia. Esta poeira não está restrita às regiões de alta densidade de fótons energéticos ($\lambda \sim 0.1 \mu\text{m}$), mas pode distribuir-se por toda a galáxia.

É importante notar que em $15 \mu\text{m}$ os efeitos de contaminação das medidas também é mais relevante. Existem muitas fontes (astronômicas e instrumentais) emitindo em $15 \mu\text{m}$. Por isso, a interpretação das características morfológicas em $15 \mu\text{m}$ deve ser cuidadosa. Observe que, como foi utilizado o método de medir o céu na própria imagem (seção 2.4.2), os fluxos integrados não são contaminados, pois o ruído externo é descontado.

Reunindo estas características da emissão da poeira, pode-se traçar um panorama da distribuição da poeira no corpo da galáxia. Em quase todas as galáxias, tem-se

que a poeira mais quente, que mais emite em $6.75 \mu\text{m}$, está mais concentrada na região central do corpo da galáxia. Na medida em se observa uma componente mais fria da poeira, vê-se que ela está gradativamente mais afastada do centro. Em $9.63 \mu\text{m}$, ainda há uma parte da emissão que vêm do centro, mas em $15 \mu\text{m}$ a emissão já vem praticamente de todas as regiões da galáxia. Estes resultados induzem a supor que há um gradiente da temperatura da poeira com relação à distância do centro da galáxia. De fato, se a poeira está sendo aquecida pelo conjunto das estrelas (Capítulo 6), a intensidade do campo de radiação é uma função do raio galactocêntrico, de maneira que grãos sistematicamente mais quentes são esperados próximos ao centro das galáxias (Mathis et al. 1983).

4.2 Perfis de brilho

Os perfis de brilho foram medidos nas imagens finais, Figuras 4.(3n + 1), $n = 0 \dots 9$, que são as observações já calibradas e combinadas (Capítulo 2). Como a morfologia da emissão varia muito de um filtro para o outro e em diferentes galáxias, os perfis foram medidos usando um círculo de raio fixo, usando a tarefa `ellipse`, do pacote STSDAS do IRAF. O `ellipse` foi usado para medir a intensidade em pixels a uma distância fixa do centro, em raios $R = 6'', \dots, 54''$ em intervalos $\delta R = 3''$.

Na maioria dos casos os parâmetros das isofotas são deixados livres para serem ajustados pelo algoritmo do `ellipse`. Entretanto, com em poucos casos as isofotas são elipses, os parâmetros **ângulo de posição, elipticidade e centro da elipse** foram mantidos fixos. Deste modo, os perfis mostram como varia a energia média em isofotas circulares desde o centro até a periferia das imagens.

Os respectivos perfis estão mostrados em escala linear nas Figuras 4.(3n + 2), $n = 0 \dots 9$, em unidades de fluxo em mJy e raio em segundo de arco. Em seguida, Figuras 4.(3n + 3), $n = 0 \dots 9$, estão mostrados os mesmos perfis porém em escala logarítmica de fluxo em função da raiz quarta do raio. A redundância destes últimos serve para salientar um possível comportamento $R^{1/4}$ que a componente estelar obedece (p.ex. de Vaucouleurs 1991). Deste modo, nas Figuras 4.(3n+3), $n = 0 \dots 9$ uma reta corresponde à lei $R^{1/4}$.

Erros e incertezas As barras de erro em fluxo não estão mostradas nos perfis porque precisam ser diferenciados entre erros e incertezas. Os erros instrumentais

de fluxo absoluto são aproximadamente de 30%, devido às rotinas e bibliotecas de calibração. Esta é a faixa de confiabilidade que se pode ter ao comparar os fluxos ISOCAM com medidas de outros instrumentos. O erro relativo entre os filtros (as cores) é aproximadamente 10 – 20%. O erro das medidas de fluxo entre os pixels de um mesmo filtro é menor que isso, pois depende essencialmente da calibração do campo plano, corrente escura e efeito transiente de memória. Estes efeitos são menos pronunciados nos filtros LW2 e LW7, tornando-se mais críticos em LW3. Estes são os erros fotométricos que estão associados à incapacidade de o instrumento em medir os observáveis com absoluta precisão.

Estes erros precisam ser distinguidos da **incerteza** relacionada com o modo como o perfil foi construído. Em primeiro lugar, como foram usadas circunferências que variam em raio, a intensidade num dado círculo é a média das intensidades em todos os pixels no raio da circunferência. Então, um círculo que passa por regiões que tenham fluxos grandes e pequenos, será mostrado no perfil como um ponto que possui fluxo intermediário. Esta é a incerteza inerente ao fato de o perfil representar uma média dos fluxos ao longo de um círculo. Por exemplo, se a emissão tivesse a forma de uma série de elipses coaxiais, toda a informação do mapa de emissão estaria contida num perfil de brilho e de elipticidade. Entretanto não é este o caso, por isso os mapas de emissão trazem informação complementar aos perfis de brilho.

4.2.1 Discussão

Examinado os perfis no filtro LW2, em que a emissão é mais uniforme para ser interpretada com os perfis, pode-se identificar três tipos principais de comportamento.

Em primeiro lugar estão os perfis bem comportados em que o logaritmo do fluxo varia com a raiz quarta do raio $\mu = \mu_0 R^{1/4}$, a lei de Vaucouleurs. São exemplos as galáxias NGC 741, NGC 4473, NGC 4472, NGC 4636, NGC 4783, IC 4889. Nestes objetos, a poeira deve estar especialmente relacionada com as estrelas. A emissão da poeira e estrelas em LW2 se equivale, os mapas de emissão mostram que as duas componentes tem a mesma distribuição espacial.

Em outros casos, vê-se que o perfil em LW2 varia linearmente até determinado raio e, em seguida, continua aproximadamente linear porém com outra inclinação. Este é o comportamento que se observa da composição de duas leis de brilho, a saber, uma lei $\mu = \mu_0 R^{1/4}$ (parte central da curva) superposta a uma lei $\mu = \mu_0 R$,

que é o perfil de brilho característico de um bojo superposto a um disco. Pode-se observar tal comportamento nas galáxias NGC 720, NGC 4936, NGC 5044, NGC 5084, NGC 5813, NGC 6407, NGC 6851, NGC 6868, NGC 7796. Este comportamento pode ser a evidência de um disco estelar central associado à poeira. Este disco de estrelas pode passar despercebido nos mapas de emissão por estar sendo visto de frente, mas no perfil de brilho ele fica mais evidente. Em alguns casos, nota-se que o mapa de emissão possui assimetrias centrais que podem ser um indicativo de interação ou fusão passadas pela galáxia. Em outros casos, vê-se claramente um envelope de poeira e estrelas entre duas galáxias interagentes, como por exemplo no caso de NGC 741, com NGC 742 à leste e uma isofota que une as duas galáxias. Esta situação se repete para o par NGC 4783 e NGC 4782 (ao sul). Além deste comportamento evidente, outros mais sutis também são observados, por exemplo, NGC 4936 possui emissão nuclear assimétrica, que pode estar relacionada a eventos de fusão, como um núcleo duplo.

Além destes dois comportamentos idealmente compreensíveis em termos de diferentes componentes de bojo, disco ou eventos de interação, um terceiro grupo de galáxias tem o perfil menos uniforme. Nestas galáxias, por exemplo NGC 1453, NGC 5831 e NGC 6721, a emissão é fragmentada mesmo em $6.75\mu\text{m}$ não podendo ser bem representada em termos de um perfil de brilho. Em alguns casos, a região central pode ser representada por uma componente $R^{1/4}$, mas logo em seguida adquire comportamento incompatível com componentes estelares simples.

4.3 Mapas de emissão

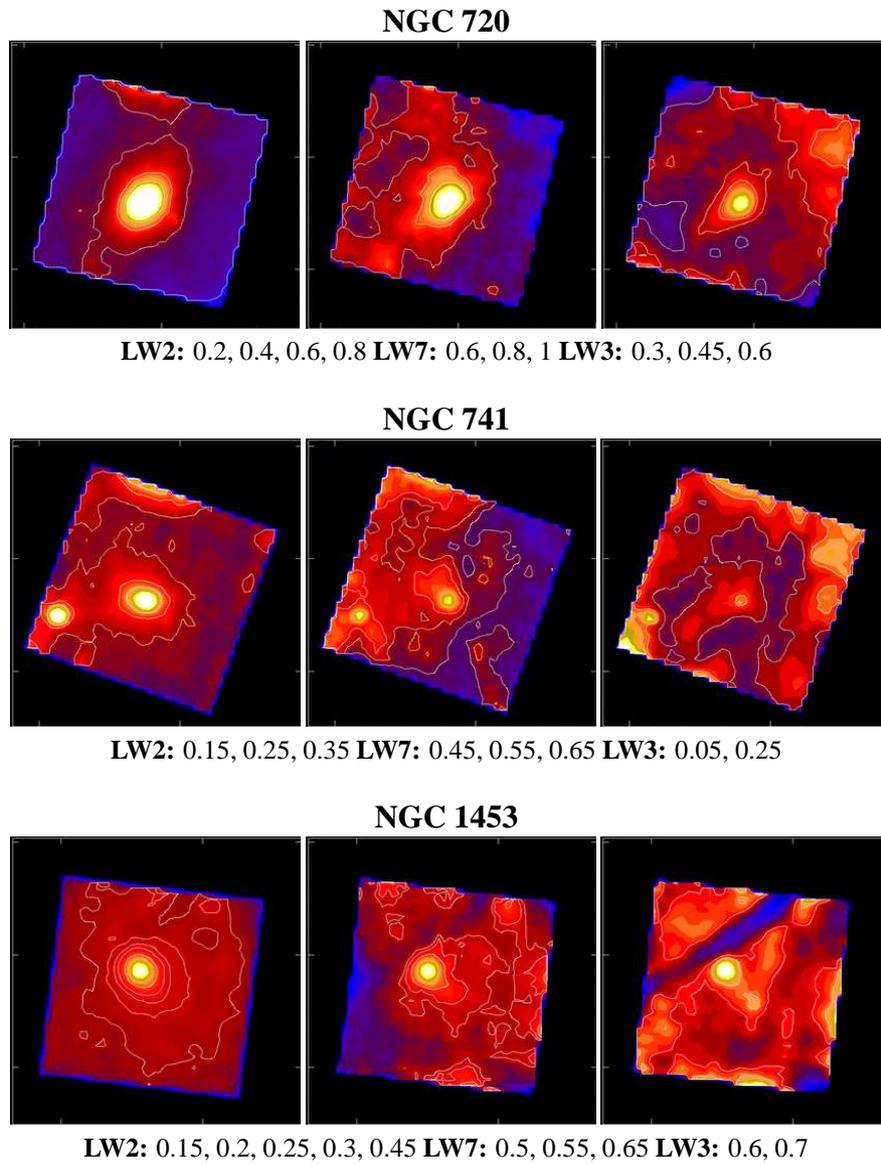


Fig. 4.1: Mapas de emissão

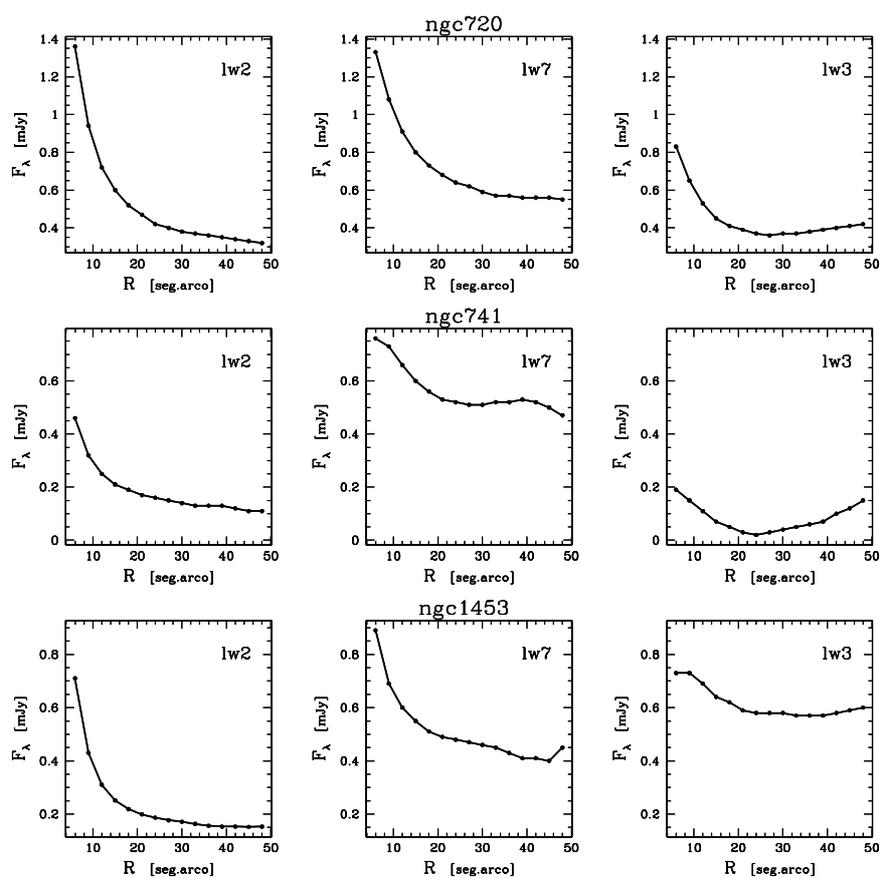


Fig. 4.2: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala linear de F_λ e R .

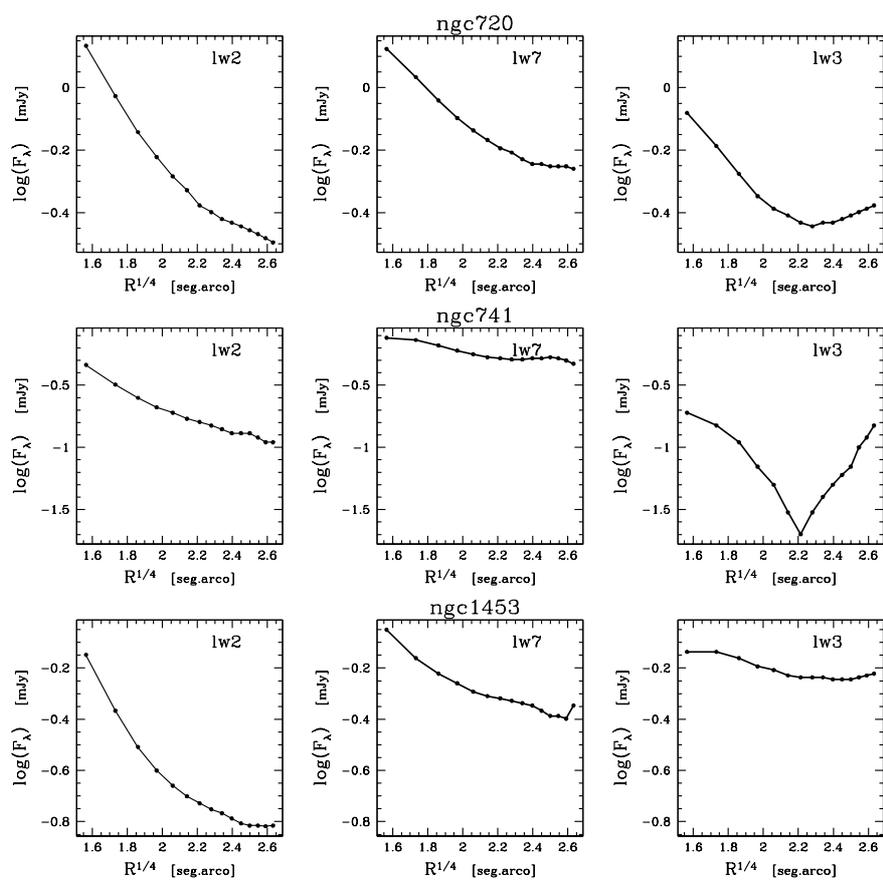


Fig. 4.3: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

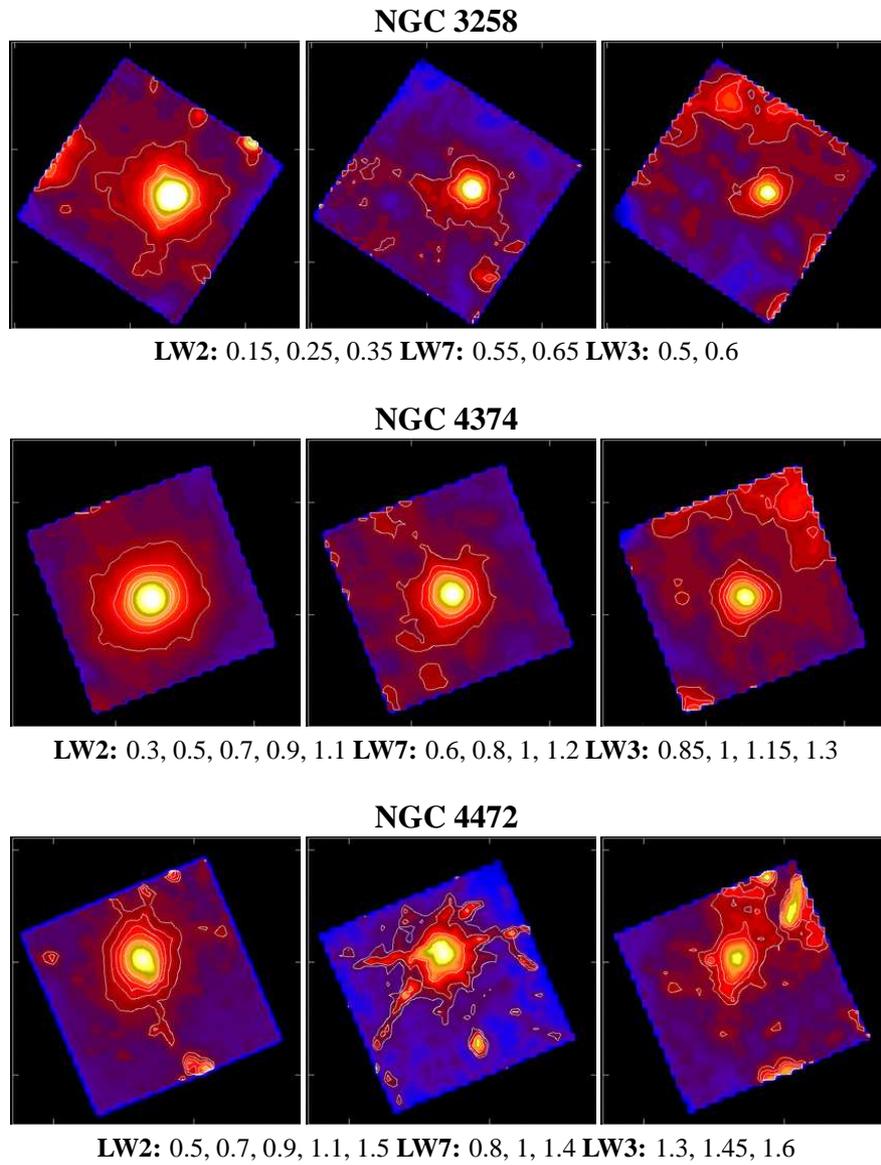


Fig. 4.4: Mapas de emissão

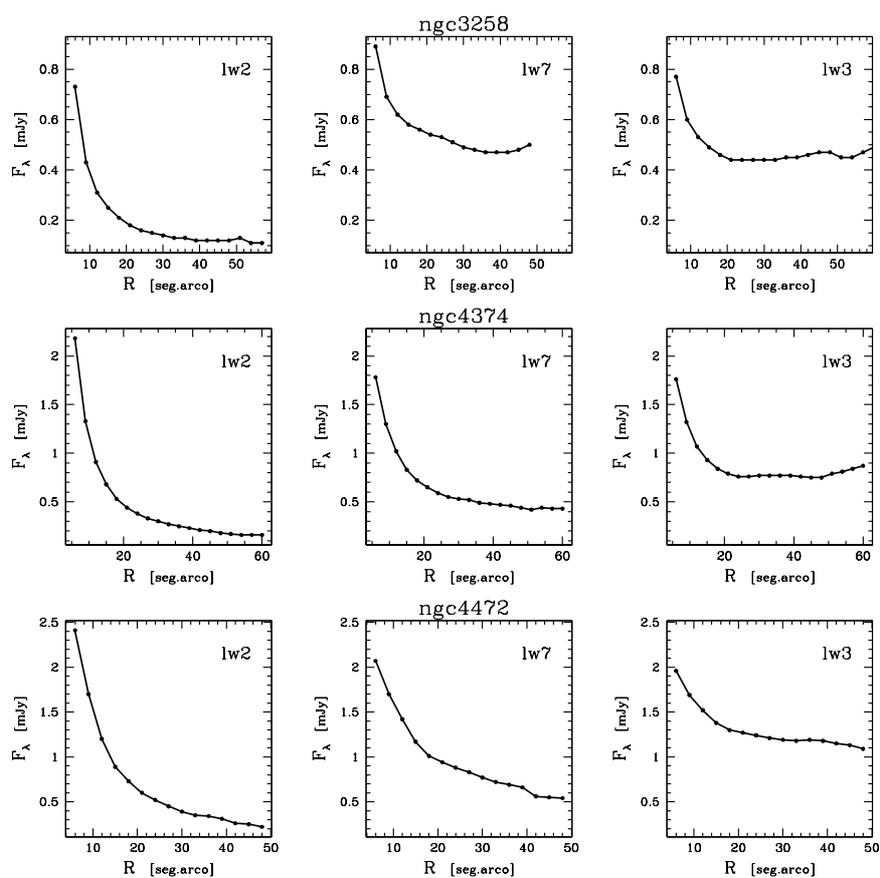


Fig. 4.5: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala linear de F_λ e R .

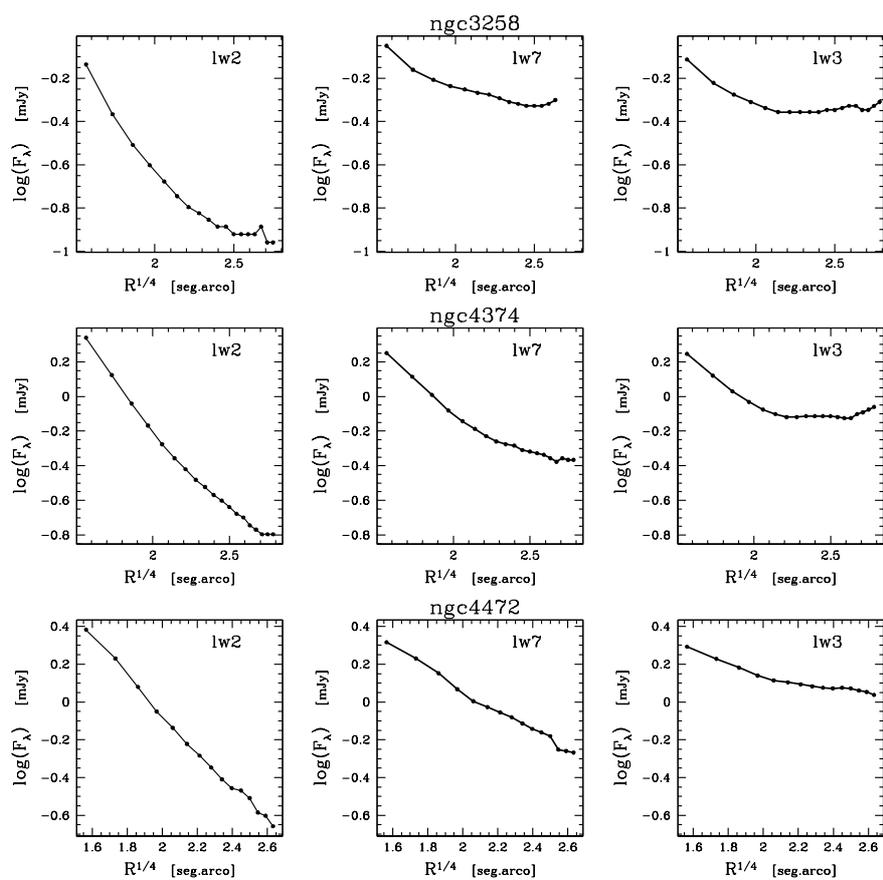


Fig. 4.6: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

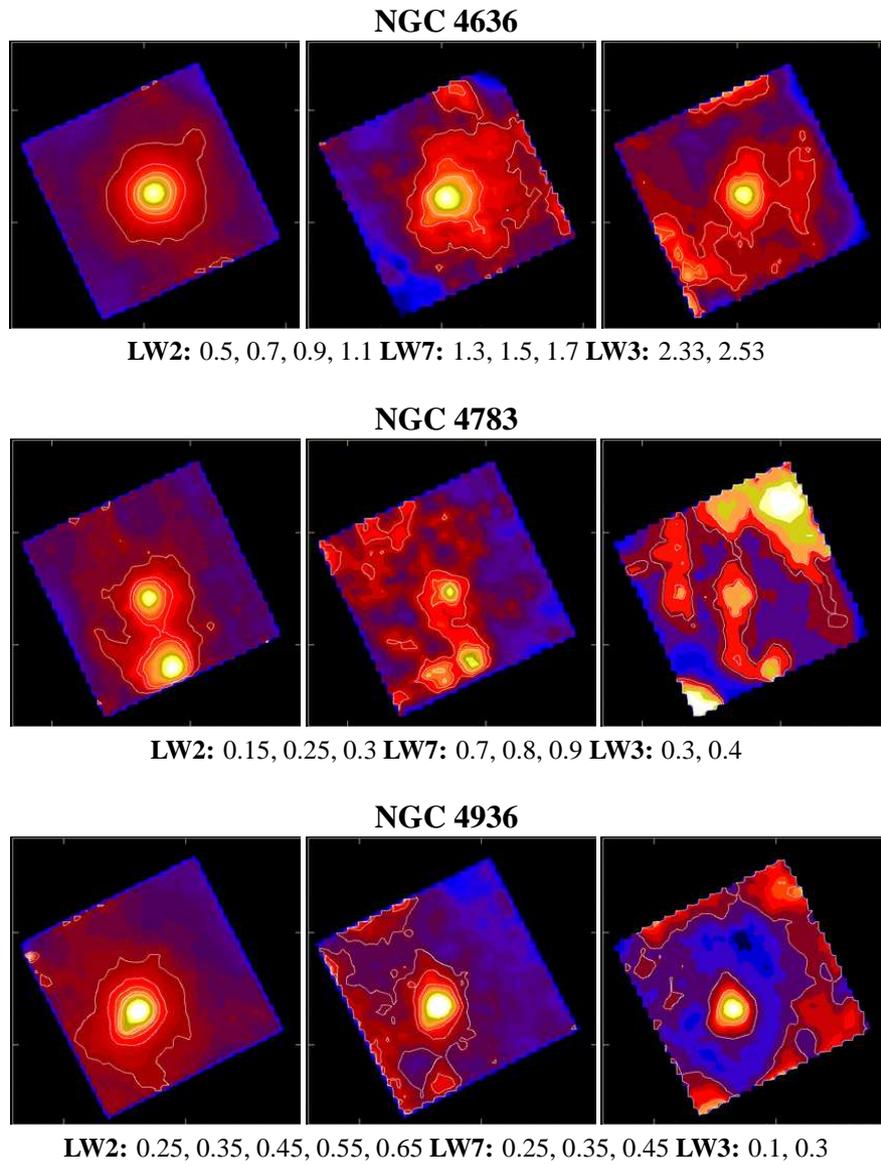


Fig. 4.7: Mapas de emissão

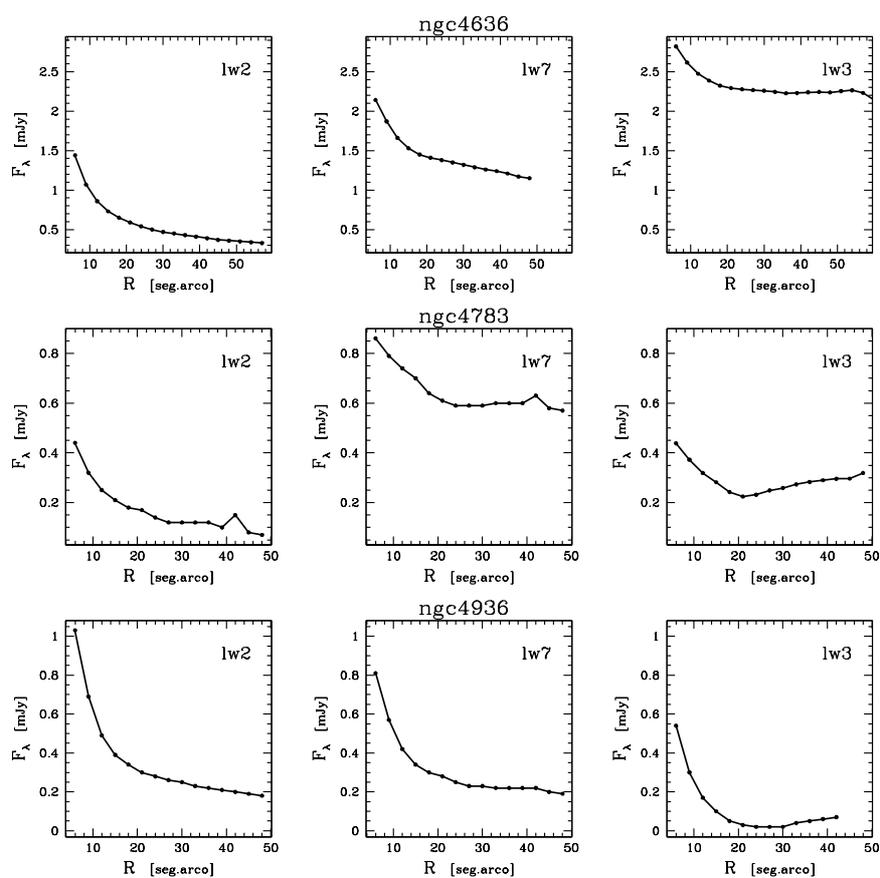


Fig. 4.8: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala linear de F_λ e R .

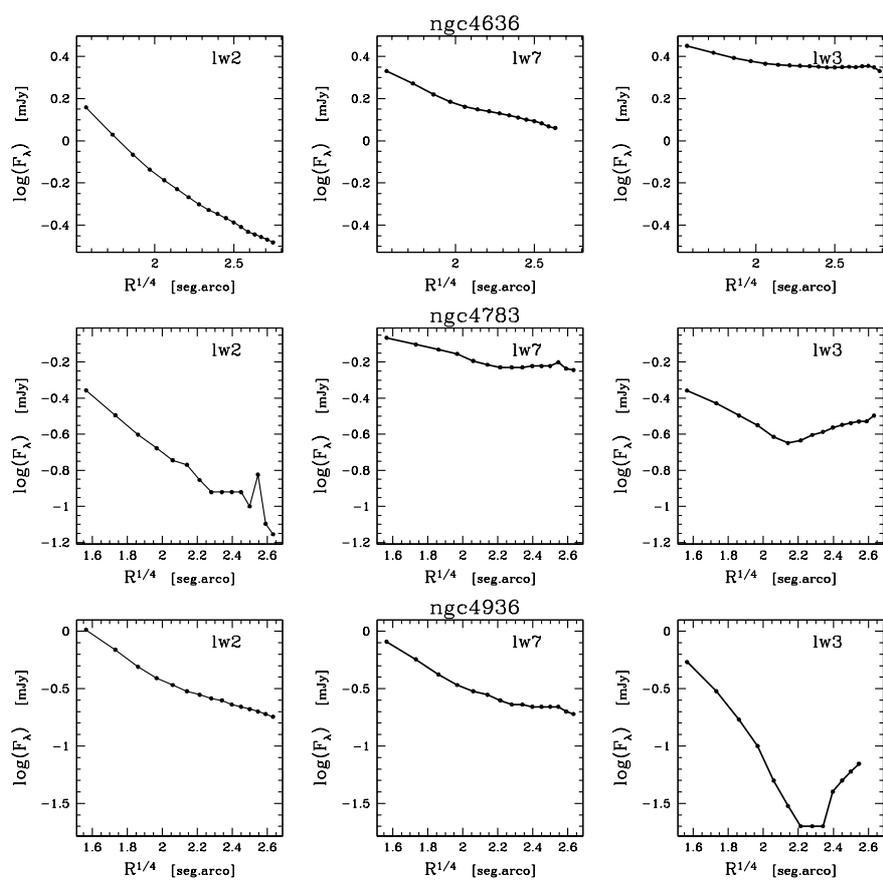


Fig. 4.9: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

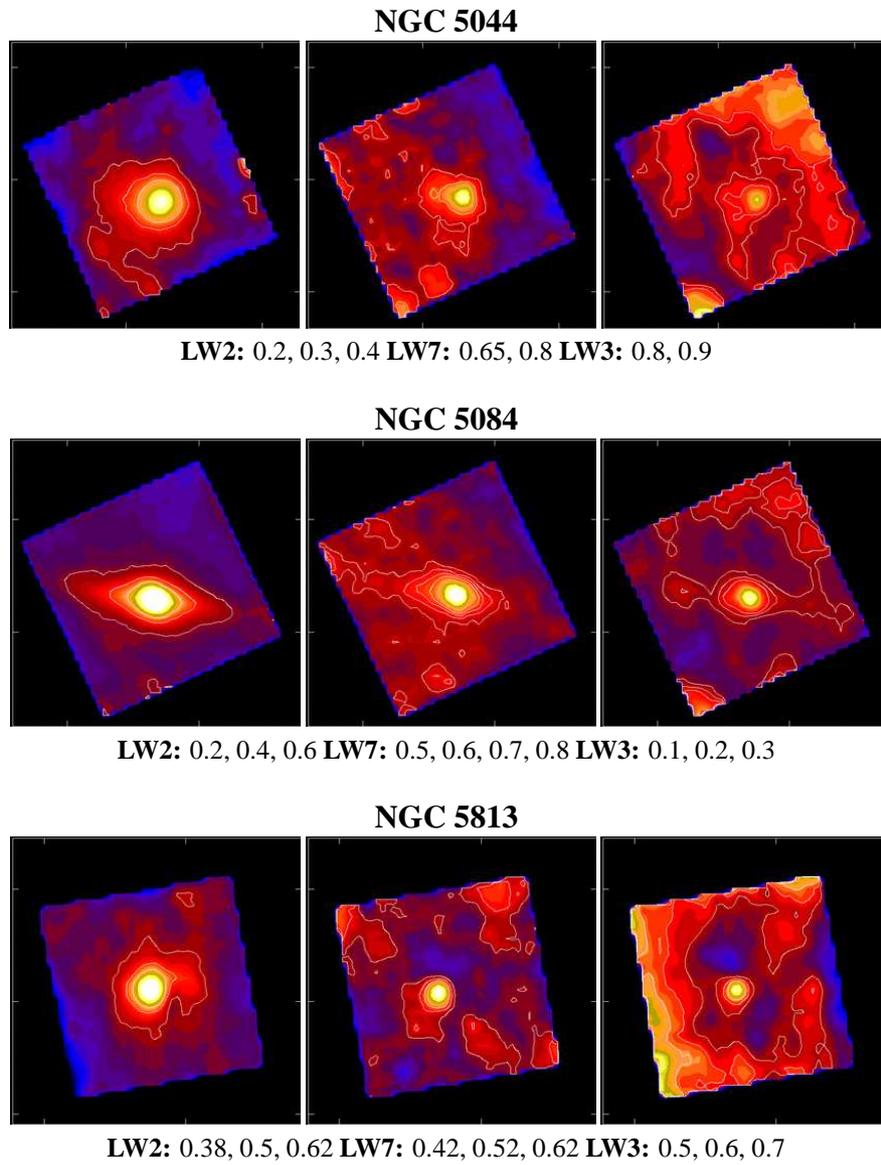


Fig. 4.10: Mapas de emissão

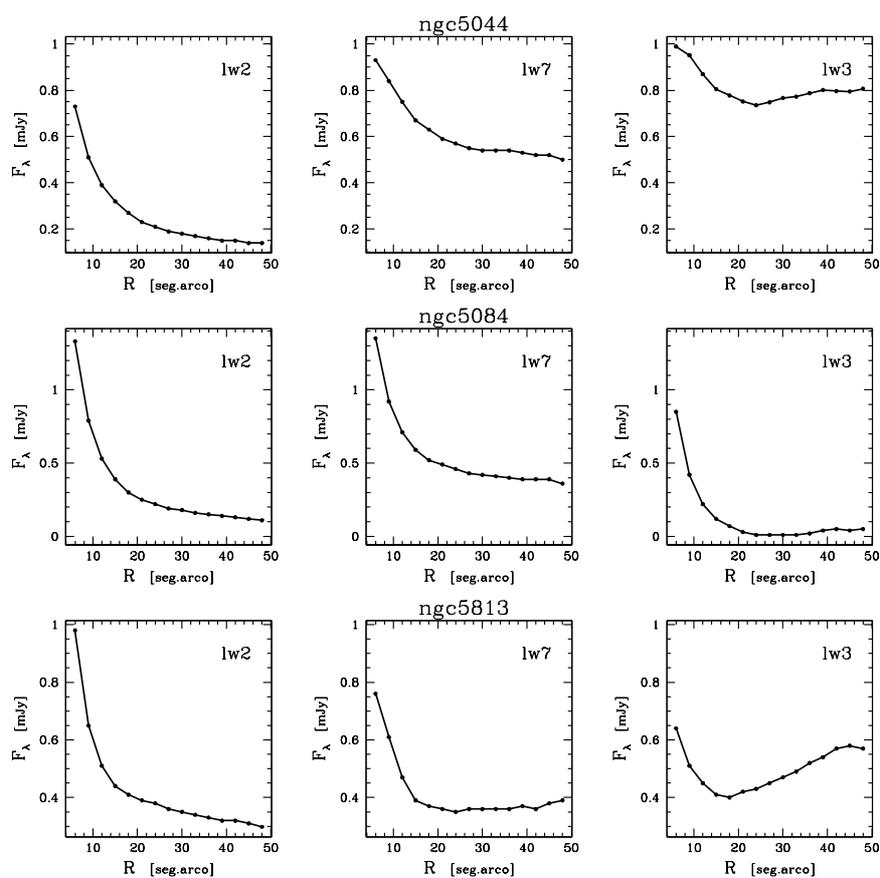


Fig. 4.11: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala linear de F_λ e R .

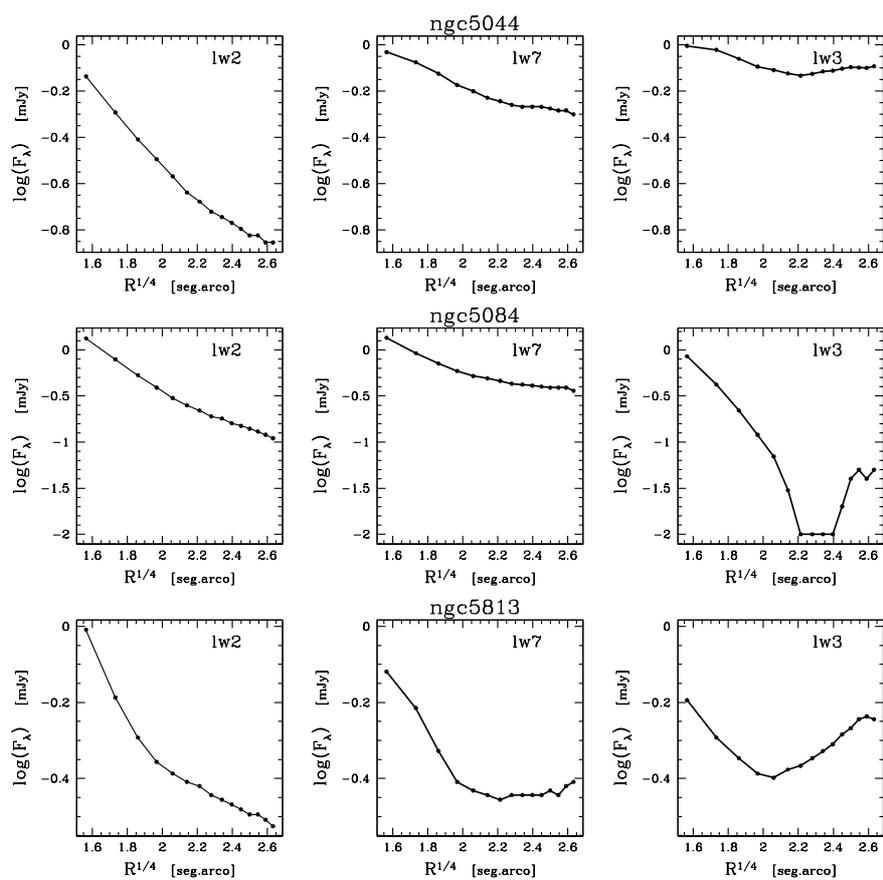


Fig. 4.12: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

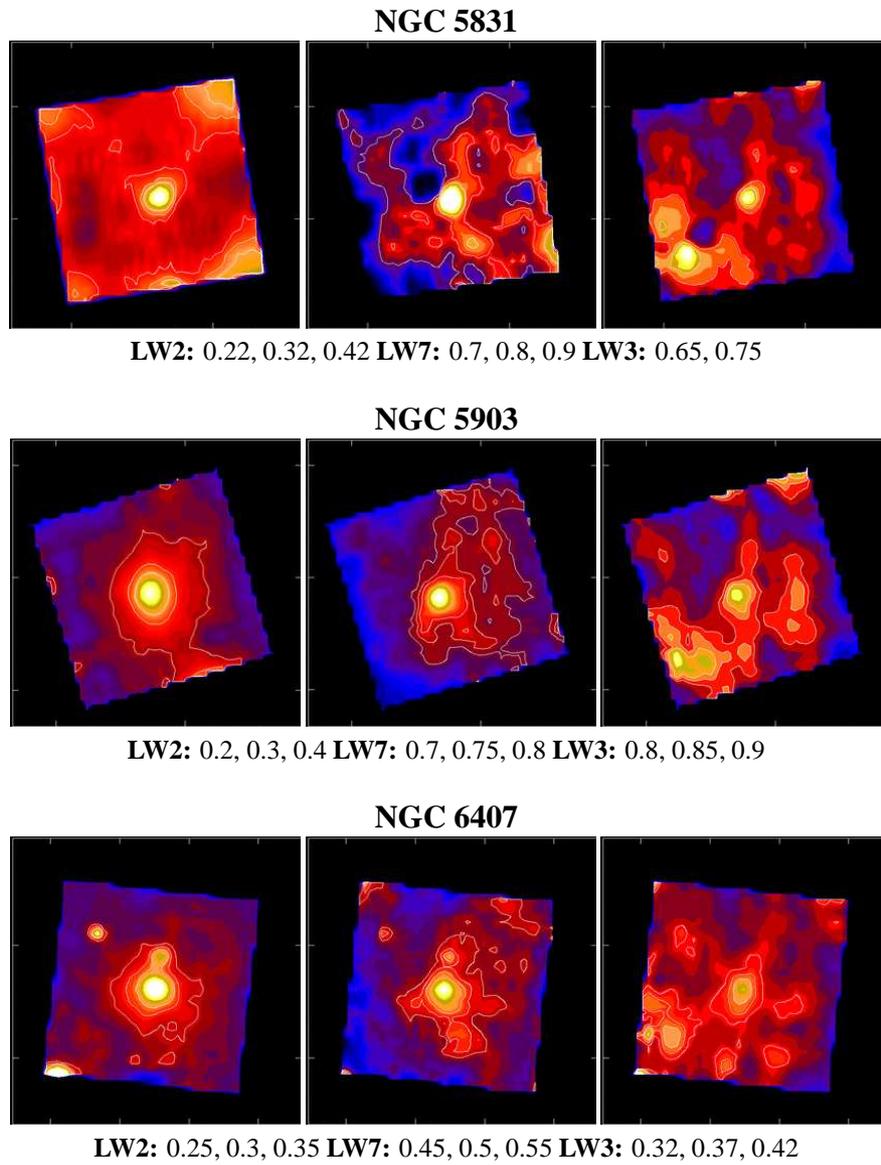


Fig. 4.13: Mapas de emissão

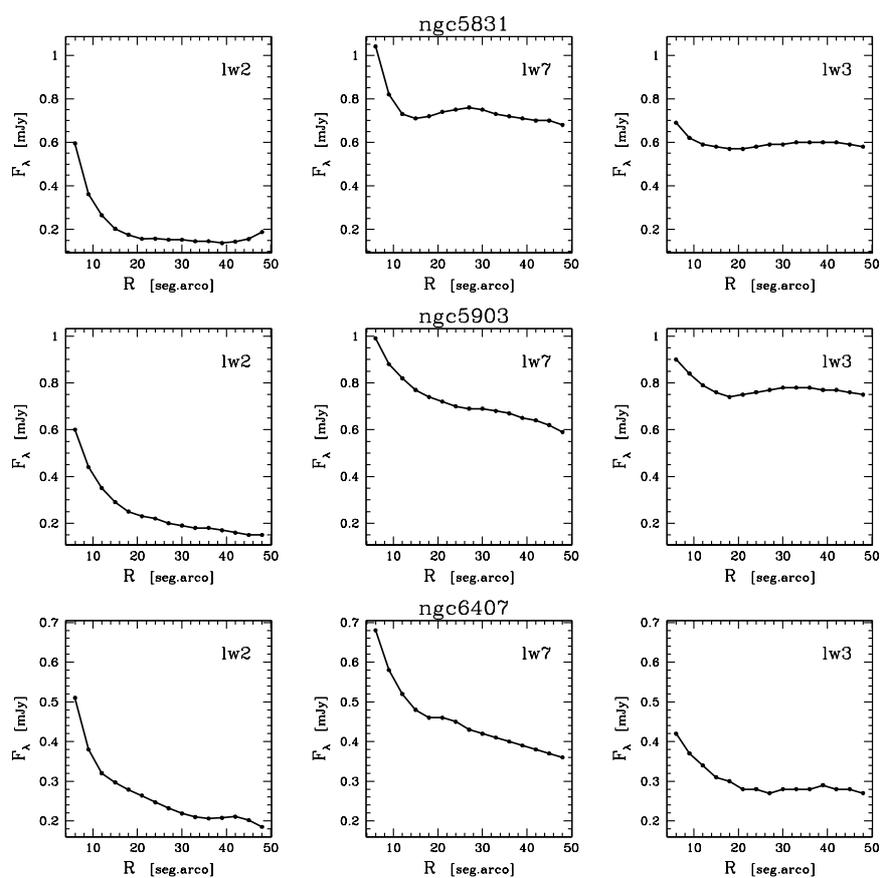


Fig. 4.14: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala linear de F_λ e R .

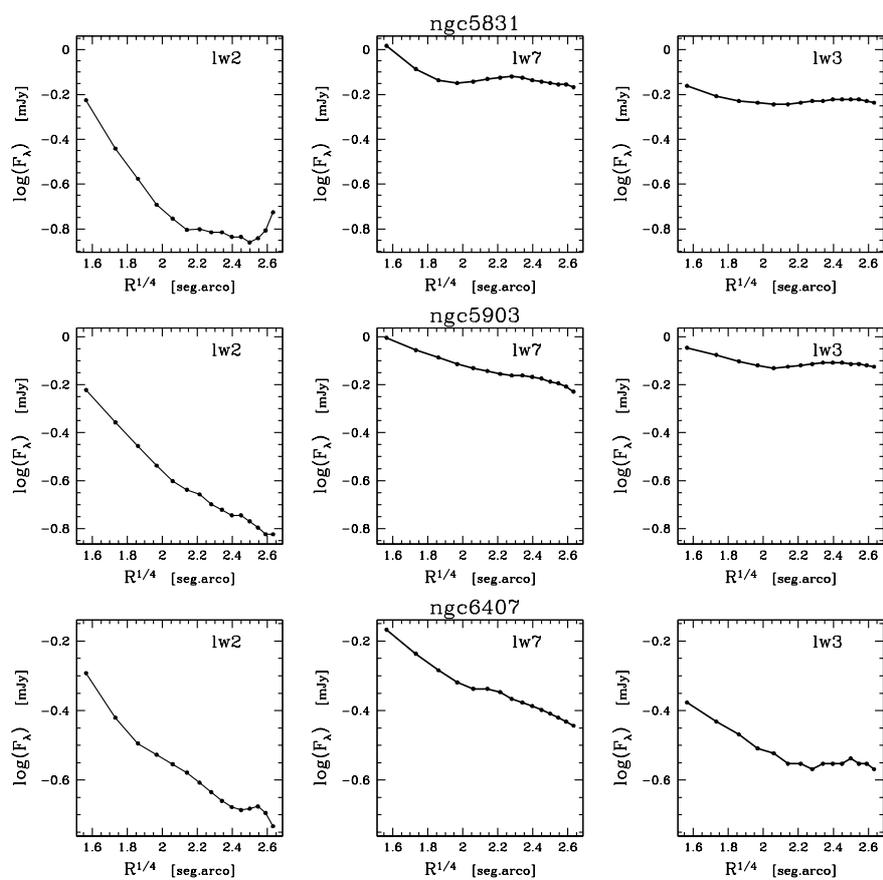


Fig. 4.15: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

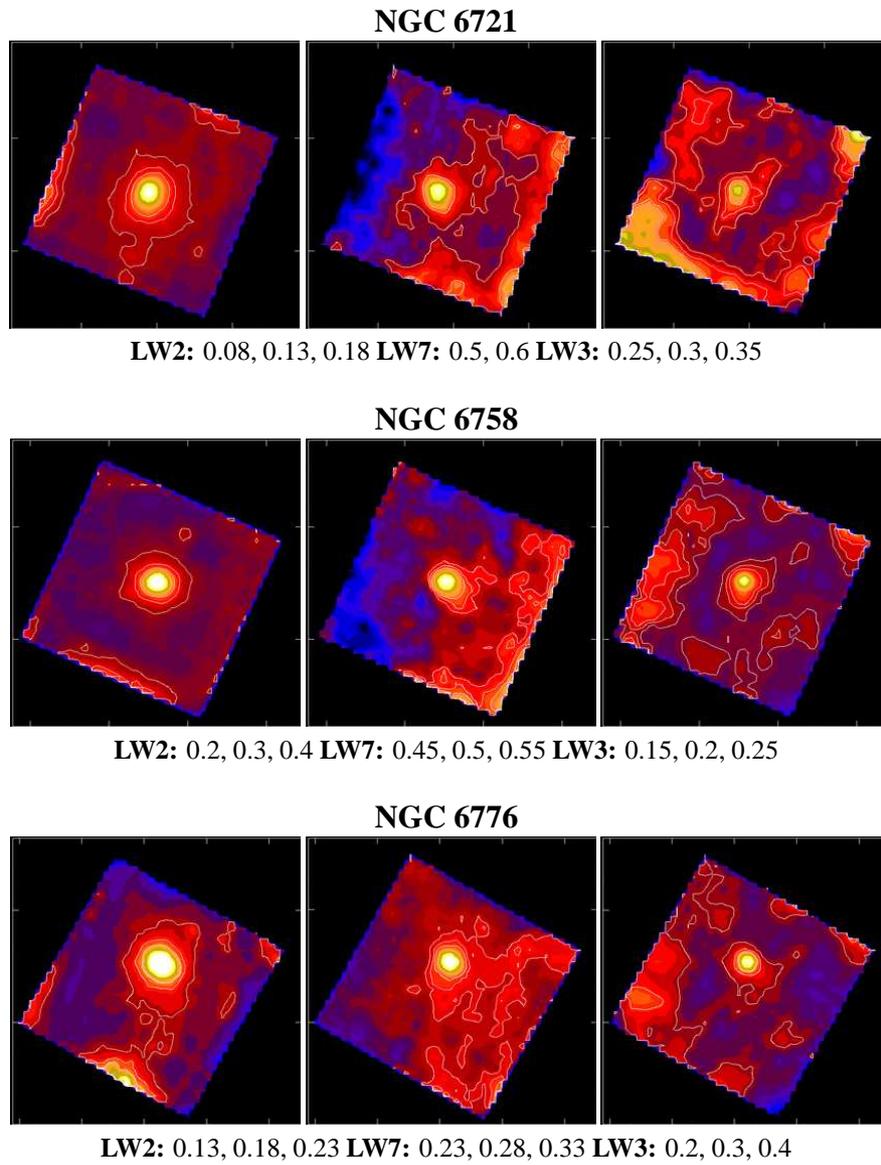


Fig. 4.16: Mapas de emissão

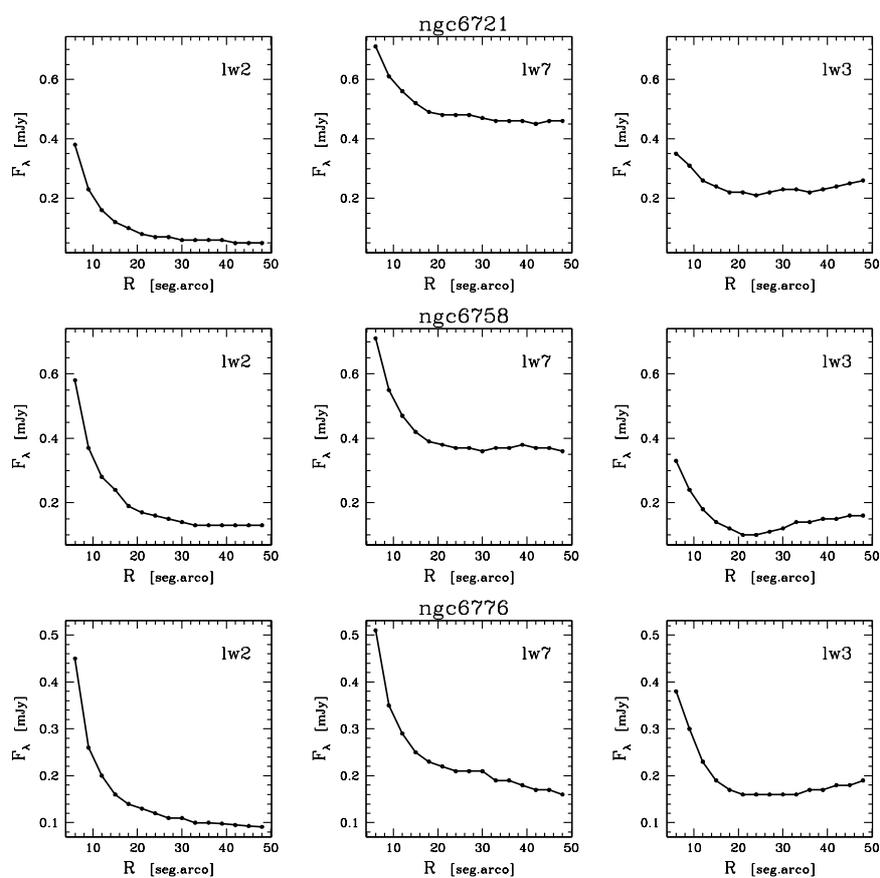


Fig. 4.17: Perfis de energia das imagens mostradas na fi gura anterior, em escala linear de F_λ e R .

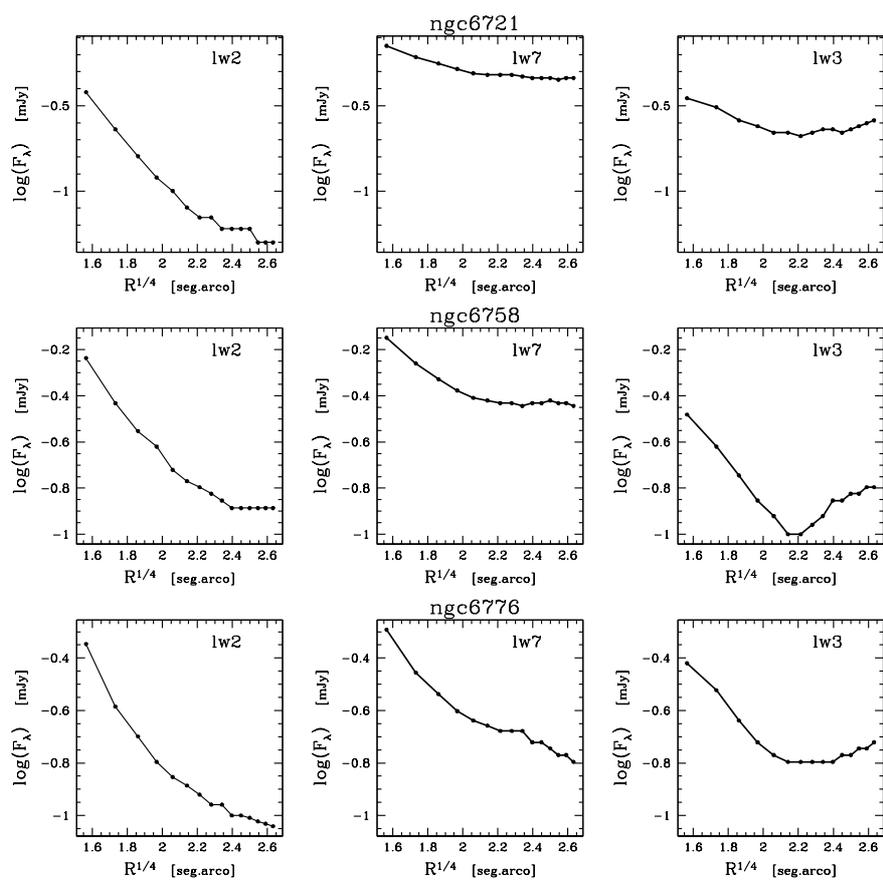
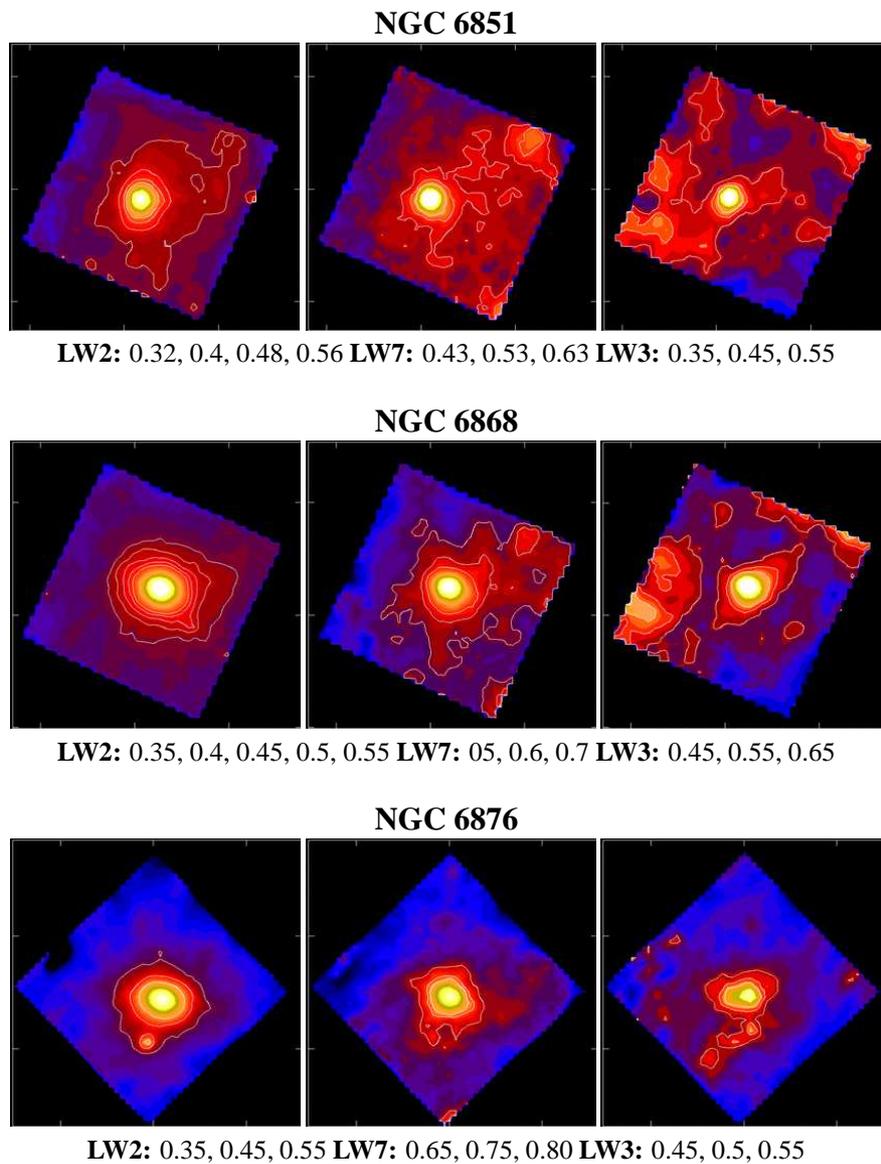


Fig. 4.18: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

**Fig. 4.19:** Mapas de emissão

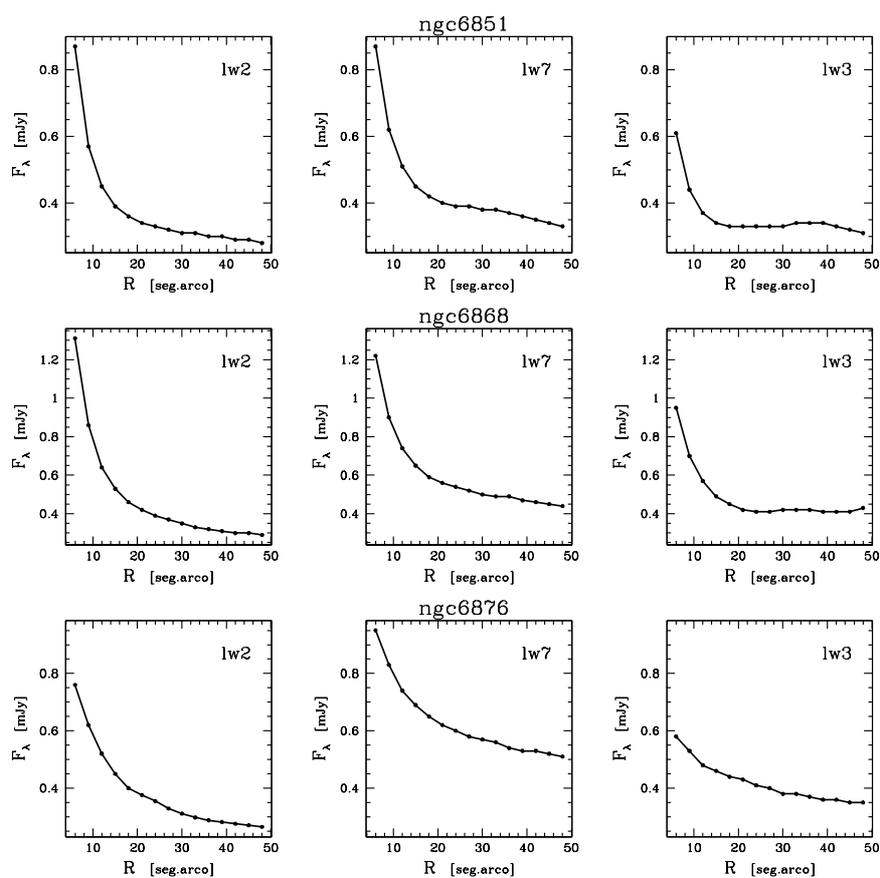


Fig. 4.20: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala linear de F_λ e R .

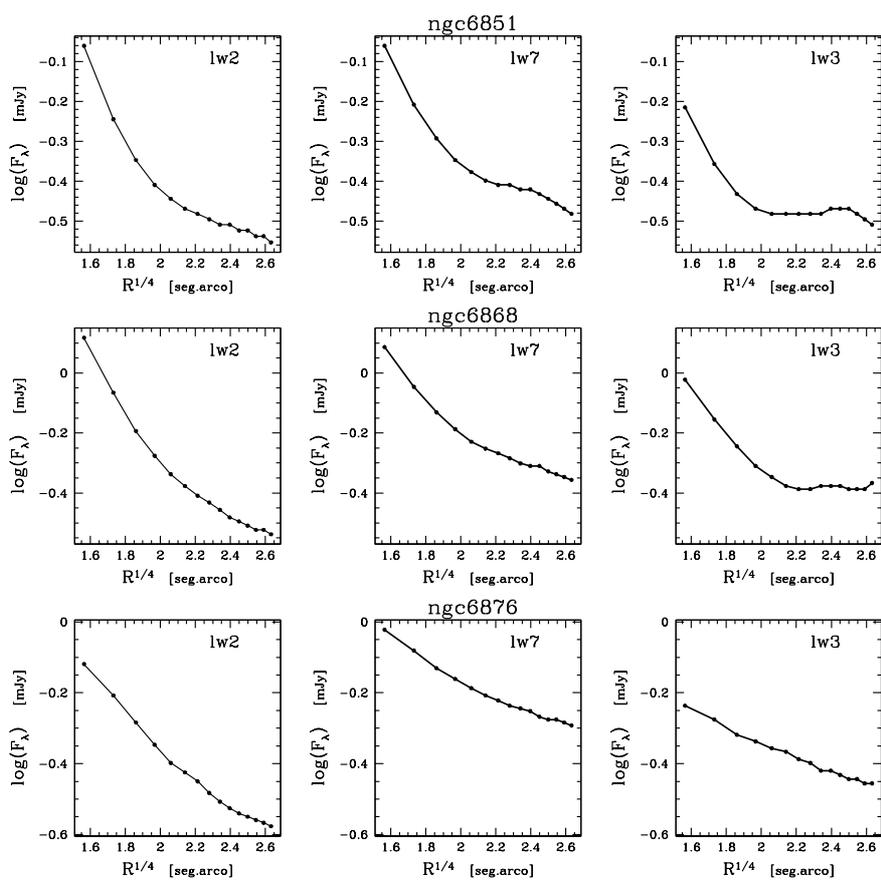


Fig. 4.21: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

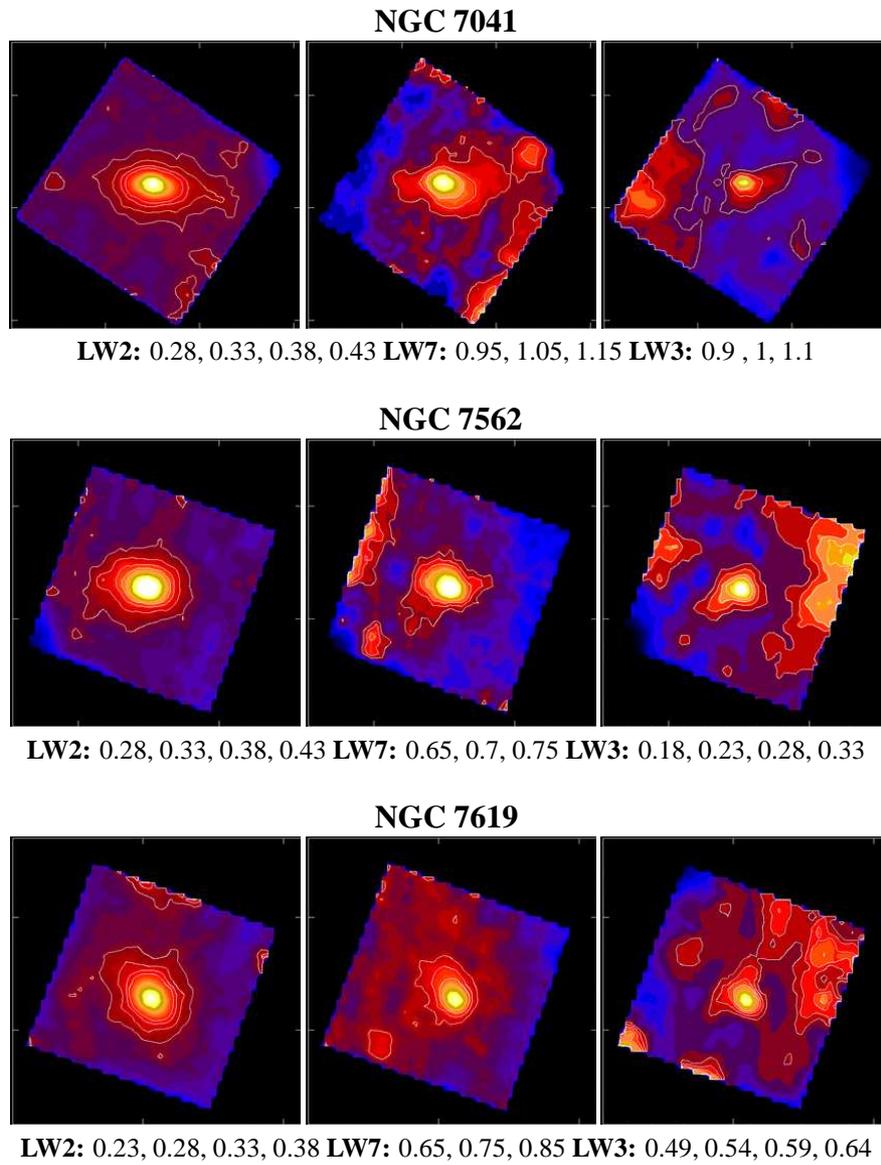


Fig. 4.22: Mapas de emissão

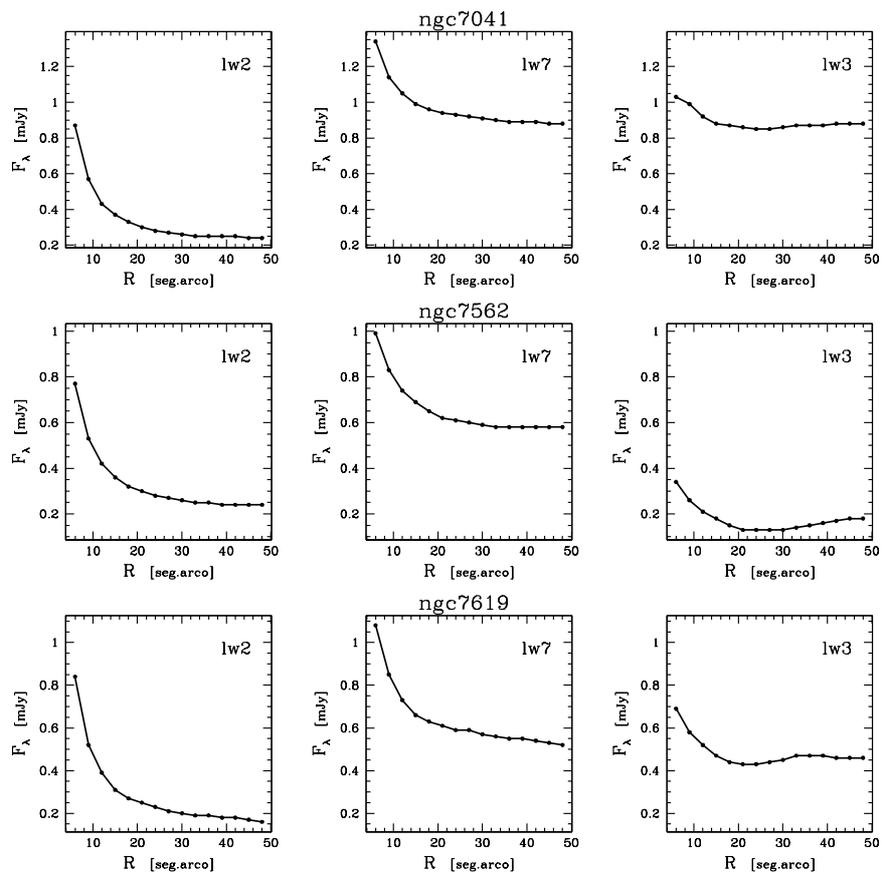


Fig. 4.23: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala linear de F_λ e R .

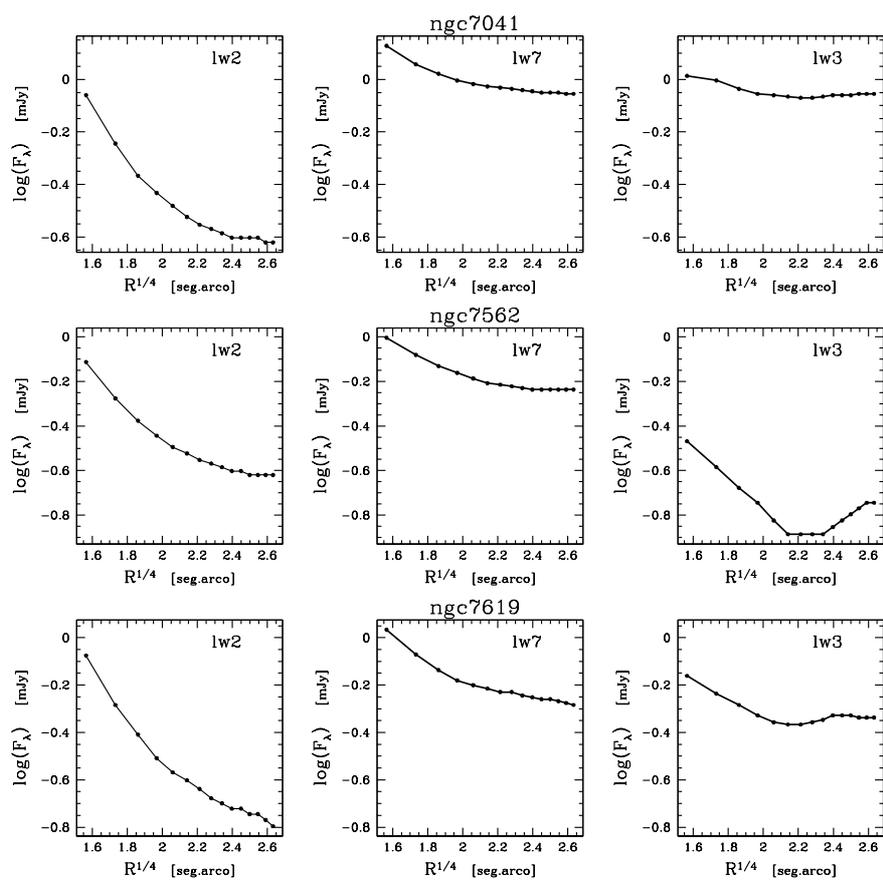


Fig. 4.24: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

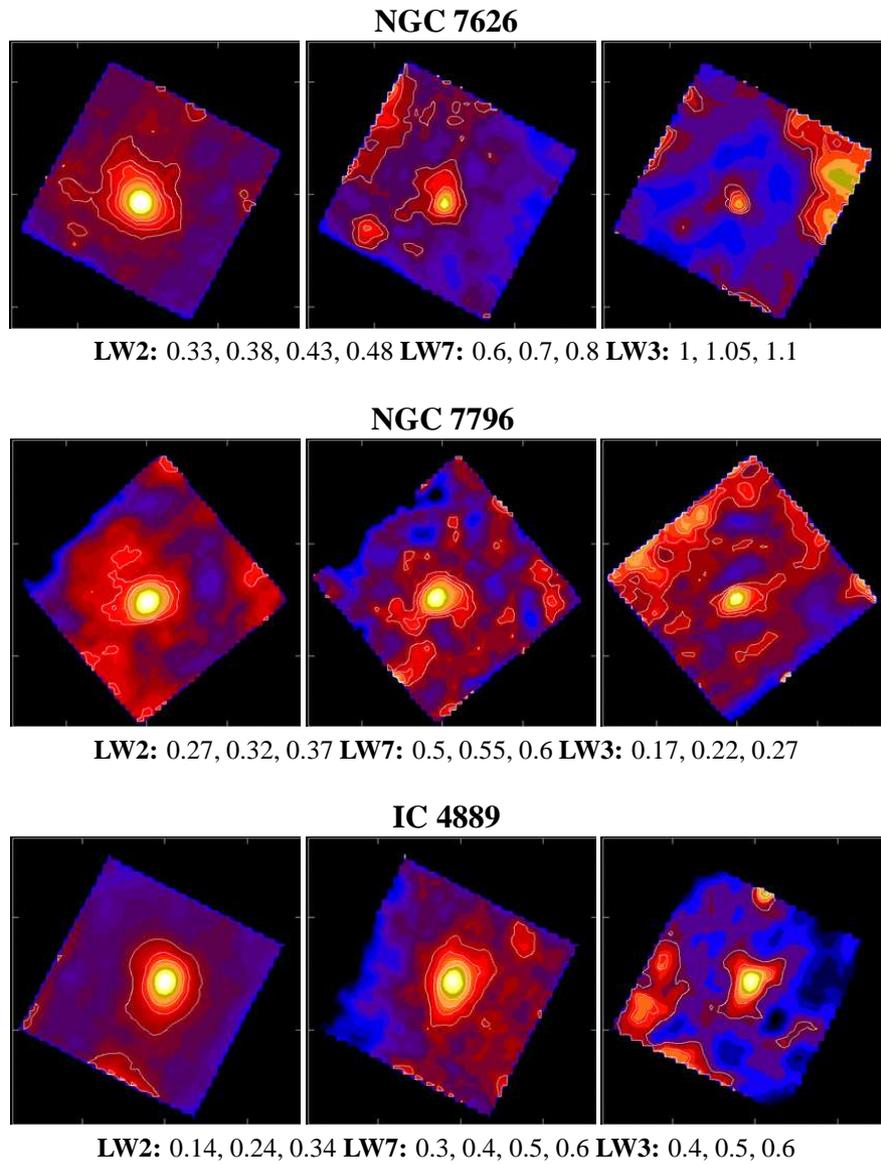


Fig. 4.25: Mapas de emissão

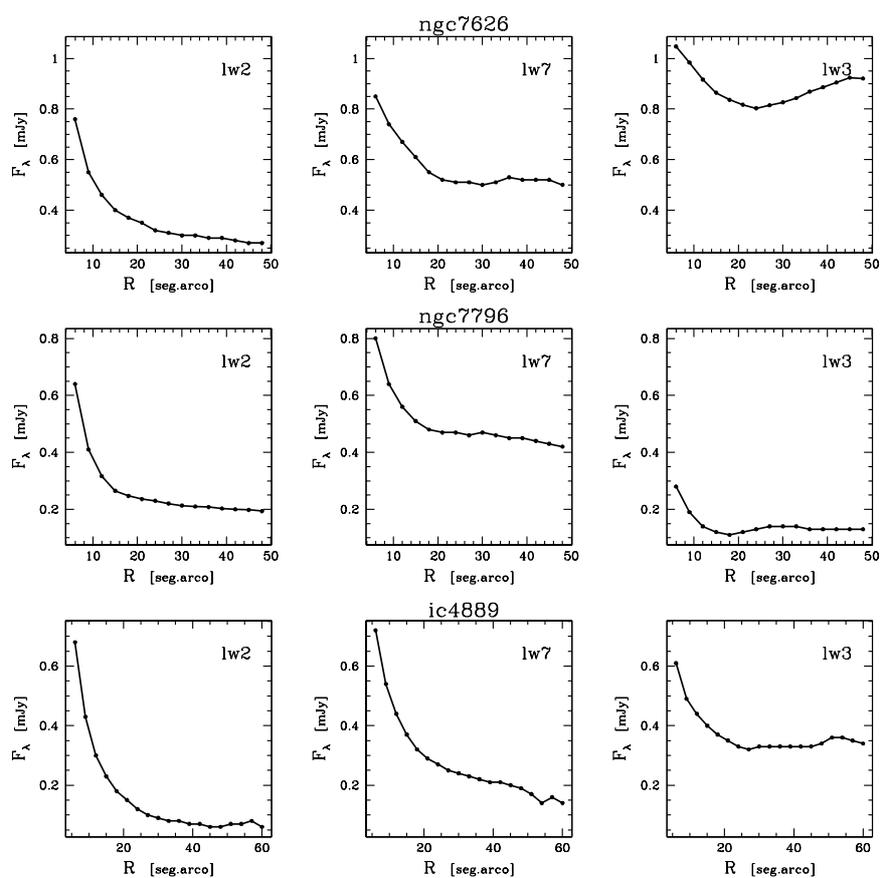


Fig. 4.26: Perfis de energia das imagens mostradas na fi gura anterior, em escala linear de F_λ e R .

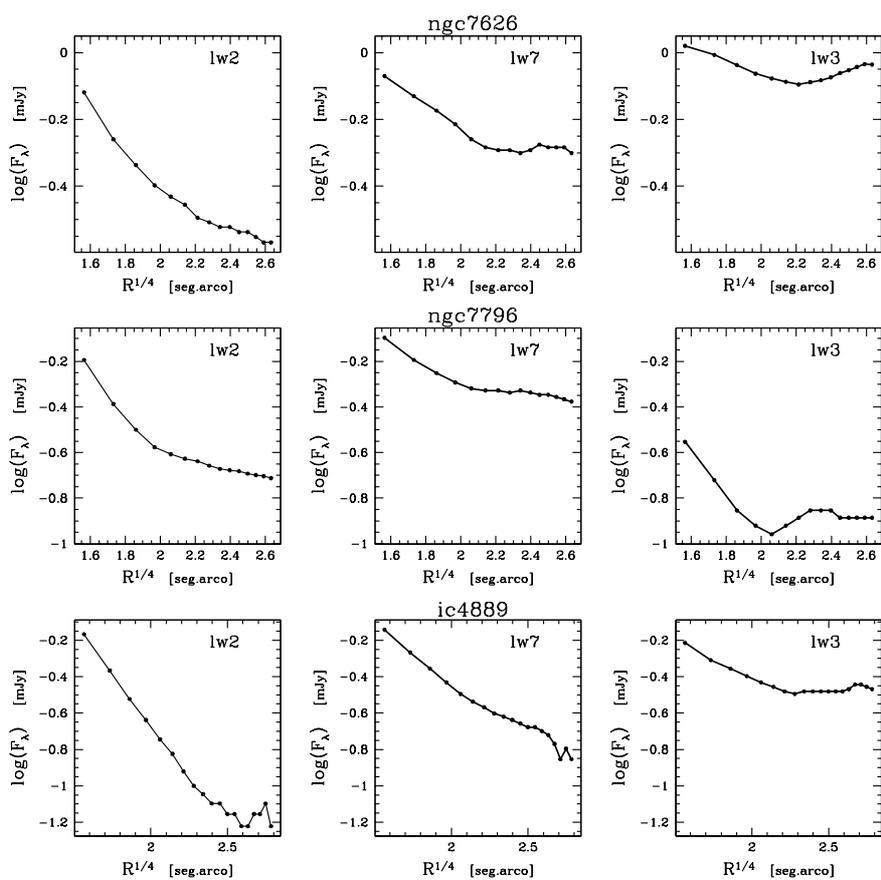


Fig. 4.27: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

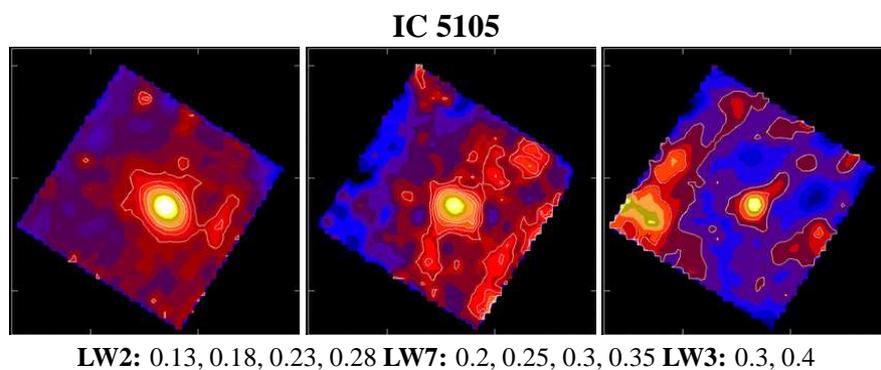
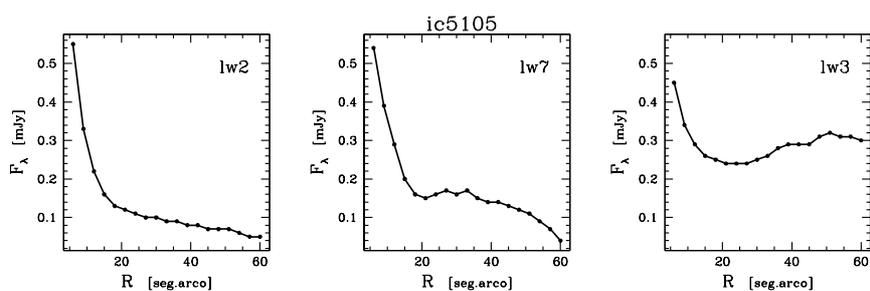
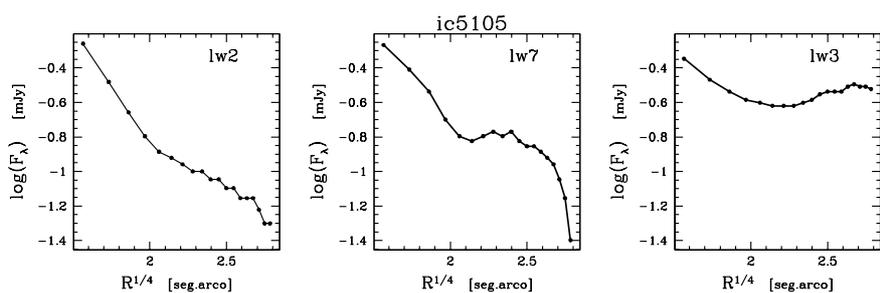


Fig. 4.28: Mapas de emissão

Fig. 4.29: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala linear de F_λ e R .Fig. 4.30: Perfis de energia das imagens mostradas na figura anterior, em escala que evidencia o comportamento $R^{1/4}$.

5. LUMINOSIDADES E CORES NO INFRAVERMELHO

O cego se desvia do buraco onde tomba quem enxerga; a ignorância eleva-se às dignidades por palavras que nada significam, enquanto o que sabe permanece no pó com a sua eloquência. O muçulmano está reduzido à miséria, apesar de toda a sua riqueza, enquanto o infiel triunfa no meio dos seus bens. Não se pode esperar que as coisas mudem, pois é por vontade do Onipotente que elas assim estão.

234^a noite, *As Mil e Uma Noites*, século XII.

Na seção anterior foi examinada a distribuição espectral de energia DEE das galáxias da amostra de onde foi possível identificar uma nova componente da DEE emitindo no infravermelho médio (IVM), a componente quente. Além da emissão relativa nos diversos comprimentos de onda, é importante saber o fluxo integrado de energia que estas galáxias emitem no infravermelho, a luminosidade total IVM. A luminosidade do IVM é uma integral de toda a energia que é emitida nestes comprimentos de onda, e nos permite inferir o tipo e a quantidade de emissores no IVM. Estes emissores, conforme o argumento do capítulo 3, são grãos de poeira quente. Desta forma, a luminosidade corresponde à quantidade de poeira e a partir dela será possível determinar algumas características desta fase do meio interestelar.

5.1 Luminosidades no infravermelho médio

A luminosidade numa banda é calculada integrando-se a DEE da fonte convoluída pela curva de transmissão do filtro. Num sistema fotométrico bem desenhado, esta integral é idêntica ao produto entre o fluxo da fonte no centro do filtro F_ν e a largura efetiva do filtro δ_ν . Deste modo as luminosidades em cada filtro do infravermelho

médias são calculadas de acordo com a expressão

$$L_\nu = 4\pi D^2 F_\nu \delta_\nu \quad (5.1)$$

onde D é a distância da galáxia e as larguras dos filtros são $\delta_{6.75 \mu\text{m}} = 16.18 \text{ THz}$, $\delta_{9.63 \mu\text{m}} = 6.61 \text{ THz}$ e $\delta_{15.0 \mu\text{m}} = 6.75 \text{ THz}$.

Para medir os fluxos, foram usadas aberturas correspondendo à largura do campo de visada ($108''$), para aproveitar o máximo da emissão contida nas imagens. Deve-se notar que o tamanho angular característico da galáxia corresponde aproximadamente ou excede o tamanho angular do campo de visada. Procedendo desta forma, quase toda a galáxia é integrada, mas somente uma pequena porção do céu é incluída. Os fluxos integrados estão mostrados na Tabela 3.1 e as luminosidades calculadas a partir da equação (5.1) estão listadas na Tabela 5.1. A luminosidade total L_{IVM} pode ser calculada simplesmente somando-se as individuais

$$L_{\text{IVM}} = L_{6.75} + L_{9.63} + L_{15} \quad (5.2)$$

É pertinente calculá-la assim porque as curvas de transmissão dos filtros ISOCAM (Figura 2.2) pouco se superpõem. Para verificar, a luminosidade também foi calculada integrando-se o corpo negro, ajustado nos fluxos ISOCAM do objeto, convoluído pelas curvas de transmissão; o resultado é muito similar. Este ponto reafirma a expressão simples pela qual a luminosidade total no IVM é calculada, eq. (5.1), mas também atesta a coerência no desenho do sistema ótico. Isso quer dizer que, se as curvas de transmissão da Figura 2.2 fossem substituídas por curvas de valores constantes de transmissividade, mesmo comprimento de onda central e área equivalente, a união delas cobriria o IVM totalmente com as curvas pouco se superpondo.

5.1.1 Correção da componente estelar

No capítulo 3 foram identificadas duas componentes que dominam a emissão destas galáxias desde o IVM até o UV, a componente estelar e a componente da poeira quente. A componente estelar, emitindo predominantemente no ótico, tem sido largamente estudada por vários autores desde o início do século XX, não constitui novidade e este trabalho não versará sobre suas características em detalhe. Ao invés disso, o modelo de emissão da parte estelar será usado para descontar a emissão das

Galáxia	$L_{6.75\mu m}$ $10^8 L_{\odot}$	$L_{9.63\mu m}$ $10^8 L_{\odot}$	$L_{15\mu m}$ $10^8 L_{\odot}$	L_{IVM} $10^8 L_{\odot}$
NGC 720	2.1	2.1	1.9	6.2
NGC 741	9.7	23.8	8.2	41.7
NGC 1453	6.7	10.9	10.7	28.3
NGC 3258	2.0	4.6	3.9	10.5
NGC 4374	1.0	1.0	0.8	2.7
NGC 4472	1.7	1.7	2.3	5.7
NGC 4636	1.3	2.3	2.5	6.1
NGC 4783	7.3	11.5	8.5	27.4
NGC 4936	6.4	4.7	2.2	13.4
NGC 5044	3.9	6.7	4.0	14.6
NGC 5084	1.7	2.5	2.1	6.3
NGC 5813	2.5	1.6	2.5	6.6
NGC 5831	1.2	3.1	2.5	6.8
NGC 5903	2.4	4.4	4.4	11.2
NGC 6407	8.8	9.5	7.2	25.5
NGC 6721	4.5	11.2	9.2	24.9
NGC 6758	2.9	4.1	4.4	11.5
NGC 6776	9.2	11.0	9.3	29.5
NGC 6851	3.2	4.0	4.0	11.3
NGC 6868	5.1	5.2	4.9	15.2
NGC 6876	8.8	10.2	6.7	25.7
NGC 7041	2.2	3.8	4.0	10.0
NGC 7562	6.1	5.7	5.7	17.5
NGC 7619	5.8	8.5	4.8	19.1
NGC 7626	6.3	10.2	8.2	24.7
NGC 7796	5.2	6.4	3.7	15.4
IC 4889	2.0	2.6	3.2	7.9
IC 5105	8.8	8.9	11.6	29.3

Tab. 5.1: Luminosidades totais e parciais no infravermelho, corrigidas pela contribuição estelar.

estrelas da emissão total da galáxia, restando somente a emissão da poeira quente. A emissão da poeira quente se faz mais interessante por ter sido identi cada pela primeira vez a partir destes dados (Ferrari et al. 2002).

Uma vez que identi camos as duas componentes da emissão destas galáxias a partir da DEE, Figuras 3.3 a 3.5, como a componente estelar mais uma componente de poeira quente, então podemos descontar a emissão estelar da emissão conjunta no IVM, ficando somente com a emissão da poeira. De fato, tanto a Tabela 5.1 como **os valores usados nos gráficos que seguem se utilizam dos valores descontados da emissão estelar.** Ao fazer isso, novamente estamos desconsiderando uma componente de poeira fria ($T < 30$ K) que emite no infravermelho distante, e o gás quente emissor de raios-X, pois ambas pouco contribuem na região do

espectro que estamos estudando.

Para se descontar a contribuição das estrelas à emissão do IVM, são usadas as curvas de corpo negro que representam as duas componentes (Figuras 3.3 a 3.5). Em cada filtro, os fluxos estelares são subtraídos dos fluxos totais, de acordo com o valor do fluxo do corpo negro estelar naquele comprimento de onda. Para descontar a contribuição estelar ao fluxo em $6.75 \mu\text{m}$ de NGC 4472, por exemplo, descontamos de $F_{6.75 \mu\text{m}}$ o fluxo em $6.75 \mu\text{m}$ do corpo negro com $T = 4400 \text{ K}$. A contribuição descontada precisa ser obtida da curva do corpo negro apropriado, pois não é possível medir somente a contribuição estelar com filtros de banda larga.

Portanto, pode estar sendo introduzido um erro adicional aos fluxos da poeira no IVM, pois a radiação da galáxia no IVM poderia ser diferente daquela modelada pelo corpo negro. Entretanto, como a população estelar destas galáxias pode ser razoavelmente representada por uma só população dominante, a qual bem se ajusta um corpo negro de uma só temperatura, é apropriado supor que a emissão da galáxia não difere muito do modelo do corpo negro.

5.1.2 Histogramas de luminosidade

Como as galáxias da amostra são razoavelmente uniformes em suas características (Tabela 2.1), sem predomínio de anãs ou gigantes cDs, pode-se analisar a variação nas propriedades da poeira quente examinando-se a distribuição das luminosidades no IVM. Caso a amostra fosse composta de tipos muito diversos, a distribuição de luminosidades corresponderia à dispersão dos tipos de galáxias, invalidando a análise. Como as galáxias da amostra são todas de características similares, a variação nas luminosidades demonstra alguma particularidade dos emissores do IVM.

A Figura 5.1 mostra os histogramas construídos a partir dos valores da luminosidade corrigidos pela contribuição estelar, mostrados na Tabela 5.1. O tamanho de cada janela é $0.25 \log(L)$, em unidades solares. Em todos os filtros, a luminosidade média é $\log(L) \simeq 8.6 L_{\odot}$.

Nestes histogramas pode-se identificar algumas características da emissão no IVM. Como a cauda da emissão Rayleigh-Jeans da população estelar velha domina em $6.75 \mu\text{m}$, as luminosidades estão melhor distribuídas, embora os valores usados aqui são corrigidos pela emissão estelar. Esta é outra maneira de mostrar que as galáxias têm uma dispersão nas suas populações características, motivo por que foram divididas em grupos de população estelar diversa. Quanto ao fato de

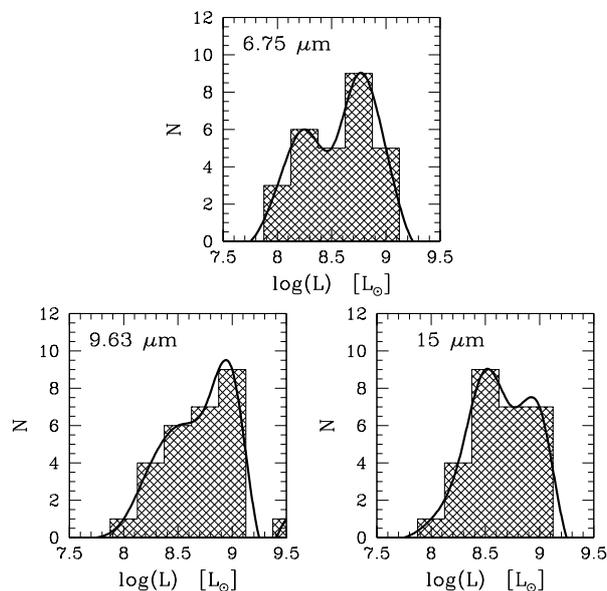


Fig. 5.1: Histogramas da luminosidade nos três filtros ISOCAM para as galáxias da amostra. A linha sólida corresponde a um ajuste *spline* aos pontos.

que mesmo subtraindo-se a contribuição estelar, ainda temos o efeito da sua diversidade, pode-se entender pensando que se a emissão da poeira é, suponha-se, a mesma em todas as galáxias e a emissão das estrelas varia, subtraindo uma da outra ainda teremos a mesma dispersão. Idealmente ao se subtrair a população estelar estaríamos subtraindo a origem desta diversidade, mas como populações diferentes estão representadas por uma população média (a população do grupo), permanecem as características da diversidade de sua população.

Nos maiores comprimentos de onda, os histogramas tornam-se melhor definidos, indicando uma menor dispersão das luminosidades. Como a poeira aparentemente possui as mesmas características gerais em todas as galáxias estudadas, é coerente que as luminosidades daí originadas sejam semelhantes. Este é o motivo pelo qual os picos em $9.63 \mu\text{m}$ e $15.0 \mu\text{m}$ são melhor definidos. Esta uniformidade da emissão da poeira, principalmente em $9.63 \mu\text{m}$ e $15.0 \mu\text{m}$, onde a emissão da poeira é relativamente mais intensa, fortalece a premissa de que suas características são similares ao longo da amostra.

5.1.3 Comparação com o gás ionizado

A emissão do hidrogênio ionizado é um importante fator de comparação pois do mesmo modo que devem haver fótons suficientes para ionizar o gás, também devem ser suficientes para aquecer a poeira, pois o campo de radiação estelar nas galáxias esferoidais não é suficiente para ionizar o gás e aquecer a poeira à temperatura $T = 260$ K. Dois trabalhos anteriores investigaram as possíveis fontes de ionização do gás e aquecimento da poeira. Macchetto et al. (1996) demonstraram que estrelas Pós-AGB nestas galáxias podem suprir fótons UV suficientes para ionizar a quantidade de gás por eles observada. Ferrari et al. (1999) sugeriram que a luminosidade UV destas galáxias era suficiente para ionizar a quantidade de gás medida por Macchetto et al. (1996) e ainda aquecer a componente de poeira fria ($T = 30$ K) que estava sendo examinada.

No presente caso, a poeira requer uma densidade de radiação muito maior para mantê-la em equilíbrio térmico do que no caso da poeira fria, já que a sua temperatura é muito mais alta. Como será visto no capítulo 6, a quantidade de poeira quente em geral é uma centena de vezes menor que a de poeira fria. Assim, supõe-se que a emissão no IVM é originada pela parte das nuvens de poeira que se encontram mais próximas das fontes de radiação, e por isso mantêm-se mais quentes. O restante da poeira encontra-se mais uniformemente espalhada no corpo da galáxia¹.

A comparação entre os fluxos da poeira no infravermelho nos três filtros ISO-CAM e a emissão da linha $H\alpha$ (6563 Å) está mostrada na Figura 5.2. Para evitar artifícios decorrentes do cálculo da luminosidade, que inclui a distância, são mostrados os fluxos no IVM e em $H\alpha$, normalizados pela banda K . A emissão na banda $6.75 \mu\text{m}$ é constante num intervalo em que $H\alpha$ varia de um fator de 10^3 , não havendo correspondência alguma. Para os filtros $9.63 \mu\text{m}$ e $15 \mu\text{m}$, embora ainda persista uma parcela não relacionada, na região $-4.5 < \log(F_{H\alpha}/F_K) < -3.5$ é possível distinguir uma fraca correlação entre alguns objetos, onde o fluxo do IVM é aproximadamente proporcional ao fluxo $H\alpha$. Este resultado não é conclusivo sobre a origem comum da fonte ionizante do gás e de aquecimento da poeira.

¹ Veja a seção 4.1, que trata da distribuição e morfologia da poeira.

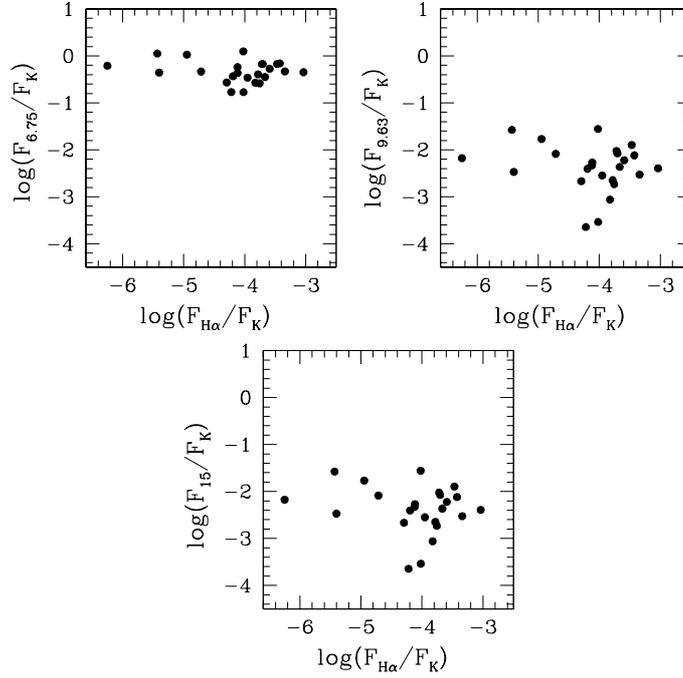


Fig. 5.2: Comparação entre os fluxos no IVM e em $H\alpha$.

5.2 Diagramas de cores

Em seções anteriores, a DEE mostrou em detalhe a quantidade de emissão em cada comprimento de onda. Em seguida, as luminosidades integradas no IVM dizem qual a emissão em larga escala. Nesta seção, as razões entre os fluxos do IVM, chamadas genericamente de **cores**, dão a informação sobre a inclinação da DEE na região entre os filamentos.

No presente caso, é usada a razão $F_{6.75}/F_{9.63}$ em função de $F_{9.63}/F_{15}$, depois de descontada a contribuição estelar (seção 5.1.1). Analisando estas razões, consegue-se deduzir a tendência da DEE em cada região, quer crescente ou decrescente. Com estas duas quantidades o comportamento sutil da DEE das galáxias pode ser examinado.

Na Figura 5.3 estão mostrados os logaritmos das razões dos fluxos. Juntamente com os dados, divididos de acordo com o grupo espectral ao qual a galáxia pertence (seção 3.3), estão colocadas as cores de duas curvas sintéticas:

1. **corpo negro** com diferentes temperaturas ($200 \leq T \leq 250$).

2. **lei-de-potência** do tipo $F(\nu) \propto \nu^{-\alpha}$ ($1/2 \leq \alpha \leq 1$).

Estes dois espectros são casos exemplares da emissão de galáxias. O corpo negro representa o espectro térmico puro de um emissor que absorve e emite igualmente em todas as frequências. Em contrapartida, o espectro de lei-de-potência é originado de emissão não-térmica, que varia com um expoente da frequência.

A comparação dos dados com as cores de emissores idealizados ajuda a investigar a natureza da emissão. Em primeiro lugar, nas galáxias como um todo, nota-se que a emissão da poeira quente não é idêntica à de um corpo negro. Somente a emissão de uma galáxia (NGC 7562) coincide com as cores do corpo negro. Duas outras (NGC 4472 e IC 5105) possuem cores intermediárias entre o corpo negro e a lei-de-potência e somente NGC 5813 tem cores que mais se assemelham com a lei-de-potência.

Estas diferenças se originam das características dos emissores de IVM em cada galáxia. Na seção 3.2 foi introduzida a idéia de que os grãos de poeira não emitem como um corpo negro simples, mas como um composto, que é o corpo negro ponderado por ν^α . Na Figura 5.3 a maioria das galáxias está mais próxima do corpo negro de $T \simeq 246$ K. Esta temperatura corresponde a $T \simeq 260$ K num corpo negro composto.

Analisando as razões de fluxos separadamente, no eixo das ordenadas, para a maior parte dos objetos tem-se que $\log(F_{6.75}/F_{9.63}) < 0$, mostrando que o fluxo em $9.63 \mu\text{m}$ predomina sobre $6.75 \mu\text{m}$. No outro caso, tem-se que $F_{9.63}/F_{15} > 1$ para a maioria das galáxias, que novamente implica a predominância do fluxo $9.63 \mu\text{m}$ sobre os demais. Esta consequência determina de forma mais segura a suposição anterior (seção 3.2) acerca da forma da DEE, deixando claro que o fluxo em $9.63 \mu\text{m}$ é predominante. Por conseguinte, se o máximo da emissão deve estar entre $6.75 \mu\text{m}$ e $15 \mu\text{m}$ no máximo, a temperatura correspondente não pode desviar muito de $T = 260$ K do corpo negro que corresponde à poeira. De fato, usando a Lei de Wien modifi cada, seção 6.4.1, tem-se que o máximo da emissão do corpo negro composto está em $\lambda \simeq 12 \mu\text{m}$.

A predominância do fluxo em $9.63 \mu\text{m}$ sobre os demais fluxos do IVM pode ter sua razão na presença de silicatos, que possuem uma banda de emissão exatamente no filtro LW7. Embora existam várias outras componentes de poeira interestelar, parece que os silicatos ainda são predominantes. Este é um dos resultados que justificam o cálculo da massa de poeira ter sido realizado supondo-a composta principalmente por silicatos, embora grafites resultem basicamente na mesma massa.

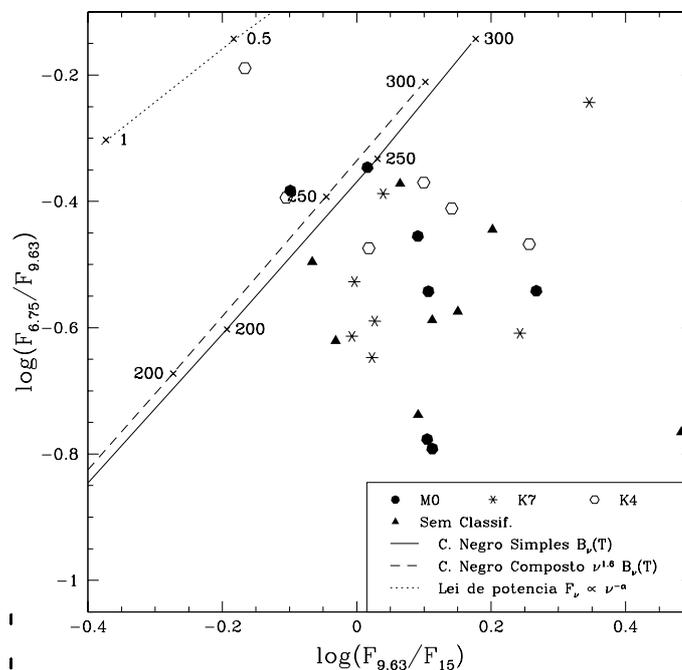


Fig. 5.3: Diagrama de razão dos fluxos do IVM. Os diferentes tipos de pontos representam diferentes tipos espectrais. Estão mostradas as cores de referência: um corpo negro simples (linha sólida) e um corpo negro composto $\nu^{1.6} B_{\nu}(T)$ (linha tracejada) com as respectivas temperaturas indicadas; uma lei de potência com o grau α da lei indicado (linha pontilhada).

5.3 Discussão

Ao longo deste capítulo, foi verificado que as luminosidades IVM das galáxias da amostra são muito parecidas, o que não é muito estranho pois todas as galáxias da amostra têm características estruturais (raio efetivo, intensidade efetiva, luminosidades no ótico) semelhantes (Macchetto et al. 1996, Ferrari 1999). Mas, além disso, a dispersão das luminosidades entre as galáxias é menor para comprimentos de onda maiores, presumivelmente porque nestes a emissão da poeira predomina e também porque a característica da emissão da poeira é bastante similar entre as galáxias. Esta idéia de similaridade do conteúdo de poeira foi introduzida no capítulo 3, a partir dos pontos da DEE. Neste capítulo, analisando as cores entre os filtros ISOCAM, foi verificado que a emissão em $9.63 \mu\text{m}$ domina na maioria das galáxias. Em parte, este resultado permite assumir que os silicatos (quem mais

emite em $9.63 \mu\text{m}$) são a principal parcela da matéria interestelar e, por isso, o cálculo da massa da poeira será baseado em silicatos. Por fim, comparando os fluxos ISOCAM com a emissão $\text{H}\alpha$, nota-se que algumas galáxias apresentam correlação entre as duas medidas, sugerindo uma mesma fonte de radiação para o gás e a poeira. Entretanto, este resultado é apenas marginalmente conclusivo, não constituindo uma evidência da origem comum dos fótons UV para a poeira e o gás.

6. A POEIRA INTERESTELAR

O que não poderia vir a ser o mundo de hoje, senão fosse a nossa ainda tão rude humanidade! A que distância estamos de Alexandre, nós, modernos? Umhas setenta gerações apenas. E a que distância estamos dos nossos ancestrais selvagens, que viviam da caça e a devoravam crua? Quatrocentas ou quinhentas gerações. Não há tempo suficiente para a modificação do caráter humano, no curto espaço que essas poucas centenas de gerações representam.

H. G. Wells, *História Universal, III*, 1918.

O interesse pela poeira no meio interestelar foi historicamente motivado pela necessidade de se subtrair os efeitos da extinção que a poeira produzia nas observações do ótico. Na medida em que os instrumentos da astronomia 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, ao comprometer as medidas de outras fontes, para vir a contribuir significativamente na compreensão dos mais variados aspectos dos objetos astronômicos.

Além da componente fria, conhecida principalmente pelas observações do IRAS e emitindo no infravermelho distante, os dados do ISO permitirão conhecer – este é o enfoque deste capítulo – uma componente quente, até então desconhecida nas galáxias esferoidais.

6.1 Poeira fria

No âmbito deste trabalho, dedicado às galáxias esferoidais, as características físicas da poeira têm revelado importantes aspectos destes objetos. Em primeiro lugar, as galáxias esferoidais não são destituídas de matéria interestelar, mas possuem quantidade apreciável de gás ionizado e poeira. Macchetto et al. (1996), por exemplo, realizaram um extenso trabalho sobre o gás ionizado em galáxias esferoidais, analisando a sua quantidade ($M_{H\alpha} = 10^3 - 10^5 M_{\odot}$) e morfologia (discos

pequenos, nuvens regulares estendidas e manchas). Por outro lado, alguns autores estimaram a quantidade de poeira a partir de sua extinção no ótico (p.ex. Ferrari et al 1999 e referências ali contidas), que está na faixa de $M_{\text{poeira}} = 10^3 - 10^5 M_{\odot}$. Comparando a massa desta poeira, cujo principal efeito é a extinção no ótico, com a emissão no infravermelho distante de medidas IRAS foi possível determinar que trata-se de poeira fria ($T < 30$ k) em equilíbrio térmico com o campo de radiação interestelar (p.ex. Ferrari et al. 1999). O mesmo resultado é obtido quando se comparam os mapas de extinção da galáxia com os mapas de emissão $100 \mu\text{m}$ do IRAS, que é atribuída a grãos ditos *clássicos*¹ de tamanho típico $0.1 < a < 0.2 \mu\text{m}$. A maior parte destes grãos é composta por elementos químicos com número atômico $Z \geq 6$, cujos mais abundantes são C, N, O, Mg, Si e Fe. Muitos modelos para curvas de extinção são baseados em grãos de silicatos e grafite, podendo conter parcelas de gelo impuro e outras moléculas saturadas, como H_2O , NH_3 , CH_4 (Whittet 1992).

6.2 Poeira quente

A poeira quente é essencialmente diferente da poeira fria da seção anterior. Como emite principalmente no IVM, que implica uma maior temperatura que a sua companheira fria, suas características físicas e químicas precisam ser condizentes com esta situação. As observações fotométricas da ISOCAM são valiosas para investigar como é essa emissão IVM das galáxias esferoidais e como as características propostas para a poeira relacionam-se com as observações.

6.2.1 Componente na distribuição espectral de energia

No capítulo 3 estão mostradas as distribuições espectrais de energia (DEE) para as galáxias da amostra, reunindo dados desde o UV até o IVM. Analisando essas DEE, uma característica que chama a atenção é o fato de que para a maioria das galáxias, a emissão contínua é bem reproduzida por duas componentes térmicas somente: um corpo negro de $T \sim 4000$ K e um corpo negro modificado de $T \sim 260$ K. Essas duas componentes podem ser claramente discernidas nas DEE das galáxias, a julgar pelos dados disponíveis, ficando claro que são duas componentes

¹ Assim chamados por terem sido o primeiro tipo de grãos usados em modelos da poeira interestelar.

de características distintas que são responsáveis por cada uma das curvas na DEE (Figuras 3.2 a 3.5).

A componente mais quente com $T \sim 4000$ K tem sua origem na população estelar. A DEE desta componente estelar é bem reproduzida por um único corpo negro com esta temperatura $T \sim 4000$ K. Embora haja uma pequena variação entre as temperaturas efetivas das DEE das galáxias, sua variação está entre $T = 3750$ K e $T = 4600$ K, que corresponde respectivamente aos tipos espectrais estelares M0 e K4, abundantes em galáxias esferoidais.

A componente de $T \sim 260$ K é associada a uma fase quente da poeira interestelar. Esta componente, emitindo a maior parte de sua energia no IVM entre 5 e 20 μm , é essencialmente diferente da componente fria que emite em 100 μm . Enquanto a componente fria é responsável pela extinção no ótico, reemitindo no IVD, esta componente quente absorve fótons energéticos e os reemite no infravermelho.

Algumas medidas do IRAS para a nossa galáxia também mostram a presença de uma componente difusa emitindo em comprimentos de onda mais curtos (12 e 25 μm) associados a uma componente mais quente ($T \sim 100 - 500$ K) que normalmente só seria esperada em ambientes circunstelares (Whittet 1992).

Alguns resultados corroboram a existência desta componente quente de poeira. Por exemplo, Mazzei e De Zotti (1994) utilizaram dados IRAS para estudar as propriedades do infravermelho distante das galáxias esferoidais. Para verificar a origem da emissão que observavam em 12 μm , os autores valeram-se da razão de fluxos $F_{12}/F_{2.2}$ entre 12 μm e 2.2 μm . O argumento para tal é que em 2.2 μm a emissão provém da fotosfera de estrelas frias, principalmente gigantes vermelhas. Assim, a razão $F_{12}/F_{2.2}$ serve para verificar se existe um excesso em 12 μm com relação à componente estelar. Os valores de referência para a emissão puramente estelar vão desde $F_{12}/F_{2.2} = 0.045$ (gigantes K, metalicidade solar) até $F_{12}/F_{2.2} = 0.135$ (gigantes M1-M5 super ricas em metais). Os valores observados foram de $F_{12}/F_{2.2} = 0.145 \pm 0.02$ para as elípticas e $F_{12}/F_{2.2} = 0.14 \pm 0.02$ para as lenticulares. Levando em conta que a metalicidade efetiva das galáxias elípticas não é muito diferente da solar (Munn 1992), os valores acima mostram que existe um considerável excesso de emissão em 12 μm além da componente estelar. Prosseguindo na análise, Mazzei e De Zotti (1994) estimam que este excesso é em média de $\sim 40 - 50\%$, além da emissão puramente estelar. Embora este resultado tenha uma grande incerteza devido às hipóteses feitas, ele concorda marginalmente com os valores das contribuições relativas da poeira e estrelas obtidas

neste trabalho (seção 3.4).

6.2.2 Características físicas dos grãos

Examinando a DEE, conforme seção anterior, infere-se que a poeira está a uma temperatura $T \sim 260$ K. Temperaturas tão altas não podem ser alcançadas por grãos clássicos que reemitem no infravermelho a luz absorvida do campo de radiação interestelar (CRI), pois a densidade de energia não é suficiente para aquecê-los a tal temperatura. Deste modo, ou estes grãos clássicos estão próximos a fontes, que lhes forneçam a energia necessária para atingir tal temperatura, ou tratam-se de outros tipos de grãos, com características diferentes daqueles dos modelos tradicionais.

Na primeira hipótese, grãos clássicos são aquecidos por fontes próximas até $T \sim 260$ K, grãos que de outra forma, sujeitos somente ao CRI, teriam $T < 30$ K. Neste caso, trata-se de poeira circunstelar, principalmente em torno de estrelas OH/IR, que são um estágio final da evolução no ramo assintótico das gigantes (Mazzei e De Zotti 1994). Knapp et al. (1992) mostraram que a emissão em $12 \mu\text{m}$ é distribuída como a estelar, o que reforça a relação entre as duas componentes. Este certamente é o resultado obtido das imagens ISO para $6.75 \mu\text{m}$, onde a emissão é predominantemente estelar, mas para os comprimentos de onda mais longos (9.63 e $15 \mu\text{m}$), além de uma componente estelar subjacente, verificam-se acúmulos e nuvens de poeira (capítulo 4).

Inevitavelmente, é necessário incluir novas espécies de grãos aos já conhecidos, porque mesmo que a temperatura de cor pudesse ser explicada em termos da geometria poeira-fonte, alguns aspectos da curva de extinção da Galáxia requerem espécies adicionais de grãos para serem modelados. Uma das hipóteses é que uma parcela da poeira é constituída de grãos muito pequenos ($a < 0.02 \mu\text{m}$) estocasticamente aquecidos a altas temperaturas ($T > 500$ K) por fótons UV (Désert et al. 1990). Como tratam-se de grãos muito pequenos e de pequena capacidade térmica, podem sofrer grandes diferenças de temperatura ao absorver fótons energéticos. Uma população de grãos muito pequenos pode reproduzir muitas das propriedades observadas da poeira interestelar.

Talvez um enfoque intermediário entre as duas hipóteses supra-mencionadas seja mais adequado. Em primeiro lugar, porque a grosso modo a emissão da poeira é bem representada por um corpo negro, ainda que modificado, com uma temperatura que não varia abruptamente nas diferentes galáxias da amostra. Isto implica

que uma parte da emissão vem de fontes em equilíbrio térmico, ou num estado próximo desta condição física. Além disso, uma parcela da poeira composta por grandes grãos ($0.1 < a < 0.2 \mu\text{m}$) clássicos existe ao redor de estrelas que os aquecem até $T \simeq 260 \text{ K}$ e esta parcela contribui para a emissão no IVM. Por outro lado, é inevitável incluir uma componente de grãos pequenos que são aleatoriamente aquecidos por fótons que absorvem, pois sem eles parte das propriedades observadas da poeira não podem ser explicadas.

6.2.3 Composição química

Com os dados apresentados neste trabalho, não é possível investigar em detalhe a composição química dos grãos da poeira. Este tema tem sido abordado com muita propriedade por diversos autores². Parte da dificuldade nestes modelos existe porque são várias características da curva de extinção que têm que ser contempladas e porque são várias espécies de grãos que precisam ser incluídas.

Os primeiros modelos, agora clássicos (por exemplo van de Hulst 1957), usavam partículas de gelo e metais, principalmente por causa da abundância dos elementos constituintes. As curvas de extinção baseadas nestas partículas davam bons resultados no ótico, que era a base para toda a astronomia contemporânea. Na década de 80, com o aumento da cobertura espectral na astronomia, a poeira entrou em debate porque as hipóteses acerca da composição dos grãos mostraram-se incompletas e insatisfatórias. Ficou claro que não era mais possível explicar todas as observações com uma ou duas famílias de grãos. Dentre os tipos de grãos que fazem parte da maioria dos recentes modelos estão os grandes grãos ($0.1 < a < 0.2 \mu\text{m}$), de silicatos ou de grafite, os pequenos grãos ($a < 0.02 \mu\text{m}$), também de silicato ou de grafite, e possivelmente os hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (**HAP**). Cada uma destas famílias de grãos é brevemente abordada abaixo, conforme as suas características na absorção e emissão de radiação enquanto constituintes da poeira interestelar.

Silicatos Observações espectroscópicas no infravermelho indicam a presença de uma linha característica em $9.7 \mu\text{m}$, que é vista no espectro de vários tipos de fontes, incluindo regiões HII, envelopes de estrelas ricas em oxigênio, cometas e núcleos galácticos (Whittet 1992). Esta linha é observada tanto em emissão com

² Uma excelente revisão é a de Whittet 1992.

em absorção, dependendo do ambiente em que se encontra e freqüentemente tem uma emissão ou absorção associada em $18 \mu\text{m}$. Como o grão que produz esta linha é observado em muitos ambientes, deve ser robusto o suficiente para sobreviver em condições físicas diversas. As duas linhas em 9.7 e $18 \mu\text{m}$ são associadas à poeira de silicatos e tais comprimentos de onda são obtidos por modos vibracionais da molécula de SiO (Whittet 1992).

A partir dos dados do ISO apresentados aqui, há indícios de que esta banda de silicatos tenha uma contribuição importante na emissão no IVM. Existe um excesso da emissão no filtro $9.67 \mu\text{m}$ (que foi desenhado para coincidir com esta emissão dos silicatos) em relação ao corpo negro que caracteriza a emissão da poeira. Observando o diagrama $F_{6.75}/F_{9.63} \times F_{9.63}/F_{15}$ na figura 5.3, vê-se que o fluxo $F_{9.63}$ excede $F_{6.75}$ e F_{15} além da diferença natural devido à curva do corpo negro, representada pela linha sólida. Conforme argumento adiante neste capítulo, a emissão destes grãos não é exatamente um corpo negro, mas um corpo negro modificado por uma potência da frequência, $B_\nu(T) = \nu^\alpha B_\nu(T)$. Examinando a emissividade composta $B_\nu(T)$ (linha tracejada na Figura 5.3) vê-se que $B_\nu(T)$ é mais azul que $B_\nu(T)$. Entretanto a maioria dos pontos desloca-se no outro sentido. Este comportamento é a evidência de um excesso da emissão de $9.63 \mu\text{m}$ com relação à emissão modelada por $B_\nu(T)$, excesso que está relacionado à presença de silicatos.

Existem outras evidências de que silicatos têm uma importante contribuição na emissão do IVM. Athey et al. (2002), baseados em dados ISO, sugerem que silicatos amorfos são o maior constituinte da poeira em ambientes ricos em oxigênio, como envelopes de estrelas AGB³. Ao modelar a emissão das galáxias de sua amostra com um corpo negro, verificamos que até $7.7 \mu\text{m}$ uma componente puramente estelar com $T = 3500$ K ajusta bem os dados, porém a partir daí nota-se um excesso em $\sim 9 \mu\text{m}$, identificado como a banda de silicatos, e que se estende até $15 \mu\text{m}$.

Carbono As partículas constituídas principalmente por carbono desempenham um importante papel no modelos de curvas de extinção. Carbono sólido puro pode assumir uma grande variedade de formas, desde cristalinas (**grafite**, **diamante**) até

³ Deve-se notar que se os grãos mais abundantes próximos à estrelas AGB ou pós-AGB são silicatos e estas são as principais fontes de aquecimento dos grãos de poeira até $T \sim 260$ K, os silicatos serão a espécie mais facilmente detectada no IVM.

amorfos (**carvão**). Em ambientes ricos em carbono, seus átomos podem arranjar-se em grupos de anéis hexagonais associados ao hidrogênio, que são **hidrocarbonetos aromáticos policíclicos**. No caso de carbono amorfo, os grupos de átomos arranjam-se sem qualquer ordem de longo alcance.

Hidrocarbonetos aromáticos policíclicos As moléculas de hidrocarbonetos aromáticos policíclicos (**HAP**) foram introduzidas aos modelos do meio interestelar devido aos seus modos vibracionais que são detectados no infravermelho médio (Figura 6.1) e que coincidem com as chamadas **bandas do infravermelho não identificadas** em 3.3, 6.2, 7.7, 8.6 e 11.3 μm (Guimarães 2001; Puget, Leger e Boulanger 1985). Os HAPs são formados por vários anéis hexagonais (policíclico) de carbono unidos por ligações duplas ou simples (aromático) com átomos de hidrogênio na periferia (hidrocarboneto). Os grãos de HAP também reproduzem algumas características da curva de extinção no ultravioleta. Além disso, estas moléculas foram sugeridas devido à sua grande resistência à dissociação por fótons, podendo sobreviver em ambientes hostis à poeira em geral (Puget e Leger 1989). Um enfoque das propriedades dos HAPs é encontrado por exemplo em Guimarães (2001).

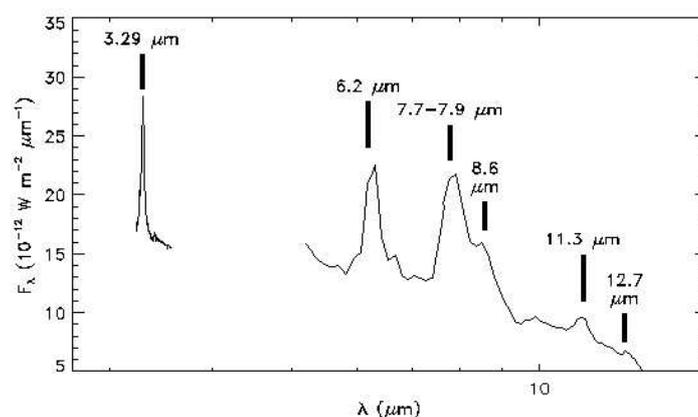


Fig. 6.1: Principais bandas dos HAP no IVM (Adaptado de Kraemer et al. 2002)

O tamanho típico destas moléculas é em torno de $a < 0.02 \mu\text{m}$ e podem ser formados por poucas dezenas até centenas de átomos (Guimarães 2001). Algumas observações indicam que $\sim 5\%$ do carbono interestelar disponível está na forma

de HAPs. Além disso, uma parcela dos grãos muito pequenos responsáveis pela emissão difusa no IVM são de HAPs (Whittet 1992). Embora a emissão dos HAPs seja indispensável para se entender de maneira satisfatória a curva de extinção, a sua contribuição para a massa da matéria interestelar que emite no IVM não é muito significativa. Por isso, não serão considerados HAPs numa estimativa simples da massa da poeira quente, na seção 6.3.2 adiante.

No caso das galáxias esferoidais, os HAPs são incluídos como parcela da matéria interestelar devido à sua emissão característica no IVM que é observada nestas galáxias, em parte graças às bandas observadas nos espectros do ISO no IVM. Entretanto, os detalhes da quantidade e características dos HAPs não são modelados com mais precisão porque não se dispõe de curvas de extinção para as galáxias que não são vizinhas imediatas. Além disso, HAPs não são detectados em todas as galáxias esferoidais. Enquanto Madden et al. (1999) supõe que parte da emissão que observam no IVM é devida aos HAPs, Athey et al. (2002) não detectaram, para a sua amostra, nenhuma evidência de HAP a partir da linha característica em $7.7 \mu\text{m}$ até um limite de detecção de 5 mJy.

Grafite Os grandes grãos de grafite ($0.1 < a < 0.2 \mu\text{m}$) estão associados à emissão no IVD. Do mesmo modo que os grandes grãos de silicato, no CRI, eles não alcançam temperaturas tão altas como $T \sim 260 \text{ K}$. Assim, os grãos clássicos de grafite só poderiam ser aquecidos a esta temperatura se estivessem próximos de uma fonte que lhes fornecesse fótons energéticos em abundância.

Por outro lado, pequenos grãos de grafite precisam ser incluídos nos modelos da poeira interestelar, pois algumas características da curva de extinção da Via-Láctea ou das Nuvens de Magalhães são associadas à presença destes grãos. Em especial, o aumento da extinção que se observa em 2175 \AA na curva Galáctica pode ser modelado por grãos de grafite pequenos (Désert et al. 1990). Parte do comportamento da curva de extinção para $\lambda < 1700 \text{ \AA}$ também requer grãos pequenos, embora modelos de grafite, silicatos ou HAPs possam ser usados (Guimarães 2001).

No IVM, os pequenos grãos de grafite são responsáveis por parte importante da emissão. Estes grãos, por serem pequenos, tornam-se subitamente quentes ao absorver fótons energéticos, reemitindo-os no IVM. Estas partículas não estão em equilíbrio com o CRI (Désert et al. 1990). Deve-se notar que este comportamento também pode ser modelado utilizando-se grãos de silicatos, pois tanto estes como

os de grafite, possuem características semelhantes.

Juntamente com os HAPs, os grãos muito pequenos de grafite correspondem a $\sim 8\%$ da abundância cósmica de carbono, enquanto que os grandes grãos de carbono correspondem a $\sim 25\%$ (Désert et al. 1990).

6.2.4 Discussão

Além da componente fria da poeira, viu-se que uma componente quente $T \sim 260$ K de poeira existe no meio interestelar. A existência desta componente é inferida a partir da DEE no IVM para as galáxias da amostra. Também foi visto que esta poeira deve ser constituída de várias famílias de grãos, química e fisicamente diferentes daqueles que dominam a emissão no IVD.

A partir das características abordadas nos parágrafos anteriores, pode-se construir um panorama da constituição da poeira que emite no IVM. Os dados do presente trabalho não são conclusivos para definir as famílias de grãos que compõem a poeira interestelar quente. Esta análise, que não é o objetivo deste trabalho, necessita de espectros do IVM para restringir os componentes dos modelos de grãos, que frequentemente não são unívocos para uma dada curva de extinção. Por exemplo, os modelos desenvolvidos por Désert et al. (1990) não dependem criticamente da natureza dos grãos, desde que sejam grãos muito pequenos com temperatura flutuante.

Os modelos de grãos são construídos para, ao mesmo tempo, satisfazer a emissão observada no IVM e reproduzir a curva de extinção. As partículas previamente mencionadas, que são simplesmente as principais e não as únicas, foram sugeridas por motivos diversos. Os silicatos são apresentados por representarem bem uma parte da curva de extinção e por que são estáveis frente à dissociação por fótons, característica que condiz com a sua observação em ambientes energeticamente muito diferentes. Posteriormente, as bandas em 9.7 e 18 μm a eles associados foram observadas. Os HAPs por outro lado, são incluídos porque seu espectro de emissão corresponde às bandas do infravermelho não identificadas. Os tipos de HAPs possíveis são então parametrizados de acordo com o seu efeito na curva de extinção. Os pequenos grãos de grafite são necessários para reproduzir um aspecto singular da curva de extinção, o aumento de extinção em 2175 Å, além bons candidatos (junto com silicatos) para formarem a população de pequenos grãos. Em resumo, podemos caracterizar a poeira interestelar nestas galáxias como que composta pelas seguintes componentes:

- ▶ **grãos grandes de silicatos** com $0.1 < a < 0.2 \mu\text{m}$, que em sua maior parte estão a baixas temperaturas ($T < 30\text{K}$), aquecidos pelo CRI da galáxia. Eventualmente, encontram-se próximos de fontes de radiação (p.ex. ambientes circunstelares, núcleos ativos) que os aqueçam a ponto de ter o seu máximo de emissão no IVM, mas esta quantidade é pequena, devido à pouca disponibilidade destas fontes. Estes silicatos são a parcela de massa mais importante da poeira interestelar, mas emitem principalmente no IVD. Cabe lembrar que deve haver uma parcela destes grãos grandes que são compostos de grafite mas, como as propriedades destes dois tipos de grãos produzem resultados similares, a maioria dos autores prefere incluir somente um dos tipos, em virtude de um modelo mais simplificado.
- ▶ **moléculas de HAPs** compostas de dezenas ou centenas de átomos de C e H, cuja emissão no IVM é caracterizada por diversas linhas em 3.3, 6.2, 7.7, 8.6 e $11.3 \mu\text{m}$. Como uma pequena parte do carbono está na forma de HAPs ($\sim 5\%$), estes também não contribuem significativamente para a massa da poeira interestelar, embora sejam importantes no IVM.
- ▶ **grãos pequenos** com $0.0012 < a < 0.015 \mu\text{m}$, compostos de silicatos ou grafite, mas cuja principal característica é que, devido ao seu pequeno tamanho, atingem altas temperaturas (até $T > 500 \text{K}$) ao absorverem fótons energéticos. Esta é a componente responsável pela maior parte da emissão no IVM e que contribui com uma parcela maior da massa para a poeira quente.

6.3 A emissão da poeira

Nesta seção, ao estudar a emissão dos grãos e considerando as várias espécies que podem fazer parte da matéria interestelar, pode-se ter um panorama de como é a troca de energia dos grãos com o CRI. Daí se investiga em que proporção existe equilíbrio térmico nos grãos.

A seguir, comparando a luminosidade total emitida com a luminosidade de um grão, podemos ter uma estimativa do número de grãos e, logo, da massa da poeira. Da mesma forma, comparando quanta energia é absorvida das estrelas pela poeira para ser reemitida no infravermelho, também estima-se a quantidade de poeira.

6.3.1 Equilíbrio térmico *oscilante*

Examinando a DEE nota-se que a poeira quente é caracterizada por uma só temperatura. Entretanto, conforme o argumento exposto aqui, se a principal parte da emissão provém de grãos pequenos aquecidos estocasticamente a altas temperaturas, a DEE é assim gerada por uma distribuição de temperaturas entre estes grãos.

É fácil ter uma ordem de grandeza para o processo de aquecimento de um dado grão. Imagine um grão de grafite ($\rho_{\text{graf}} \sim 2200 \text{ kg/m}^3$) de tamanho $a = 50 \text{ \AA}$. A capacidade térmica média no intervalo $T = 10 - 110 \text{ K}$ para um grão destas características pode ser aproximada por $C_{\text{graf}} \simeq 5 \cdot 10^{-21} \text{ J/K}$ (Guimarães 2001). Deste modo, da definição da capacidade térmica

$$C = \frac{dE}{dT} \approx \frac{\Delta E}{\Delta T} \quad (6.1)$$

pode-se estimar que, para uma mudança de temperatura $\Delta T = 100 \text{ K}$, a energia necessária é $\Delta E = 5 \cdot 10^{-19} \text{ J}$, que corresponde ($E = h\nu = hc/\lambda$) a um comprimento de onda $\lambda = 4000 \text{ \AA}$.

A partir destes argumentos simples, vê-se que para aquecer um grão de grafite de tamanho 50 \AA até $T > 100 \text{ K}$ é necessário um fóton de $\lambda \leq 4000 \text{ \AA}$. Examinando as DEE das galáxias amostra (Figuras 3.3, 3.4 e 3.5) pode-se ver que uma considerável fração de energia destas galáxias corresponde a estes fótons. Logo, qualquer pequeno grão de grafite pode se aquecer com relativa facilidade até $T = 100 \text{ K}$ e emitir no IVM.

A forma da DEE no IVM é determinada por uma composição de grãos de várias temperaturas, desde $T \sim 100 \text{ K}$ até $T = 1000 - 1500 \text{ K}$, quando estes grãos são destruídos. Como um só fóton tão comum nestas galáxias ($\lambda < 4000 \text{ \AA}$) é suficiente para aquecer um grão pequeno até $T \sim 100 \text{ K}$, pode-se imaginar que poucos grãos pequenos terão oportunidade de permanecer em temperaturas $T < 100 \text{ K}$ por muito tempo, antes de absorver um fóton e reaquecer-se. Por outro lado, se muitos fótons energéticos estão disponíveis, pequenos grãos de grafite serão destruídos para $T \sim 1500 \text{ K}$ ou para $T \sim 900 \text{ K}$ no caso de silicatos. Esta limitação nas temperaturas dos grãos pequenos faz com que seja observada uma componente com temperatura efetiva $T \sim 260 \text{ K}$, que trata-se de uma distribuição de vários corpos-negros com esta faixa de temperatura.

Embora estes grãos não estejam estritamente em equilíbrio térmico com o campo de radiação, pode-se dizer que estão num **equilíbrio térmico oscilante**,

pois sua temperatura oscila entre estes limites impostos. O limite inferior é determinado pela densidade e energia de fótons em comparação com os grãos. O limite superior, por sua vez, é determinado pela resistência dos grãos à destruição pelos fótons energéticos. Este limite depende essencialmente do tipo de grão. Desta forma, a emissão efetiva desta componente acaba sendo uma emissão que muito se aproxima de um corpo negro com $T \sim 260$ K, que é uma temperatura média destes grãos com temperaturas variadas.

6.3.2 Estimativa da massa da poeira

Os dados do ISO no IVM fornecem um importante subsídio para a análise da emissão no IVM das galáxias esferoidais. Conforme explorado nas seções anteriores, conclui-se que os grãos emitindo no IVM tratam-se de grãos pequenos compostos de grafite e silicatos, além das linhas características que são associadas aos HAPs. No caso da presente amostra, existem evidências de que os silicatos são parte importante desta fase quente da poeira. Portanto, será feita uma estimativa da massa da poeira quente baseando-se em pequenos grãos de silicato. Desta forma negligencia-se uma parcela da poeira que estaria na forma de HAPs ou em forma de grafite. No caso dos HAPs, embora a sua emissão seja importante no IVM, a contribuição à massa é um pouco menor que a dos pequenos grãos, pois correspondem a $\sim 5\%$ do carbono enquanto os pequenos grãos de grafite correspondem a $\sim 8\%$ (Desért et al. 1990). Assim, incluindo um só destes tipos, está-se negligenciando algo como a metade da massa. No caso dos grafites, como estes possuem características similares aos de silicato, a estimativa da massa de poeira quente é pouco diferente usando uma ou outra espécie de grão. De qualquer forma, é apenas uma estimativa da ordem de grandeza da quantidade de poeira que emite no IVM.

A seguir, será estimada a massa de poeira quente a partir de dois métodos quase completamente independentes.

Luminosidade individual de um grão

Uma primeira estimativa da massa de poeira quente pode ser feita contando-se os grãos de poeira. Se a energia emitida por um grão individual no IVM é L_{IVM}^g e a luminosidade total integrada no IVM é L_{IVM} (Tabela 5.1) o número de grãos de

poeira quente N_{PQ} pode ser aproximado por

$$N_{\text{PQ}} \approx \frac{L_{\text{IVM}}}{L_{\text{IVM}}^g}. \quad (6.2)$$

A luminosidade total no infravermelho foi calculada no capítulo 5. Já a luminosidade de um só grão pode ser estimada usando um modelo de emissão padrão, como o de Panagia (1975) em que se tem

$$L_{\text{IVM}}^g = \int_{\nu_{\text{min}}}^{\nu_{\text{max}}} 4\pi a^2 Q_\nu \pi B_\nu(T) d\nu, \quad (6.3)$$

onde a é o tamanho do grão, Q_ν é a eficiência de absorção do grão para a frequência ν e $B_\nu(T)$ é a lei de Planck. Neste caso, o coeficiente de absorção no infravermelho pode ser aproximado por (Draine e Lee 1984)

$$Q_{\text{abs}} = 3 \frac{a}{\lambda^{1.6}}. \quad (6.4)$$

Assim, se a densidade dos grãos é ρ_g , a massa é escrita como

$$M_{\text{PQ}} \approx \frac{4\pi}{3} a^3 N_{\text{PQ}} \rho_g. \quad (6.5)$$

A análise acima é bastante simples. Em primeiro lugar, um só tamanho de grão é usado. Sabe-se, a partir da curva de extinção, que uma distribuição de grãos é necessária pra reproduzir o que se observa. Entretanto, como a intenção é calcular a massa da poeira, e não reproduzir a curva de extinção, um só tamanho de grãos é suficiente. Para que o tamanho a seja coerente com uma distribuição de grãos, a é escolhido como a média de uma distribuição de tamanhos de grãos $f(a)$, isto é

$$a = \frac{\int_{a_-}^{a_+} f(a) da}{\int_{a_-}^{a_+} da} \quad (6.6)$$

A distribuição usada é a de Mathis et al. (1977), que também foi usada em Ferrari et al. (1999)

$$f(a) \propto a^{-3.5} \quad (6.7)$$

A fim de comparar os resultados da massa da poeira quente com aqueles da poeira fria (Goudfrooij et al. 1994, Ferrari et al. 1999) a estimativa será feita

para grãos de silicato ($\rho_{\text{SiO}} = 2550 \text{ kg/m}^3$). De qualquer forma, os resultados seriam aproximadamente os mesmos caso fossem utilizados grãos de grafite. Os tamanhos utilizado para os grãos é $a = 0.00196 \mu\text{m}$ que corresponde à media de uma distribuição como a da equação 6.7 com $a_- = 0.0012 \mu\text{m}$ e $a_+ = 0.015 \mu\text{m}$. Embora existam grãos de várias temperaturas entre os limites discutidos na seção 6.3, é usada uma só componente com $T = 260 \text{ K}$, conforme a DEE destas galáxias. Finalmente, a equação 6.3 é integrada entre $5 < \lambda < 18 \mu\text{m}$, a região coberta pelos filtros ISO usados. As massas derivadas por este método M_{PQ} estão mostradas na tabela 6.1.

Extinção efetiva

Por outro lado, assumindo um cenário onde as estrelas e poeira estão distribuídas de maneira uniforme em toda a galáxia, a extinção efetiva τ' , produzida pela distribuição de poeira na campo de radiação estelar, pode ser usada para estimar a massa de poeira. Deste modo, a luminosidade da poeira L_{P} corresponde a uma fração absorvida da luminosidade galáctica produzida por estrelas L_{gal}^* . Assim, tem-se

$$\frac{L_{\text{P}}}{L_{\text{gal}}^*} = 1 - \frac{1 - e^{-\tau'}}{\tau'}, \quad (6.8)$$

$$\tau' = \frac{4}{3} \pi a^2 n_{\text{g}} Q_e R \quad (6.9)$$

onde τ' é a profundidade ótica efetiva, n_{g} é a densidade numérica de grãos, Q_e é o coeficiente de absorção efetivo e R é o raio da região de emissão no IVM. A profundidade ótica efetiva τ' é escrita como seção reta eficaz de absorção do grão ($\propto a^2 Q_e$) vezes o número de grãos n_{g} e a linha de visada R . Deste modo, supondo a linha de visada R como sendo a largura da região de emissão, as nuvens estão sendo supostas esféricas. Em uma primeira aproximação, considera-se que $L_{\text{gal}} = L_{\text{gal}}^* + L_{\text{D}}$, ou seja, só são consideradas a emissão das estrelas e da poeira. L_{gal} e L_{D} são calculadas integrando as curvas correspondentes (Figuras 3.3-3.5) em todo o intervalo de comprimentos de onda. Desta forma, resolvendo numericamente a eq. 6.8, obtemos para τ' respectivamente 0.058, 0.051, 0.038 e 0.049 para os grupos M0, K7, K4 e não classificadas. Assim, a massa da poeira é calculada basicamente como a massa de um grão ($4\pi a^3 \rho/3$) vezes o número de

grãos ($4\pi R^3 n_g/3$):

$$M_P = \frac{4}{3}\pi R^3 n_g \frac{4}{3}\pi a^3 \rho_g \quad (6.10)$$

que usando a eq. 6.9 resulta em

$$M_P = \frac{4}{3}\pi a \frac{\tau'}{Q_e} R^2 \rho_g. \quad (6.11)$$

O raio R da região de emissão da poeira é medido nas imagens ISO e estão mostrados na Tabela 6.1. Os parâmetros dos grãos usados são os mesmos do caso anterior ($a = 0.00196 \mu\text{m}$, $\rho_{\text{SiO}} = 2550 \text{ kg/m}^3$). As massas derivadas por este método M_P estão mostradas na tabela 6.1.

Assim, ambos os métodos produzem resultados semelhantes. Enquanto o primeiro método produz resultados para a massa da poeira de $M = 10 - 200 M_\odot$, no segundo o intervalo fica em $M = 10 - 500 M_\odot$. Embora ambos os métodos sejam relativamente dependentes, pois usam a luminosidade, as maneiras de se obter as massas são distintas. No primeiro caso, o problema é avaliar a luminosidade que um grão emite, e então descobrir a quantidade de grãos, que leva à quantidade de massa. No segundo caso, tem-se que comparar a quantidade de energia que a galáxia emite no IVM com a energia emitida no UV e ótico, pois supostamente a poeira absorveu no UV e ótico para reemitir no IVM. Então, esta razão de luminosidades é proporcional à profundidade ótica, que pode ser relacionada à massa.

6.4 Características da emissão dos grãos

Uma característica marcante da emissão da poeira é que, de acordo com a seção anterior, não se comporta exatamente como um corpo negro. A emissão de um grão de poeira é modificada de acordo com o fator de eficiência Q que incorpora a eficiência com que a poeira absorve e emite em diferentes comprimentos de onda. Para pequenos grãos pode-se escrever (Panagia 1975, Draine e Lee 1984)

$$Q_\nu \propto \nu^{1.6} \quad (6.12)$$

Neste caso, o grão emite como um **corpo negro modificado** $\mathcal{B}_\nu(T)$, ou ainda **composto**, que é escrito como

$$\mathcal{B}_\nu(T) = \nu^{1.6} B_\nu(T) \quad (6.13)$$

Galáxia	R kpc	M_{PQ} M_{\odot}	M_P M_{\odot}	M_{AV} $10^3 M_{\odot}$
NGC 720	3.3	28	36	—
NGC 741	11.0	192	395	—
NGC 1453	7.8	130	204	—
NGC 3258	5.5	48	100	—
NGC 4374	2.0	12	10	27 [†]
NGC 4472	2.4	26	14	1*
NGC 4636	2.4	28	18	—
NGC 4783	9.2	126	276	—
NGC 4936	6.6	62	148	—
NGC 5044	5.8	67	114	12*
NGC 5084	3.4	29	45	—
NGC 5813	3.9	30	37	13*
NGC 5831	3.9	31	57	—
NGC 5903	4.9	52	81	15*
NGC 6407	8.9	117	200	—
NGC 6721	8.5	114	279	—
NGC 6758	6.5	53	144	4*
NGC 6776	10.5	136	422	—
NGC 6851	5.4	52	73	—
NGC 6868	5.4	70	98	—
NGC 6876	7.5	118	185	—
NGC 7041	3.6	46	44	—
NGC 7562	6.8	80	178	—
NGC 7619	6.8	88	178	—
NGC 7626	6.8	114	150	—
NGC 7796	6.3	71	98	—
IC 4889	4.8	36	75	35*
IC 5105	10.4	135	414	130*

Tab. 6.1: Massa da poeira quente calculada a partir da luminosidade de um grão (M_{PQ}), da extinção efetiva (M_P) e da extinção ótica (M_{AV}). R é o raio da região de emissão no IVM. (* Ferrari et al. 1999 † Goudfrooij et al. 1994).

onde $B_\nu(T)$ é a lei de Planck. Como discutido no final, seção 6.4.2, esta modificação se dá porque os grãos são mais eficientes em alguns comprimentos de onda que em outros. Uma das mudanças que esta emissão modificada introduz é que o máximo da emissão não é dado pela lei do deslocamento de Wien na forma tradicional $\lambda T = 0.0029 \text{ mK}$, mas por uma modificação desta, que será deduzida a seguir.

6.4.1 Lei de deslocamento de Wien

A lei do deslocamento de Wien diz em qual frequência a lei de Planck tem a maior intensidade específica. Para determinar esta frequência, é preciso determinar um ponto crítico da lei de Planck $B_\nu(T)$, neste caso um máximo. O primeiro caso, o **caso normal** é o caso conhecido de se obter o máximo da curva de corpo negro simples

$$B_\nu(T) = \frac{2\pi h}{c^2} \frac{\nu^3}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (6.14)$$

ou

$$B_\lambda(T) = 2\pi hc^2 \frac{1}{\lambda^5 (e^{hc/\lambda kT} - 1)} \quad (6.15)$$

que se equivalem através da identidade $B_\nu(T) d\nu = B_\lambda(T) d\lambda$.

caso normal

Partindo-se da eq. do corpo negro (6.14) para determinar os pontos críticos, tem-se

$$\frac{d}{d\lambda} \left\{ \frac{2\pi c^2 h}{\lambda^5 (e^{hc/\lambda kT} - 1)} \right\} = 0 \quad (6.16)$$

que diferenciando e simplificando fica

$$-5[e^{hc/\lambda kT} - 1] - \frac{hc}{\lambda kT} e^{hc/\lambda kT} = 0 \quad (6.17)$$

definindo $\xi \equiv \frac{hc}{\lambda kT}$, escreve-se

$$5(1 - e^\xi) - \xi e^\xi = 0 \quad (6.18)$$

A equação (6.18) não pode ser resolvida em termos de funções elementares, mas em termos da função w de Lambert, definida como

$$w(x) = \sum_{n=1}^{\infty} \frac{(-1)^{n-1} n^{n-2}}{(n-1)!} x^n \quad (6.19)$$

utilizando a função $w(x)$ tem-se como resultado

$$\begin{aligned} \xi &\equiv \frac{hc}{\lambda kT} = 5 + w(-5e^{-5}) \simeq 4.96511\dots \\ \lambda_{\max} &\simeq \frac{hc}{4.96511 kT} \simeq \frac{0.002898 \text{ m k}}{T} \end{aligned}$$

$$\boxed{\lambda_{\max} T \simeq 0.002898 \text{ m K}} \quad (6.20)$$

a equação (6.20) é a **lei de deslocamento de Wien** como é conhecida. na seção que segue será derivada a lei para determinar o comprimento de onda do máximo da emissão para o caso em que a emissão não é simplesmente a **lei de Planck**, mas uma modificação desta.

caso modificado

A lei do **corpo negro composto ou modificado** constitui-se da lei normal, eq. (6.14), multiplicado por uma potência da frequência

$$\mathcal{B}_\nu(T) \equiv \nu^\alpha B_\nu(T) = \frac{2\pi h}{c^2} \frac{\nu^{3+\alpha}}{e^{h\nu/kT} - 1} \quad (6.21)$$

procedendo da mesma forma que no caso simples, diferenciando com relação à frequência ν , igualando a zero e resolvendo para ν , obtemos uma equação similar à equação (6.18), cujo resultado desta vez é

$$\frac{h\nu}{kT} = (3 + \alpha) + w[-(3 + \alpha) e^{-(3+\alpha)}]. \quad (6.22)$$

Esta relação é um pouco mais geral que a anterior. Note que se a demonstração anterior fosse realizada a partir de $B_\nu(T)$ para o corpo negro simples, chegar-se-ia a este mesmo resultado, com $\alpha = 0$ no presente caso, a emissão dos grãos de

poeira é melhor representada usando $\alpha = 1.6$ (Natta & Panagia 1976). Assim, numericamente para a eq. (6.22), tem-se

$$\lambda_{\max} T = 0.003169 \text{ m K} \quad (6.23)$$

esta relação será denominada de **lei de deslocamento modificada de Wien**.

6.4.2 Implicações de corpo negro modificado

Comparando com a lei tradicional, eq. (6.20), pode-se averiguar que a lei modi-fi cada resulta em temperaturas sutilmente mais altas. Por exemplo, a temperatura que corresponde à máxima emissão em $6.75 \mu\text{m}$ é $T = 430 \text{ K}$ pela lei normal e $T = 460 \text{ K}$ pela lei modi fi cada. Da mesma forma, se a poeira, modelada pelo corpo negro composto $B_\nu(T)$, tem temperatura de $T = 260 \text{ K}$, se a sua emissão fosse a de um corpo negro normal $B_\nu(T)$, a sua temperatura seria de $T \simeq 240 \text{ K}$.

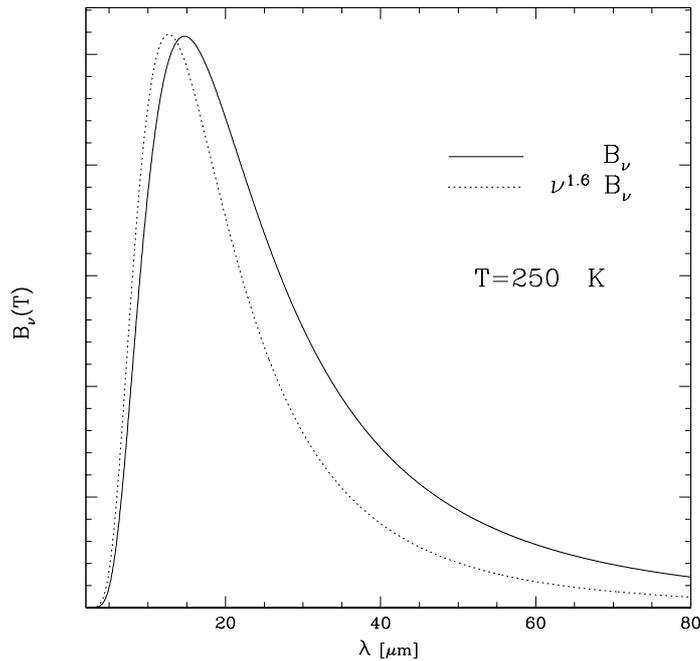


Fig. 6.2: Curvas de radiação do corpo negro simples $B_\nu(T)$ (linha sólida) e composto $\nu^{1.6} B_\nu(T)$ (linha pontilhada) para $T = 250 \text{ K}$.

Esta diferença no comportamento da emissão da poeira existe porque ela não se comporta como um corpo negro ideal. O termo ν^α ($\alpha > 0$), fi sicamente signi-

fica que a poeira melhor absorverá quanto maior a frequência, porque este termo intensifica a eficiência de absorção nas regiões de maior frequência na curva do corpo negro (figura 6.2). Por outro lado, os fótons energéticos reprocessados para comprimentos de onda mais longos, serão menos eficientemente emitidos no composto do que no simples, resultando num aumento de temperatura do composto. O que o argumento do parágrafo anterior significa é que para dois corpos num meio com a mesma densidade de energia, o corpo negro simples tem uma temperatura menor porque o corpo negro composto absorve fótons de frequências altas de maneira mais eficiente do que os reemite em frequências baixas, aumentando a sua energia interna, que se apresenta como uma elevação da temperatura.

6.5 Discussão

No início deste capítulo, foram introduzidas as duas fases principais da poeira nas galáxias esferoidais: a poeira quente e a poeira fria. Enquanto a fria é estudada a partir de observações IRAS e mapas de extinção, os dados do ISO permitem investigar as características da poeira quente com detalhes sem precedentes nas galáxias esferoidais. Em primeiro lugar, vê-se que os grandes grãos clássicos ($0.1 < a < 0.2 \mu\text{m}$) não podem ser sozinhos responsáveis pela emissão no IVM, pois o campo de radiação interestelar não pode aquecê-los até que emitam a maior parte da sua energia no IVM. Desta forma, outra família de pequenos grãos ($a \sim 0.005 \mu\text{m}$) de grafite ou silicato podem ser abruptamente aquecidos por fótons abundantes em galáxias esferoidais ($\lambda < 4000 \text{ \AA}$) até temperaturas que os permitam emitir principalmente no IVM. Além disso, a presença destes grãos pequenos explica alguns efeitos observados na curva de extinção da Galáxia, o que é um indicativo de sua presença. Algumas observações de espectros do IVM para galáxias esferoidais mostram bandas características de emissão, que são identificadas com moléculas de HAPs. Assim, estas moléculas também precisam fazer parte de qualquer modelo completo do meio interestelar das galáxias esferoidais.

Com relação à interação dos grãos pequenos com os fótons, mostrou-se que fótons do visível podem aquecer estes grãos até que seu pico de emissão seja no IVM. Como estes fótons são comuns, é de se pensar que dificilmente um grão pequeno será resfriado até a temperatura da poeira fria ($T < 30 \text{ K}$), pois logo absorve um fóton e reaquece-se, permanecendo num equilíbrio oscilante de temperatura.

Depois, comparando a luminosidade total IVM com a luminosidade de um

só grão, foi possível estimar a massa da poeira que emite no IVM. Para testar o método, uma outra estimativa foi usada, baseada na extinção ótica efetiva, isto é, quanta energia é absorvida no ótico e UV para ser reemitida no infravermelho. Enquanto o primeiro método produz resultados para a massa da poeira de $M = 10 - 200 M_{\odot}$, no segundo o intervalo fica em $M = 10 - 500 M_{\odot}$, que é uma boa concordância em face das simplificações feitas.

Finalmente, analisando o fator de eficiência Q_{ν} que está incorporado na lei do corpo negro modificado $\mathcal{B}_{\nu}(T)$, nota-se que o seu máximo de emissão não corresponde a lei de deslocamento de Wien ($\lambda T = 0.0029 \text{ mK}$), mas a um caso modificado desta ($\lambda T = 0.0032 \text{ mK}$): para uma mesma temperatura, a emissão do corpo negro modificado $\mathcal{B}_{\nu}(T)$ emite num comprimento de onda maior que um corpo negro simples $B_{\nu}(T)$. Fisicamente, isto acontece porque um grão ($\mathcal{B}_{\nu}(T)$), em comparação com $B_{\nu}(T)$, mais eficientemente absorve os fótons no UV que os reemite no infravermelho, acarretando numa temperatura maior do que no caso do corpo negro.

7. CONCLUSÃO

Na porta 52 o silêncio me é dado.

Aloísio Dalpiaz, *Portas*, 1993.

E visito, de um por um no silêncio triste e calmo,
desde a cruz de meio palmo ao mais rico mausoléu.
Depois, botando o chapéu, me afasto pensando a esmo,
será que alguém fará o mesmo quando eu for tropear no céu?

Jaime Caetano Braun, *Cemitério de campanha*, 1985.

Ao longo deste trabalho, diversas propriedades das galáxias esferoidais foram esclarecidas. Os dados no infravermelho médio da ISOCAM, que são a base desta tese, comparados com dados publicados em outras bandas (UV, ótico, infravermelho próximo e distante), serviram para derivar importantes propriedades da emissão destas galáxias.

No capítulo 2, foram explicitados os procedimentos de calibração e redução dos dados, que são bastante complexos e por isso importantes. As rotinas de calibração não usuais em detectores óticos, como os efeitos de memória transientes, foram explicados para dar ao leitor uma idéia de como podem afetar as observações. Além disso, a maneira de observar, fazendo mosaico de várias imagens, é diferente do que normalmente se usa na astronomia. Ainda neste capítulo, foi argumentado sobre as maneiras de subtrair o ruído do céu da imagem, quer usando modelos, quer medindo-o na própria imagem, e quais as implicações de cada alternativa.

No capítulo 3, foram construídas as distribuições espectrais de energia (DEE). Inicialmente, mostrou-se como foram medidos os fluxos e de que maneira se comparavam com medidas já existentes. Viu-se que existia uma discrepância com os limites superiores do IRAS para algumas das galáxias da amostra, que provavelmente é devido a uma diferença na sensibilidade entre os instrumentos (a ISOCAM

é mais sensível) e uma limitação nas bibliotecas de calibração do IRAS. Outro motivo das diferenças do filtro IRAS 12 μm com relação ao ISOCAM 9.63 μm é a banda de silicatos que é marginalmente coberta pelo primeiro, enquanto o segundo foi desenhado para coincidir com ela. Esta diferença foi tomada como parte da evidência de que os silicatos são uma importante parcela da poeira que emite no infravermelho médio.

As distribuições espectrais de energia foram construídas usando os dados do infravermelho médio deste trabalho reunidos com outros dados UV, ótico e infravermelho próximo já publicados. A característica marcante das DEE é que, desde o UV até o infravermelho médio, a emissão contínua destas galáxias pode ser bem representada por duas componentes. A primeira é bem representada por um corpo negro com $T \sim 4000$ K e sua origem é a população estelar. Esta é a componente conhecida das galáxias esferoidais, onde predomina uma população estelar evoluída. A segunda componente é um corpo negro com $T \sim 260$ K, que está associada à poeira quente, emitindo no infravermelho médio. Esta poeira quente é observada na nossa galáxia, mas nunca tinha sido detectada numa razoável amostra de galáxias esferoidais.

A rigor, baseado nos dados ISOCAM apresentados, não se pode discernir entre pequenas variações na temperatura desta componente de poeira quente. Supondo que esta poeira não emita exatamente como um corpo negro, mas modificado pela eficiência do grão em interagir com diferentes comprimentos de onda, tem-se que $B_\nu(T) = Q_\nu B_\nu(T) = \nu^{1.6} B_\nu(T)$. Estimando a temperatura do grão desta forma é que se obtém $T \sim 260$ K. Separando as galáxias em três grupos M0, K7, K4 de população estelar predominante, vê-se que, embora a população estelar varie entre as galáxias da amostra, a emissão da poeira é essencialmente a mesma, prevalecendo a componente $T \sim 260$ K em todas as galáxias. Com base nestas componentes de estrelas e poeira, foram calculadas as contribuições relativas da poeira e estrelas na emissão do infravermelho médio, onde a poeira é responsável por aproximadamente 50% da emissão em 6.75 μm , 80% em 9.63 μm e 90% em 15 μm . Este resultado não concorda com alguns trabalhos, por exemplo Boselli et al. (1998) que determinaram que a emissão no IVM é dominada pelas estrelas. Esta diferença é atribuída ao critério de seleção da amostra deste trabalho, que privilegiou galáxias com conhecido conteúdo de matéria interestelar.

No capítulo 4 foram mostrados os mapas de emissão no IVM. Destes mapas verifica-se que a emissão em 6.75 μm é aproximadamente esferoidal, conforme a

componente estelar observada no ótico. Em comprimentos de onda mais longos, 9.63 e 15 μm , a emissão torna-se mais fragmentada e também estende-se até a região periférica da galáxia. Os perfis de brilho foram construídos avaliando-se a intensidade média ao longo de circunferências centradas no máximo da emissão. Nos perfis em 6.75 μm se observa que algumas galáxias têm uma componente de bojo única, outras uma composição bojo+disco e algumas têm comportamento irregular. Nos outros filtros os perfis são menos comportados devido à característica fragmentada da emissão da poeira. Examinando os mapas e os perfis da emissão, infere-se que pode existir um gradiente de temperatura da poeira, que cresce da periferia para o centro da galáxia. Talvez seja mais correto dizer que em cada parte da galáxia uma determinada temperatura é predominante na poeira. Este resultado concorda com previsões baseadas no campo de radiação interestelar (Mathis et al. 1983).

As luminosidades e cores, capítulo 5, servem para testar algumas das hipóteses formuladas. As luminosidades no infravermelho médio, no intervalo $(3-48) \times 10^8 L_{\odot}$, concordam com resultados de outros autores, como Boselli et al. (1998). Comparando-as como as luminosidades do gás ionizado de Macchetto et al. (1996) vê-se que existe uma fraca correlação para a maioria dos objetos. Para algumas galáxias em que existe correspondência, este comportamento pode estar indicando que a mesma fonte de energia que ioniza o gás está aquecendo a poeira, entretanto a análise não é conclusiva. Usando um diagrama de cores dos filtros ISOCAM, nota-se que há um excesso na emissão em 9.63 μm , além do esperado modelando-a pelo corpo negro composto. Este excesso é novamente interpretado como que causado pela banda de silicatos, que é uma evidência mais clara da sua importância que a comparação ISO×IRAS.

Finalmente, no capítulo 6, é feito um apanhado da possível situação físico-química da poeira nas galáxias esferoidais. Baseando-se em resultados de outros autores, pois os dados fotométricos da ISOCAM não são suficientes para determinar a composição da poeira, resume-se a constituição da poeira. Uma componente fria $T < 30 \text{ K}$, composta por grãos grandes $0.1 < a < 0.2 \mu\text{m}$ de silicato ou grafite, que é responsável pela emissão no infravermelho distante e pela extinção no ótico. Moléculas de HAPs cujo espectro característico é identificado com as bandas não identificadas do infravermelho médio. Grãos muito pequenos $a < 0.02$ de grafite ou silicato que, ao absorver um fóton, podem ser abruptamente aquecidos até $T > 500 \text{ K}$. Baseando-se na capacidade térmica destes grãos, verifica-se que

um único fóton $\lambda < 4000 \text{ \AA}$, comum em galáxias esferoidais, pode aquecer um pequeno grão de grafite de $a = 50 \text{ \AA}$ desde $T \sim 10 \text{ K}$ até $T \sim 100 \text{ K}$. Logo, como estes fótons são abundantes, estes grãos dificilmente terão chance de atingir temperaturas muito baixas, $T \sim 30 \text{ K}$, mantendo-se num equilíbrio térmico oscilante. Fazendo algumas hipóteses simplificadoras, foi estimada a quantidade de poeira quente, que está na faixa $10 - 400 M_{\odot}$.

As observações no infravermelho médio das galáxias esferoidais permitem um inédito estudo das suas propriedades e da matéria interestelar ali contida. A compreensão das propriedades do gás e poeira permite traçar a história e o presente estado de evolução das galáxias esferoidais, pouco compreendida e de imenso valor para entender a própria evolução do universo.

REFERÊNCIAS

ATHEY, A.; BREGMAN, J.; BREGMAN, J.; TEMI, P.; SAUVAGE, M. Mid-infrared observations of mass loss in elliptical galaxies. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 571, n. 1, p. 272-281, May 2002.

BEICHMAN, C. A.; NEUGEBAUER, G.; HABING, H. J.; CLEGG, P. E.; CHESTER, T. J. *Infrared astronomical satellite (IRAS) catalogs and atlases*. Pasadena: Infrared Processing and Analysis Center, 1988. v. 1.

BERTOLA, F.; CAPACCIOLI, M. Dynamics of early-type galaxies. I. The rotation curve of elliptical galaxies. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 200, n. 2, p. 439-445, Sept. 1975.

BLOMMAERT, J.; SIEBENMORGEN, R.; COULAIS, A.; OKUMURA, K.; OTT, S.; SAUVAGE, M.; STARCK, J.-L. *The ISO handbook III*. Madrid: ISO Data Centre, 2001. Disponível em:

http://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/HANDBOOK/III/cam_hb/cam_hb.html.

Acesso em: 25 jul. 2002.

BOSELLI, A.; LEQUEUX, J.; SAUVAGE, M.; BOULADE, O.; BOULANGER, F.; CESARSKY, D.; DUPRAZ, C.; MADDEN, S.; VIALLEFOND, F.; VIGROUX, L. Mid-IR emission of galaxies in the Virgo cluster. II. Integrated properties. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 335, n. 1, p. 53-68, July 1998.

CESARSKY, C. J.; ABERGEL, A.; AGNESE, P.; ALTIERI, B.; AUGUERES, J. L.; AUSSEL, H.; BIVIANO, A.; BLOMMAERT, J.; BONNAL, J. F.; BORTOLETTO, F.; BOULADE, O.; BOULANGER, F.; CAZES, S.; CESARSKY, D. A.; CHEDIN, A.; CLARET, A.; COMBES, M.; CRETOLLE, J.; DAVIES, J. K.; DESERT, F. X.; ELBAZ, D.; ENGELMANN, J. J.; EPSTEIN, G.; FRANCESCHINI, A.; GALLAIS, P.; GASTAUD, R.; GORISSE, M.; GUEST, S.;

HAWARDEN, T.; IMBAULT, D.; KLECZEWSKI, M.; LACOMBE, F.; LANDRIU, D.; LAPEGUE, J.; LENA, P.; LONGAIR, M. S.; MANDOLESI, R.; METCALFE, L.; MOSQUET, N.; NORDH, L.; OKUMURA, K.; OTT, S.; PERAULT, M.; PERRIER, F.; PERSI, P.; PUGET, P.; PURKINS, T.; RIO, Y.; ROBERT, T.; ROUAN, D.; ROY, A.; SAINT-PE, O.; SAM LONE, J.; SARGENT, A.; SAUVAGE, M.; SIBILLE, F.; SIEBENMORGEN, R.; SIROU, F.; SOUFFLOT, A.; STARCK, J. L.; TIPHENE, D.; TRAN, D.; VENTURA, G.; VIGROUX, L.; VIVARES, F.; WADE, R. ISOCAM in flight. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 315, n. 2, p. 32-37, Nov. 1996.

CESARSKY, D.; BLOMMAERT, J. *ISOCAM Calibration Accuracies Document*. Madrid: ISO Data Centre, 2000. Disponível em:

<http://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/CAM/accuracies/CAM_accur/>.

Acesso em: 25 jul. 2002.

DESERT, F.-X.; BOULANGER, F.; PUGET, J. L. Interstellar dust models for extinction and emission. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 237, n. 1, p. 215-236, Oct. 1990.

DE VAUCOULEURS, G.; DE VAUCOULEURS, A.; CORWIN JR., H. G.; BUTA, R. J.; PATUREL, G.; FOUQUÉ, P. *Third reference catalogue of bright galaxies*. New York: Springer-Verlag, 1991.

DRAINE, B. T.; LEE, H. M. Optical properties of interstellar graphite and silicate grains. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 285, n. 1, p. 89-108, Oct. 1984.

FERRARI, F. *O meio interestelar em galáxias elípticas e lenticulares*. 1999. 78 f. Dissertação (Mestrado em Física) - Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Porto Alegre, 1999.

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*, Les Ulis, v. 136, n. 1, p. 269-284, Apr. 1999.

FERRARI, F.; PASTORIZA, M. G.; MACCHETTO, F.; BONATTO, C.; PANAGIA, N.; SPARKS, W. B. A survey of the ISM in early-type galaxies. IV. The hot dust component. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 389, n. 1, p. 355-366, July 2002.

GOUDFROOIJ, P.; HANSEN, L.; JØRGENSEN, H. E.; NØRGAARD-NIELSEN, H. U. Interstellar matter in Shapley-Ames elliptical galaxies. II. The distribution of dust and ionized gas. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Les Ulis, v. 105, n. 3, p. 341-383, June 1994.

GUIMARÃES, M. C. *Um modelo auto-consistente de absorção e re-emissão de radiação por poeira em galáxias elípticas jovens*. 2001. 139 f. Dissertação (Mestrado em Física) - Instituto Astronômico e Geofísico, Universidade de São Paulo, São Paulo, 2001.

GENZEL, R., CESARSKY, C. J. Extragalactic results from the Infrared Space Observatory. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Palo Alto, v. 38, p. 761-814, 2000.

GOUDFROOIJ, P.; HANSEN, L.; JØRGENSEN, H. E.; NØRGAARD-NIELSEN, H. U. Interstellar matter in Shapley-Ames elliptical galaxies. II. The distribution of dust and ionized gas. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Les Ulis, v. 105, n. 1, p. 341-383, June 1994.

HILDEBRAND, R. H.; LOEWENSTEIN, R. F.; HARPER, D. A.; ORTON, G. S.; KEENE, J.; WHITCOMB, S. E. Far-infrared and submillimeter brightness temperatures of the giant planets. *Icarus*, Ithaca, v. 64, n. 1, p. 64-87, Oct. 1985.

KELSALL, T.; WEILAND, J. L.; FRANZ, B. A.; REACH, W. T.; ARENDT, R. G.; DWEK, E.; FREUDENREICH, H. T.; HAUSER, M. G.; MOSELEY, S. H.; ODEGARD, N. P.; SILVERBERG, R. F.; WRIGHT, E. L. The COBE Diffuse Infrared Background Experiment search for the cosmic infrared background. II. Model of the interplanetary dust cloud. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 508, n. 1, p. 44-73, Nov. 1998.

KESSLER, M.F.; STEINZ, J.A.; ANDEREGG, M.E.; CLAVEL, J.; DRECHSEL, G.; ESTARIA, P.; FAELKER, J.; RIEDINGER, J.R.; ROBSON, A.; TAYLOR, B.G.; XIMÉNEZ DE FERRÁN, S. The Infrared Space Observatory (ISO) mission. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 315, n. 1, p. 27-31, Nov. 1996.

KESSLER, M. F.; MÜLLER, T. G.; ARVISET, C.; GARCÍA-LARIO, P.; PRUSTI, T. *The ISO handbook I - mission overview*. Madrid: ISO Data Centre, 2000. Disponível em:

<http://www.iso.vilspa.esa.es/manuals/HANDBOOK/I/gen_hb/gen_hb.html>.

Acesso em: 25 jul. 2002.

KNAPP, G. R.; GUHATHAKURTA, P.; KIM, D.; JURA, M. A. Interstellar matter in early-type galaxies. I - IRAS flux densities. *Astrophysical Journal Supplement Series*, Chicago, v. 70, n. 1, p. 329-387, June 1989.

KNAPP, G. R.; GUNN, J. E.; WYNN-WILLIAMS, C. G. Infrared emission and mass loss from evolved stars in elliptical galaxies. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 399, n. 1, p. 76, Nov. 1992.

KRAEMER, K. E.; SLOAN, G. C.; PRICE, S. D.; WALKER, H. J. Classification of 2.4-45.2 micron spectra from the Infrared Space Observatory short wavelength spectrometer. *Astrophysical Journal Supplement Series*, Chicago, v. 140, n. 2, p. 389-406, June 2002. Disponível em:

<http://isc.astro.cornell.edu/sloan/research/pah_info.html>.

Acesso em: 25 jul. 2002.

MACCHETTO, F.; PASTORIZA, M.; CAON, N.; SPARKS, W. B.; GIAVALISCO, M.; BENDER, R.; CAPACCIOLI, M. A survey of the ISM in early-type galaxies. I. The ionized gas. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Les Ulis, v. 120, n. 1, p. 463-488, Dec. 1996.

MADDEN, S. C.; VIGROUX, L.; SAUVAGE, M. The mid-infrared emission from early-type galaxies. In: *THE UNIVERSE as seen by ISO*. Noordwijk: ESA Publication Division, ESTEC, 1999. p. 933-936. (ESA SP-427)

MATHIS, J. S.; RUMPL, W.; NORDSIECK, K. H. The size distribution of interstellar grains. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 217, n. 1, p. 425-433, Oct. 1977.

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*, Berlin, v. 128, n. 1, p. 212-229, Nov. 1983.

- MAZZEI, P.; De ZOTTI, G. Far-infrared properties of early-type galaxies. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 426, n. 1, p. 97-104, May 1994.
- 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*, Berlin, v. 341, n. 3, p. 667-674, Jan. 1999.
- MUNN, J. A. Stellar population gradients in early-type galaxies. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 399, n. 2, p. 444-461, Nov. 1992.
- NATTA, A.; PANAGIA, N. Model calculations of dusty H II regions. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 50, n. 2, p. 191-211, July 1976.
- PANAGIA, N. On the determination of the dust abundance from middle infrared measurements. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 42, n. 1, p. 139-143, Aug. 1975.
- PASTORIZA, M. G.; WINGE, C.; FERRARI, F.; MACCHETTO, F. D.; CAON, N. A photometric and kinematic study of the stars and interstellar medium in the central 2 kiloparsecs of NGC 3379. *Astrophysical Journal*, Chicago, v. 529, n. 2, p. 866-874, Feb. 2000.
- PUGET, J. L.; LEGER, A.; BOULANGER, F. Contribution of large polycyclic aromatic molecules to the infrared emission of the interstellar medium. *Astronomy and Astrophysics*, Berlin, v. 142, n. 2, p. 19-22, Jan. 1985.
- PUGET, J. L.; LEGER, A. A new component of the interstellar matter - small grains and large aromatic molecules. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Palo Alto, v. 27, p. 161-198, 1989.
- STARCK, J. L.; ABERGEL, A.; AUSSEL, H.; SAUVAGE, M.; GASTAUD, R.; CLARET, A.; DESERT, X.; DELATTRE, C.; PANTIN, E. ISOCAM data processing. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, Les Ulis, v. 134, n. 1, p. 135-148, Jan. 1999.
- van de HULST, H. C. *Light scattering by small particles*. New York: John Wiley, 1957.

van DOKKUN, P.G.; FRANX, M. Dust in the cores of early-type galaxies. *Astrophysical Journal*, Woodbury, v. 110, n. 5, p. 2027-2036, Nov. 1995.

WHEELLOCK, S.; GAUTIER III, T. N.; CHILLEMI, J.; KESTER, D.; McCALLON, H.; OKEN, C.; WHITE, J.; GREGORICH, D.; BOULANGER, F.; GOOD, J.; CHESTER, T. *IRAS sky survey atlas: explanatory supplement*. Pasadena: Infrared Processing and Analysis Center, May 1994. Disponível em: <http://space.gsfc.nasa.gov/astro/iras/docs/issa.exp.sup/index.html>. Acesso em: 25 jul. 2002.

WHITTET, D. C. B. *Dust in the Galactic environment*. Bristol: Institute of Physics Publishing, 1992.

APÊNDICE

A. GLOSSÁRIO

ADU *Analogic to Digital Units*, unidades analógicas para digitais.

AGB *Asymptotic giant branch*, ramo assintótico das gigantes.

CRI campo de radiação interestelar.

CCD *Charged Coupled Device*, dispositivo acoplado carregado.

CVF *circular variable filter*, filtro variável circular.

CVP campo de visada do pixel.

DEE Distribuição Espectral de Energia.

ESA *European Space Agency*, Agência Espacial Européia.

ESO *European Southern Observatory*, Observatório Europeu Austral.

HAP hidrocarbonos aromáticos policíclicos

IPAC *Infrared Processing and Analysis Center*, Centro de Análise e Processamento do Infravermelho, localizado no Instituto de Tecnologia da Califórnia.
<http://www.ipac.caltech.edu>

IRAS *Infrared Astronomical Satellite*, Satélite Astronômico Infravermelho.

IRSKY *Infrared Sky*, ferramenta de exame do céu no infravermelho do IPAC.

ISSA *Infrared Sky Survey Atlas*, atlas do levantamento do céu em infravermelho, produto das observações do IRAS.

ISO *Infrared Space Observatory*, Observatório Espacial Infravermelho.

IVD Infravermelho distante, 20 – 200 μm .

IVM Infravermelho médio, 5 – 20 μm .

IVP Infravermelho próximo, $0.8 - 5 \mu\text{m}$.

LRP *Low Resolution Product*, mapas de baixa resolução, um dos produtos finais das observações IRAS.

LW *Long Wave*, ondas longas.

NTT *New Technology Telescope*, Telescópio de Nova Tecnologia.

SW *Short Wave*, ondas curtas.

TMM Transformada Média Multiresolução.

UA Unidade astronômica. Distância média Terra-Sol.

$$1 \text{ UA} = 1.496 \times 10^{11} \text{ m.}$$

ULIRG *Ultra luminous infrared galaxies*, galáxias infravermelhas ultraluminosas.

B. ESTRUTURA DE DADOS IDL DA ISOCAM

Um exemplo da estrutura de dados da linguagem IDL para o filtro LW2 da galáxia NGC 4374

RASTERCOL	INT	5
RASTERLINE	INT	5
M_STEPCOL	FLOAT	3.00000
N_STEPLINE	FLOAT	3.00000
RA_RASTER	DOUBLE	186.26541
DEC_RASTER	DOUBLE	12.887219
ANGLE_RASTER	DOUBLE	290.86130
RASTER_ROTATION	DOUBLE	380.86130
RASTER_ORIENTATION		
	STRING	= 'SPACECRAFT Y_AXIS'
ASTR	STRUCT	-> ASTR_STRUC Array[1]
NX_RASTER	INT	36
NY_RASTER	INT	36
RASTER	FLOAT	Array[36, 36]
RASTER_UNIT	STRING	'ADU/G/s'
RMSRASTER	FLOAT	Array[36, 36]
NPIXRASTER	FLOAT	Array[36, 36]
AOT	STRING	'MICRO_SCAN'
TARGET	STRING	'NGC 4374'
OBSERVER	STRING	'FMACCHET'
TDTOSN	LONG	23100414
CHANNEL	STRING	'LW'
PFOV	FLOAT	3.00000
TINT	FLOAT	20.1607
GAIN	FLOAT	2.00000
FLTRWHL	STRING	'LW2'
WAVELENGTH	FLOAT	6.75000
NSCD	INT	25
NBR_FRAME	INT	118

FROM	INT	Array[25]
TO	INT	Array[25]
TAB_FRAME	INT	Array[25]
ADU_SEC_COEFF	FLOAT	Array[25]
TABFLATCOEF	FLOAT	Array[25]
CUBE	FLOAT	Array[32, 32, 118]
CUBE_UNIT	STRING	'ADU/G/s'
MASK	BYTE	Array[32, 32, 118]
OTF	BYTE	Array[118]
DU	FLOAT	Array[118]
DV	FLOAT	Array[118]
UTK	LONG	Array[118]
BOOTTIME	LONG	Array[118]
TEMPERATURE	FLOAT	Array[10, 118]
IMAGE	FLOAT	Array[32, 32, 25]
IMAGE_UNIT	STRING	'ADU/G/s'
RMS	FLOAT	Array[32, 32, 25]
NPIX	FLOAT	Array[32, 32, 25]
CCIM	STRUCT	-> <Anonymous> Array[1]
INFO	STRUCT	-> <Anonymous> Array[1]
DARK	FLOAT	Array[32, 32]
FLAT	FLOAT	Array[32, 32]
CALG	STRUCT	-> <Anonymous> Array[1]
HISTORY	STRING	Array[70]
SSCD_NAME	STRING	'CSSCN4374_LW2_TT_98090816065060'
SAD_NAME	STRING	'CSADN4374_LW2_00_98090817041222'

C. ARTIGOS PUBLICADOS

C.1 Ferrari et al. 1999

C.2 Ferrari et al. 2002