UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

A Poeira Interestelar em Galáxias Elípticas e Lenticulares *

Fabrício Ferrari

Dissertação 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 Mestre em Física.

Porto Alegre
1999

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

Para Anelise.

AGRADECIMENTOS

- À Miriani Griselda Pastoriza pela sua capacidade de me mostrar o caminho, (daí o nome *orientadora*); Pela sua amizade, carinho e paciência de me persuadir quando eu estava errado. Também por aceitar minhas sugestões quando estava certo.
- Aos meus pais, Pedro João Ferrari e Maria Salomé Dalpiaz Ferrari, pelo amor, pela educação e por serem quem são. E que o orgulho que sinto por eles também sintam por mim.
- Aos meus irmãos: Silvio e ao Augusto por serem além de irmãos, grandes amigos. Ao Augusto por ser um companheiro e um entusiasta do meu trabalho. Devo-lhe a profusão de perguntas com que sempre me bombardeou, mantendo minha mente afiada.
- Por toda a minha família pelos grandes momentos que valem a vida: pais, irmãos, avós, tios(as), primos(as), sobrinho(a), amigos(as), cunhados(as) e toda a fauna de uma grande família.
- Aos amigos que a ciência me trouxe: ao Kanaan pela grande amizade. Ao Irapuan e ao Edu a amizade e as longas e (im)produtivas discussões. Ao Alex, Humberto, Iran e Robson pelo companheirismo ao longo de várias disciplinas. Ao Erechin pela iniciação aos parafusos que movem a astronomia. À Silvia Livi pelos primeiros passos e por não ter me deixado fugir num momento crítico. À Fátima e ao Kepler pela amizade e pela paciência com as "minhas" elípticas.
- Aos colegas da Sala M205 pela paciência e companheirismo.
- À todos os professores e funcionários de Instituto de Física que colaboraram com sua amizade ou com seu trabalho para que este trabalho fosse concluído.

Enfim, **Deus** sabe o quanto eu lhe devo.

SUMÁRIO

1. Introdução 1

2. Revisão das Propriedades Óticas da Poeira 3
2.1 Equação de Transporte 3
2.2 O Fator de Eficiência 6
2.3 A Função de Distribuição de Tamanho 8

3. Amostra, Observao e Reduo dos Dados 10
3.1 Amostra de Galáxias 10
3.2 Observação 10
3.3 Redução dos Dados 11
3.3.1 Corrente de Viés do *overscan* 12
3.3.2 Corrente de Viés 13
3.3.3 Corrente Escura 13
3.3.4 Campo Plano 13
3.3.5 Ruído do Céu 13
3.4 Calibração Fotométrica 14
3.5 Ajuste de Elipses às Isofotas 15
3.6 A Imagem Sintética 17

4. A Poeira Interestelar 18
4.1 Mapas de Cor $(V - R)$ 18
4.2 Massa e Morfologia da Nuvem de Poeira 20
4.3 Descrição Individual das Galáxias 22
4.4 Mecanismo de Aquecimento da Poeira 26
4.5 Emissão Infravermelha 30

5. Parâmetros Fotométricos 32
5.1 Perfis de Brilho e suas Leis de Ajuste 32
5.1.1 Lei de Hubble 33
5.1.2 Lei de Vaucouleurs 33
5.1.3 Lei de Sersic 34
5.1.4 Ajuste às Galáxias da Amostra 36
5.2 Correlações 36

6. Conclusão 40

Apêndice 43

A. Mapas Isofotais 43

B. Perfis de Brilho 52

C. Artigo Publicado 75

LISTA DE FIGURAS

2.1 A extinção da radiação 3
2.2 Fator de Eficiência Q_{ext} 8

3.1 As deformações da elipse e os coeficientes de Fourier 16

4.1 Correlação entre $M_{\rm d}$ e $M_{\rm HII}$ 22
4.2 Relação entre a massa da poeira $M_{\rm d}$ e a luminosidade azul $L_{\rm B}$ 28
4.3 Correlação entre $L_{\rm IV}^{\rm calc}$ e $L_{\rm IV}^{F}$ e $L_{\rm IV}^{M}$. 29
4.4 Relação entre a massa da poeira e as luminosidades IRAS. . . 30

5.1 Perfis de Hubble, de Vaucouleurs e de Sersic 35
5.2 Correlações entre os parâmetros da lei de Sersic e a massa da poeira 39

A.1 Mapas de cor: NGC 533, NGC 636, NGC 1600 44
A.2 Mapas de cor: NGC 2865, NGC 3268, NGC 3311 45
A.3 Mapas de cor: NGC 3379, NGC 3489, NGC 3607 46
A.4 Mapas de cor: NGC 4472, NGC 4473, NGC4552 47
A.5 Mapas de cor: NGC 5044, NGC 5812, NGC 5813 48
A.6 Mapas de cor: NGC 5903, NGC 6483, NGC 6758 49
A.7 Mapas de cor: NGC 6909, IC 4797, IC 4889 50
A.8 Mapa de cor: IC 5105 51

B.1 Perfis de brilho: NGC 533, NGC 636, NGC 1600, NGC 2865 . 53
B.2 Perfis de brilho: NGC 3311, NGC 3268, NGC 3379, NGC 3489 54
B.3 Perfis de brilho: NGC 3607, NGC 4472, NGC 4473, NGC 4552 55
B.4 Perfis de brilho: NGC 5044, NGC 5812, NGC 5813, NGC 5903 56
B.5 Perfis de brilho: NGC 6483, NGC 6758, NGC 6909, IC 4797 . 57
B.6 Perfis de brilho: IC 4889, IC 5105 58

LISTA DE TABELAS

3.1 Amostra de galáxias 11
3.2 Arranjos observacionais 12

4.1 Medidas das propriedades físicas das nuvens de poeira 23

5.1 Parâmetros do ajuste da lei $r^{1/n}$ 37

RESUMO

São apresentados os resultados do imageamento ótico CCD de 22 galáxias de tipo elíptico e lenticular à procura de seu conteúdo de poeira. Uma grande fração (75 %) das galáxias observadas contém quantidades significativas de poeira. A morfologia e tamanho da distribuição de poeira das galáxias observadas segue aquela do gás ionizado. Para cada galáxia, usamos imagens nos filtros de banda larga V e R para determinar os mapas de extinção A_V e A_R. Encontramos valores típicos $A_V = 0.026$ e $A_R = 0.023$ e valores para $(V - R)$ no intervalo $0.64 - 1.11$. Os valores de A_V e considerações acerca do tamanho e composição química dos grãos permite-nos estimar a massa total da poeira. Estudamos as relações entre a massa da poeira e as luminosidades Hα, IR e B. Finalmente, são investigados os possíveis mecanismos de aquecimento da poeira.

ABSTRACT

We present results of a CCD optical imaging survey of the dust content in 22 early-type luminous galaxies, selected from the RC3 Catalog. A large fraction (75 %) of the observed galaxies show significant amounts of dust. The morphology and size of the dust distribution of the observed galaxies follow very closely that of the ionized gas. For each galaxy, we have used broad band V and R filters imaging to build color maps and determine the A_V and A_R extinction maps. We have found typical A_V values of 0.026 and A_R of 0.023 and have derived $(V-R)$ values in the interval 0.64–1.11. The A_V values together with an assumption of the dust grain size and composition enable us to estimate the dust masses. We have studied the correlations between the dust mass and the $H\alpha$, IR and $L_{\rm B}$ luminosities. Finally, we investigate the possible mechanisms responsible for the dust emission.

1. INTRODUÇÃO

> Si las páginas de este libro consienten algún verso feliz, perdóneme el lector la descortesía de haberlo usurpado yo, previamente. Nuestras nadas poco difieren; es trivial y fortuita la circunstancia de que seas tú el lector de estos ejercicios, y yo su redactor.
>
> **Jorge Luis Borges**, *Fervor de Buenos Aires*, 1923.

As galáxias elípticas e lenticulares são sistemas com simetria esferoidal, cujas isofotas são elipses. Esta aparência simples, em comparação com o aspecto das galáxias espirais, nos induz à idéia de sistemas elipsoidais intrinsecamente simples formados por um único sistema de estrelas. No início dos anos 70, observações fotométricas e espectroscópicas alta resolução espacial e alta dispersão ajudaram a revelar a existência de outras componentes como discos, lentes, anéis e capas além da componente esferoidal. Outro importante aspecto revelado pelo estudo de Bertola & Capaccioli (1975) é que a rotação de algumas dessas galáxias não é suficiente para explicar as suas formas. Isso indica que grande parte delas é achatada não pela rotação, mas sim pelo fato de sua dispersão de velocidades não ser isotrópica. Além disso, estudos óticos revelam que uma grande porcentagem das galáxias elípticas e lenticulares possuem poeira na forma de nuvens estendidas, caminhos ou discos (Sparks *et al.* 1985, Goudfrooij *et al.* 1994b). Um recente estudo mostrou que grande parte destas galáxias também possui gás ionizado (Macchetto *et al.* 1996). À luz dessas evidências, as galáxias elípticas e lenticulares são entendidas como astros de constituição complexa, com várias componentes estruturais além da componente estelar principal.

O objetivo dessa dissertação, complementada por um artigo deste autor e colaboradores (Ferrari *et al.* 1999, Apêndice C), é versar sobre a ocorrência e características da matéria interestelar nas galáxias elípticas e

lenticulares, dando especial ênfase à poeira interestelar e abordando tanto as características inerentes à poeira como as transformações que sua presença acarreta nas propriedades das galáxias. Com esta finalidade, as unidades estão agrupadas na seguinte ordem. No capítulo 2 é feita uma revisão das propriedades óticas dos grãos de poeira. O capítulo seguinte descreve as etapas básicas de redução de imagens astronônicas, complementado pelos procedimentos específicos deste trabalho. Já o capítulo 4 refere-se aos mapas de cor, à massa e à distribuição da poeira, e em seu final são discutidas as particularidades da matéria interestelar em cada caso. Devido à extensão dos mapas isofotais mencionados neste capítulo, as figuras foram deslocadas até o Apêndice A. O capítulo 5 é sobre os parâmetros globais e de estrutura fina e como estes são afetados pela presença de poeira. As figuras pertinentes a este capítulo também estão agrupadas no final, no Apêndice B. O último capítulo trata das conclusões a que pudemos chegar.

2. REVISÃO DAS PROPRIEDADES ÓTICAS DA POEIRA

Esta luta não é minha, Senhor
É Tua.
Eu não tenho forças.
Aloísio Dalpiaz, *Magnólias I*, 1993.

Nesta seção serão discutidas algumas propriedades gerais dos grãos de poeira e de sua interação com a radiação. Os elementos teóricos foram essencialmente desenvolvidos por Van de Hulst (1957) e retomados por Spitzer (1978), entre outros. Embora não seja introduzido nenhum princípio não dedutível dos trabalhos anteriores, a forma aqui apresentada é justa aos nossos propósitos e assegura a completicidade do trabalho.

2.1 Equação de Transporte

Suponha a radiação de frequência ν e intensidade I_ν, que atravessa uma nuvem de poeira interestelar (Fig. 2.1). Seja ε_ν o coeficiente de emissão da

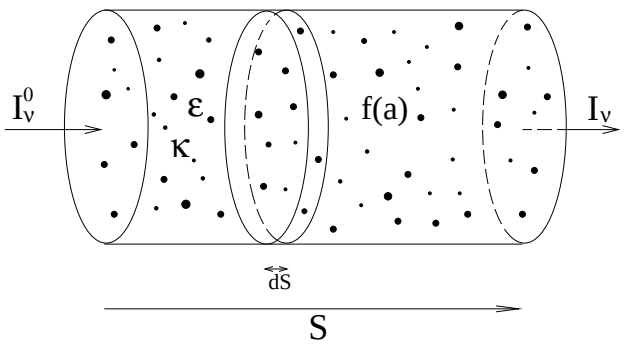

Fig. 2.1: A extinção da radiação original I_ν^0 através de uma nuvem de poeira, cuja distribuição de grãos é $f(a)$, o coeficiente de emissão é ε o coeficiente de absorção é κ .

nuvem e κ_ν o coeficiente de absorção, de forma que $\varepsilon_\nu d\omega$ representa a energia emitida por unidade de volume, tempo e frequência no elemento de ângulo sólido $d\omega$ e $\kappa_\nu I_\nu d\omega$ seja a atenuação correspondente. Se a nuvem possui comprimento S na direção da linha de visada, pode-se escrever a equação de balanço entre a emissão e a absorção

$$\frac{dI_\nu}{dS} = \varepsilon_\nu - \kappa_\nu I_\nu \tag{2.1}$$

onde a variação dI_ν da intensidade de um raio que atravessa a extensão dS ao longo da nuvem é o balanço entre a quantidade emitida menos a absorvida. A Equação (2.1) pode ser imediatamente integrada

$$I_\nu(S') = e^{\tau_\nu} \int_0^{\tau_\nu(s')} \frac{\varepsilon_\nu}{\kappa_\nu} e^{-\tau_\nu} d\tau_\nu + I_\nu^0 \, e^{-\tau_\nu(s')} \tag{2.2}$$

onde $I_\nu^0 = I_\nu(S = 0)$ e a profundidade ótica τ_ν definida como a absorção integrada ao longo da nuvem

$$\tau(s')_\nu = \int_0^{s'} \kappa_\nu dS \tag{2.3}$$

A extinção associada à nuvem de poeira é a diferenca em magnitudes entre radiação inicial e a radiação extinguida. Assumindo que a poeira não emite nos comprimentos de onda da região ótica do espectro, a extinção pode ser escrita em termos de τ_ν usando-se a Equação (2.2), para o caso de absorção pura ($\varepsilon_\nu = 0$)

$$A_\nu = -2.5 \log\left(\frac{I_\nu}{I_\nu^0}\right) \tag{2.4}$$

$$A_\nu = -2.5 \log(e^{-\tau_\nu}) = 2.5 \log(e)\, \tau_\nu \tag{2.5}$$

$$A_\nu \simeq 1.0857\, \tau_\nu \tag{2.6}$$

Pode-se reescrever as equações acima em termos dos parâmetros físicos das partículas que compõem a nuvem. Em primeira análise, supõe-se partículas esféricas de raio a[1]. A seção reta de extinção C_{ext} é escrita como o

[1] Esta suposição não se revela muito restritiva se estamos interessados em absorção e

produto da seção reta geométrica e do fator de eficiência Q_{ext}, isto é:

$$\begin{aligned} C_{ext} &= \pi a^2 Q_{ext}(a,\nu) \\ Q_{ext}(a,\nu) &= Q_{esp}(a,\nu) + Q_{abs}(a,\nu) \end{aligned} \tag{2.7}$$

escrito como a soma da componente espalhada Q_{esp} e da componente absorvida Q_{abs}. O fator de eficiência traduz a capacidade das partículas de interagir com a radiação. Para o caso de partículas com tamanho próximo ao comprimento de onda, $Q_{ext}(a \simeq \lambda)$ é próximo da unidade. A partir das quantidades pré-definidas, pode-se escrever κ_ν como sendo proporcional à quantidade de partículas por unidade de volume N_d e a seção reta efetiva para a radiação C_{ext}.

$$\begin{aligned} \kappa_\nu(S) &= C_{ext} N_d(S) \\ \kappa_\nu(S) &= \pi a^2 Q_{ext}(a,\nu) N_d(S) \end{aligned} \tag{2.8}$$

Lembrando da definição de τ_ν, Equação (2.3), tem-se que

$$\tau_\nu = \int_0^{S'} C_{ext}(a,\nu) N_d(S) dS = \int_0^{S'} \pi a_0^2 Q_{ext}(a_0,\nu) N_d(S) dS \tag{2.9}$$

Neste caso, consideram-se grãos de mesmo tamanho a_0. Para incorporar o fato de que vários tamanhos de grãos podem fazer parte da nuvem, imagina-se que a gênese das partículas não é absolutamente arbitrária e que por isso obedece a uma função de distribuição $f(a)$ do raio dos grãos. Em termos da distribuição de grãos $f(a)$, a densidade numérica de grãos corresponde a sua integral entre os possíveis tamanhos de grãos, isto é

$$N_d = \int_{a_-}^{a_+} f(a)\, da \tag{2.10}$$

Uma distribuição deste tipo torna-se útil quando, aliada a uma hipótese da composição química, reproduz a absorção relativa em vários comprimentos de onda, em outras palavras, reproduz a curva de extinção.

emissão das partículas, como no presente trabalho. Tornar-se-á no caso em que a polarização causada pela sua assimetria for importante.

No caso da região ótica do espectro, é suficiente um único tamanho de grãos para reproduzir a curva de extinção, entretanto para comprimentos de onda no ultra-violeta, tornam-se necessários grãos de raios menores (Mathis et al. 1977). Para ser consistente com tais resultados, usa-se uma função de distribuição que reproduza a curva de extinção numa banda mais larga do espectro do que a usada. Para incorporar este fato à equação de τ_ν escreve-se

$$\tau_\nu = \int_0^{S'} \int_{a_-}^{a_+} \pi a^2 \, Q_{ext}(a,\nu) \, f(a,S) \, da \, dS \tag{2.11}$$

finalmente, relembrando a Equação (2.6)

$$A_\nu = 1.0857 \int_0^{S'} \int_{a_-}^{a_+} \pi a^2 \, Q_{ext}(a,\nu) \, f(a,S) \, da \, dS \tag{2.12}$$

Não é uma hipótese muito restritiva considerar que a função de distribuição é a mesma ao longo da nuvem $f(a,S) = f(a)$.

$$A_\nu = 1.0857 \int_{a_-}^{a_+} \pi a^2 \, Q_{ext}(a,\nu) \, f(a) \, S' \, da \tag{2.13}$$

que pode ser restringido mais ainda se todas as partículas são de mesmo raio a_0, quando a distribuição torna-se $f(a) = \delta(a - a_0) \, N_d$

$$A_\nu = 1.0857 \, \pi a_0^2 \, Q_{ext}(a_0,\nu) \, N_d \, S' \tag{2.14}$$

Em breve retornaremos à Equação (2.13), que servirá para estimar a massa total de poeira a partir da luz por ela absorvida. Cada um dos termos que compõem a Equação (2.13) são estimados, exceto N_d, que servirá para estimar a massa da poeira. Antes disso, convém estudar em detalhe outros aspectos importantes da teoria.

2.2 O Fator de Eficiência

Como apresentado na Equação (2.7), a igualdade entre a seção reta geométrica e a seção reta de extinção (seção reta ótica) depende de um fator de proporcionalidade Q_{ext}. O fator de eficiência Q_{ext} é proporcional ao tamanho e

material dos grãos e ao comprimento de onda dos fótons incidentes. Definindo $x = 2\pi a/\lambda$ como razão entre a circunferência do grão e o comprimento de onda e $\tilde{m}$ o índice de refração complexo, pode-se escrever a expressão para Q_{ext} (Spitzer 1978) no limite de $x \ll 1$

$$Q_{esp} = \frac{8}{3}\, x^4 \left|\frac{\tilde{m}^2 - 1}{\tilde{m}^2 + 2}\right|^2 \tag{2.15}$$

$$Q_{abs} = -4x\; Im\left(\frac{\tilde{m}^2 - 1}{\tilde{m}^2 + 2}\right) \tag{2.16}$$

$$x = \frac{2\pi a}{\lambda} \tag{2.17}$$

que reproduz o espalhamento de Rayleigh, isto é, a eficiência no espalhamento é proporcional ao inverso da quarta potência do comprimento de onda. Em contrapartida, quando o comprimento de onda é muito menor que o diâmetro dos grãos ($x \gg 1$), Q_{ext} aproxima-se assintoticamente de 2, mesmo para materiais diversos como gelo impuro e ferro (Spitzer 1978).

Os grãos de poeira são constituídos principalmente por silicatos (Mathis et al. 1977), o que permite parametrizar Q_{ext} de acordo com Goudfrooij et al. (1994c). Esta parametrização leva em conta os limites para os tamanhos dos grãos e os comprimentos de onda em questão. Para o caso de filtros V e R e grãos cujos tamanhos seguem o modelo de Mathis et al. (1977), observa-se que x não excede poucas unidades. Examinando a Figura 2.2 vê-se que nesta região Q_{ext} é linear até o ponto em que se torna aproximadamente constante. Por isso, é aceitável a parametrização de Goudfrooij et al. (1994c) para o comprimento de onda do filtro V e para grãos de silício, que são a maior parcela do meio interestelar

$$Q_{\mathrm{V,ext}} = \begin{cases} 0.8\; a/a_{Si} & a < a_{Si} \\ 0.8 & a > a_{Si} \end{cases}$$

$$a_+ = 0.22\ \mu m \qquad a_- = 0.005\ \mu m \qquad a_{Si} = 0.1\ \mu m \tag{2.18}$$

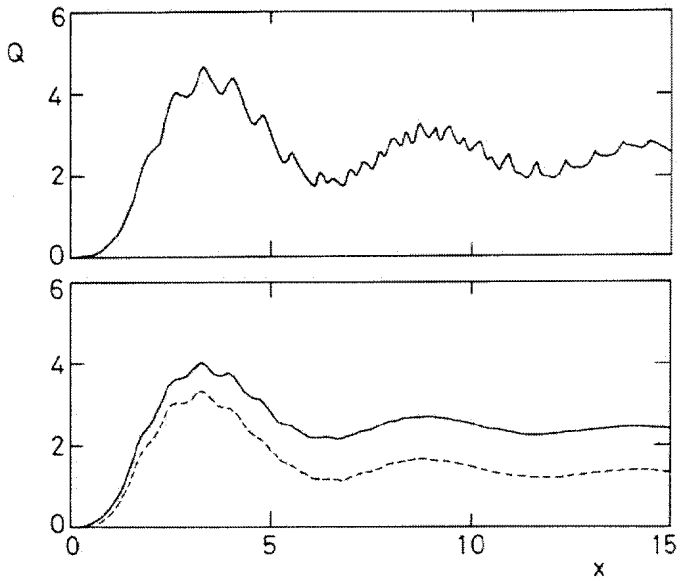

Fig. 2.2: Fator de eficiência Q_{ext} (linha sólida) e Q_{esp} (linha tracejada) em função do parâmetro x para grãos esféricos. *Acima:* dielétrico puro ($\tilde{m} = 1.6 - 0.0i$); *Abaixo:* um dielétrico com impurezas ($\tilde{m} = 1.6 - 0.5i$). Adaptado de Whittet 1992.

2.3 A Função de Distribuição de Tamanho

De acordo com Goudfroiij *et al.* (1994c) a curva de extinção das galáxias elípticas não difere muito da curva galática na região visível do espectro. As diferenças, quando ocorrem, apresentam-se como um deslocamento lateral da curva das galáxias elípticas com relação à curva da Via Láctea. Este deslocamento lateral indica que o tamanho médio dos grãos é um pouco diferente, mas como grãos de um só tamanho são suficientes para reproduzir a curva de extinção na região do espectro estudada, considerando uma distribuição um pouco deslocada não afeta o resultado. Por isso considera-se que os grãos de poeira da nossa galáxia e das galáxias elípticas e lenticulares possuem propriedades físicas e químicas semelhantes. Assim, é possível basear-se na curva da nossa galáxia para inferir parâmetros que servirão no estudo da extinção interna em outras galáxias.

Mathis *et al* (1977) encontraram que a função de distribuição que melhor reproduz os dados observados para grãos de grafite e silicatos é uma lei de

potência

$$\begin{aligned} f(a) &= f_0\, a^{-r} \\ \text{onde } 3.3 \leq & \quad r \quad \leq 3.6 \end{aligned} \tag{2.19}$$

que significa $f(a)\,da$ grãos por unidade de volume no intervalo de tamanhos $[a,\, a{+}da]$. O expoente que melhor ajusta a lei de extinção galática é $r = 7/2$. Usando as definições anteriores pode-se escrever

$$N_d = \int_{a_-}^{a_+} f(a)\,da = f_0 \int_{a_-}^{a_+} a^{-7/2}\,da = f_0 \left[-\frac{2}{5}\,a^{-5/2}\right]_{a_-}^{a_+} \tag{2.20}$$

Lembrando da Equação (2.13), é possível livrar-se da constante de normalização f_0 e ao mesmo tempo relacionar A_λ com N_d

$$\begin{aligned} f_0 &= \frac{N_d}{\left[-\frac{2}{5}\,a^{-5/2}\right]_{a_-}^{a_+}} \\ A_\nu &= 1.0857 \int_{a_-}^{a_+} \pi a^2\, Q_{ext}(a,\nu)\, f_0\, a^{-7/2}\, S\, da \\ N_d &= \frac{A_\nu \left[-\frac{2}{5}\,a^{-5/2}\right]_{a_-}^{a_+}}{1.0857\,\pi \int_{a_-}^{a_+} Q_{ext}(a,\nu)\, a^{-3/2}\, S\, da} \end{aligned} \tag{2.21}$$

A Equação (2.21) está escrita desta forma para salientar como a quantidade que desejamos obter (N_d) depende das quantidades medidas ou modeladas. A densidade de grãos N_d depende da extinção A_ν, de uma composição química através de Q_{ext}, de uma distribuição de grãos $f(a)$ e da profundidade S da nuvem ao longo da linha de visada. O primeiro destes parâmetros é medido a partir da imagem modelo (Seção 3.6), o segundo e o terceiro são obtidos de estudos do meio interestelar da nossa galáxia e o último inferido da geometria da nuvem de poeira.

3. AMOSTRA, OBSERVAO E REDUO DOS DADOS

> There is no logical impossibility in the hipothesis that the world sprang into being five minutes ago, exactly as it then was, with a population that "remembered" a wholly unreal past.
>
> **Bertrand Russel**, *The Analysis of Mind*, 1921.

3.1 Amostra de Galáxias

As galáxias utilizadas neste trabalho são elípticas e lenticulares brilhantes ($B_T < 13$ mag), de tipo morfológico E ou S0 tiradas do *The Third Reference Catalog of Bright Galaxies* (RC3; de Vaucouleurs *et al.* 1991) e do *Revised Shapley-Ames Catalog* (RSA; Sandage & Tammann 1987). Estas galáxias são uma subamostra de um conjunto de 73 objetos estudadas por Macchetto *et al.* (1996). A amostra deste trabalho foi escolhida a fim de incluir várias subclasses morfológicas (entre E0 e S0), cobrir um grande intervalo de luminosidades, e incluir galáxias emissoras e não emissoras de raio-X e rádio. As galáxias, suas coordenadas, tipos morfológicos, magnitudes e distâncias são mostradas na Tabela 3.1. As distâncias foram estimadas do "model 220" de queda livre do aglomerado de Virgo de Kraan-Korteweg (1986) asumindo uma distância de 21.3 Mpc para o aglomerado, que corresponde a $H_0 = 55\ \mathrm{km\,s^{-1}Mpc^{-1}}$.

3.2 Observação

Os dados utilizados neste trabalho foram obtidos no telescópio NTT do European Southern Observatory, localizado em La Silla, Chile. As imagens foram

Tab. 3.1: Identificação, coordenadas, tipo morfológico e magnitude aparente azul B_T^0 do catálogo RSA.

Ident	RA(2000)	DEC(2000)	tipo	D (Mpc)	B_T^0
NGC 533	01 25 31.5	+01 45 35	E3	44.1	12.22
NGC 636	01 39 06.6	−07 30 47	E1	33.2	12.22
NGC 1600	04 31 39.9	−05 05 16	E4	83.9	11.83
NGC 2865	09 23 30.8	−23 09 48	E4	48.4	12.18
NGC 3268	10 30 00.6	−35 19 30	E2	57.5	12.26
NGC 3311	10 36 43.3	−27 31 41	S0	63.9	12.22
NGC 3379	10 47 49.9	+12 34 57	E0	14.5	10.18
NGC 3489	11 00 18.2	+13 54 08	S0/Sa	9.2	11.15
NGC 3607	11 16 54.1	+18 03 12	S0	14.7	10.79
NGC 4472	12 29 46.5	+07 59 58	E1/S0	21.3	9.33
NGC 4473	12 29 48.8	+13 25 49	E5	21.3	11.03
NGC 4552	12 35 39.9	+12 33 25	S0	21.3	10.57
NGC 5044	13 15 24.0	−16 23 09	E0	52.2	11.67
NGC 5812	15 00 55.8	−07 27 29	E0	40.7	11.83
NGC 5813	15 01 11.2	+01 42 08	E1	34.9	11.42
NGC 5903	15 18 36.3	−24 04 06	E3/S0	44.3	11.74
NGC 6483	17 59 29.8	−63 40 07	E	85.2	12.63
NGC 6758	19 13 52.3	−56 18 33	E2	58.8	12.31
NGC 6909	20 27 38.7	−47 01 34	E5	48.6	12.51
IC 4797	18 56 29.3	−54 18 22	E pec	46.6	11.85
IC 4889	19 45 15.9	−54 20 37	S0	43.5	11.91
IC 5105	21 24 22.2	−40 32 11	E5	93.5	12.42

obtidas utilizando-se filtros V e R de banda larga, que se enquadram nos padrões de banda de Cousins. Os arranjos observacionais estão mostrados na Tabela 3.2.

3.3 Redução dos Dados

Os dados apresentados neste trabalho passaram pelas rotinas padrões de redução de dados de detectores CCD, que tem por objetivo eliminar as contribuições espúrias provenientes da montagem instrumental, sejam elas devidas à eletrônica ou à montagem ótica. Neste processo, as imagens cruas são subtraídas da corrente de viés da região de *overscan*, recortadas suas margens ruidosas não expostas, subtraídas das imagens de corrente de viés e finalmente divididas pelas imagens de campo plano. Embora seja este

Tab. 3.2: Arranjos observacionais

Run	Instr.	Detector	Escala	Galáxias
30 Mar 1 Abr 1990	NTT + EFOSC2	CCD#5	0.257″	NGC 2865, NGC 3268, NGC 3311 NGC 4472, NGC 4473, NGC 3379 NGC 4552, NGC 5044, NGC 5812 NGC 5813, NGC 5903
17–21 Ago 1990	NTT + EFOSC2	CCD#17	0.300″	IC 4797, IC 4889, IC 5105 NGC 636, NGC 6483, NGC 6758 NGC 6909
12–16 Mai 1991	NTT + EMMI	CCD#24	0.350″	NGC 3489, NGC 3607
21–24 Aug 1993	NTT + EMMI	CCD#34	0.340″	NGC 533, NGC 1600

procedimento comum no tratamento de imagens astronômicas, vale discutir brevemente cada um dos produtos associados às etapas inicias de redução dos dados. A descrição segue a ordem lógica, de forma que cada etapa é aplicada a todos os produtos das seguintes.

3.3.1 Corrente de Viés do overscan

Ao expor-se um CCD à luz, elétrons livres, provenientes do efeito fotoelétrico, são gerados em cada um dos elementos do CCD (píxels). Estes elétrons são armazenados em cada píxel por um poço de potencial e subsequentemente lidos. O processo de leitura se dá em uma espécie de cascata em que os píxels mais próximos da extremidade são lidos, todo o frame deslocado, os próximos lidos e assim sucessivamente. As cargas elétricas são então convertidas em contagens atráves de um amplificador e de um conversor analógico-digital. Esse deslocamento píxel a píxel introduz variações ao longo das linhas ou colunas de acordo como a leitura é feita. A correção deste efeito é baseada na região de *overscan*, que são colunas ou linhas na margem da imagem do CCD, fazendo-se a media das colunas ou linhas (dependendo do sentido da leitura) e subtraindo este valor das demais. Depois de realizada a correção, as regiões periféricas do CCD são recortadas e preservam-se somente as regiões com dados úteis.

3.3.2 Corrente de Viés

Frequentemente o CCD é exposto à luz antes de ser utilizado nas medidas, a fim de que seus píxels se "aqueçam" e respondam linearmente à intensidade da radiação. Isso gera um certo número de contagens adicionais somadas à imagem que são corrigidas subtraindo-se as imagens de corrente de viés combinadas.

3.3.3 Corrente Escura

A corrente escura do detector é medida com o obturador da câmara CDD fechado e com tempo de exposição similar aquele usado na observação do objeto. As imagens de corrente escura são subtraídas de todas as imagens e sua correção se torna mais importante no caso de CCD's não refrigerados, que não é o nosso caso.

3.3.4 Campo Plano

O campo plano é utilizado para corrigir as diferenças de resposta de cada píxel do CCD, além de pixeis defeituosos. Além disso o campo plano incorpora as diferenças na sensibilidade do conjunto ótico, como pequenas absorções ao longo do caminho ótico. O campo plano é medido com o telescópio apontando para uma tela uniformemente iluminada, geralmente no interior da cúpula, e integrando-se o tempo necessário para obter um bom número de contagens, que significa um número bem além do ruído e bem aquém do limite de saturação do detector. Tais variações na sensibilidade são corrigidas nas imagens finais dividindo-as pelas imagens do campo plano normalizadas.

3.3.5 Ruído do Céu

O fato de o céu noturno não ser completamente escuro introduz um fundo de céu nas imagens. Geralmente, como no nosso caso, este fundo não apresenta gradiente e pode ser considerado constante, a ser subtraído das imagens. Porém, algumas vezes faz-se necessário o ajuste de um polinômio de baixo grau a fim de remover convenientemente o céu. Em qualquer um dos casos, o céu é avaliado fazendo-se a média de regiões não afetadas nem pelo brilho

galático nem por estrelas de campo. O céu se torna mais importante nas regiões mais tênues das imagens, onde sua incorreta subtração produz perfis de luminosidade irreais, ou que decaem muito rapidamente (no caso de um céu superestimado), ou que vão longe demais (quando subestimado).

3.4 Calibração Fotométrica

A calibração tem como finalidade transformar as medidas instrumentais para o sistema fotométrico padrão, expresso em magnitudes e cujo ponto zero é a estrela Vega de Lira. A calibração foi feita utilizando a fotometria de multiaberturas de Poulain (1986,1988) e Poulain & Nieto (1994). O processo consiste em medir nas galáxias as aberturas usadas nos trabalhos supramencionados e então somar à imagem uma constante de equiparação entre as duas medidas, a calibrada e a não calibrada. Neste ponto convém dividir a imagem pela área do píxel, a fim de que o brilho superficial calibrado já esteja em unidades de energia/$\square''$ e não energia/píxel.

Devido ao fato do fluxo ser representado por números muito pequenos, frequentemente multiplica-se a imagem por 10^{10} em fluxo ou soma-se 25 à imagem em magnitudes, que são procedimentos equivalentes. Isso evita problemas de representação numérica no computador em que a redução dos dados é feita, sem alterar os resultados. Evidentemente, nos resultados finais é necessário descontar tais acréscimos.

Resumindo o procedimento de calibração escreve-se

$$I_0 = \frac{I\ 10^{-0.4(\mathcal{C}-25)}}{A} \tag{3.1}$$

onde I_0 é a imagem final calibrada, I a imagem observada já pré-reduzida, $\mathcal{C} = M - m$ a diferença média entre as medidas da literatura M e aquelas feitas nas imagens em várias aberturas m, $10^{-0.4\ 25} = 10^{10}$ e A é a área do píxel (veja Tabela 3.2 para a escala dos detectores).

3.5 Ajuste de Elipses às Isofotas

Avalia-se a distribuição de intensidade de uma galáxia elíptica ou lenticular ajustando-se elipses às suas isofotas, assumindo que tais isofotas são elipses intrínsecas. Este procedimento é feito através da tarefa `ellipse` do pacote STSDAS[1] do IRAF[2]. Ao usuário cabe informar os parâmetros iniciais das isofotas, que são o centro (x_0, y_0), o ângulo de posição θ, a razão entre os semi-eixos a e b, medida pela elipticidade $\varepsilon = (1 - b/a)$, e o valor inicial do semi-eixo a do ajuste. É feita então a amostragem da imagem ao longo da isofota informada, produzindo uma distribuição unidimensional da intensidade em função do ângulo de posição θ. O ajuste então computa os coeficientes de uma expansão de Fourier para uma elipse, através de uma rotina de mínimos quadrados. Para cada passo, o ajuste informa o centro, a intensidade média da isofota, o semi-eixo maior, a elipticidade, o fluxo interior à elipse correspondente e ao círculo de mesma área, as magnitudes correspondentes, o número de píxels válidos dentro da elipse e do círculo, os coeficientes de Fourier e os erros associados a cada uma das quantidades que dependem do ajuste.

A expansão de Fourier pode ser representada como

$$I(r) = \sum_{i=0}^{4} \{C_i \cos(i\theta) + S_i \sin(i\theta)\} \tag{3.2}$$

onde o ajuste de tal expansão é uma avaliação dos desvios de várias ordens da circunferência $I = C_0$. Para $C_0 \neq 0$ e $S_{1,2,3,4}, C_{1,2,3,4} = 0$ temos a circunferência, para $S_{1,2}, C_{1,2} \neq 0$ e $S_{3,4}, C_{3,4} = 0$ reproduz-se uma elipse, para os coeficientes de mais alta ordem $S_{3,4}, C_{3,4} \neq 0$ temos os desvios de uma elipse perfeita, que são os casos da elipse com forma de caixa ou de disco (veja a Figura 3.1). Esta expansão pode ser entendida se pensamos em termos dos graus de simetria angular da figura geométrica. Para a circunferência, coeficientes de ordem zero são suficientes para reproduzí-la, enquanto no caso

[1] *STSDAS = Space Telescope Science Data Analysis System*

[2] do inglês *Image Reduction and Analysis Facility*, o IRAF é distribuído pelo NOAO (*National Optical Astronomy Observatories*) que é operado pela *Association of Research in Astronomy, Inc.*, em um acordo cooperativo com a *National Science Foundation*, E.U.A.

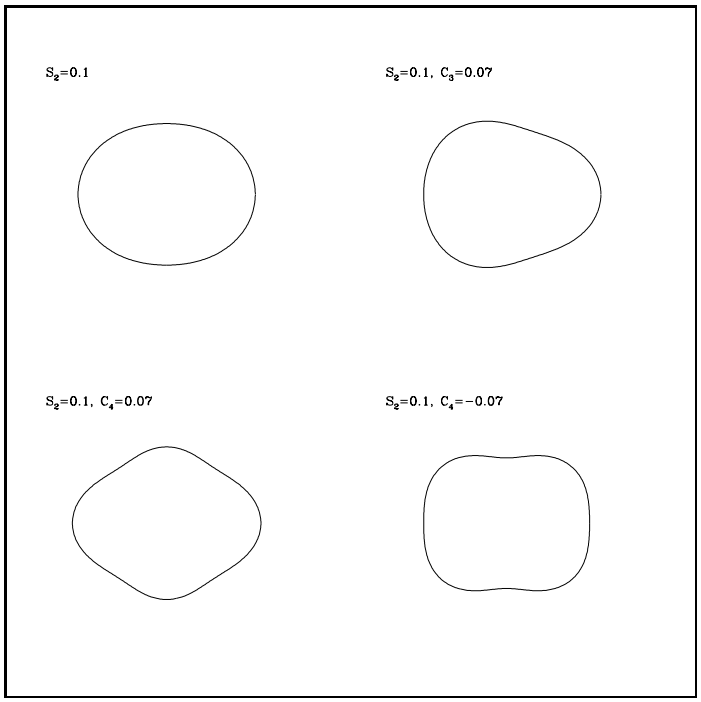

Fig. 3.1: Deformações de uma elipse pela contribuição dos coeficientes de Fourier de alta ordem. Os coeficientes não mencionados são nulos. O coeficiente de terceira ordem S_3 em seno resulta no formato oval. Observe como o coeficiente de quarta ordem do cosseno C_4 produz isofotas com tendência a disco ou a caixa, dependendo do seu sinal.

de uma elipse, que possui simetria de ordem 2, coeficientes desta ordem se fazem necessários. Já no caso dos desvios para caixa ou para disco, ambos simétricos em quarta ordem, tal ordem de coeficientes é usada. Em casos especiais, como o da galáxia IC 4889, observa-se em suas isofotas simetrias de sexta ordem, mas a inclusão dos coeficientes de tal ordem implica em erros de ajuste muito grandes, de forma que os oito usuais, dois para cada uma das 4 ordens, foram mantidos.

Na prática, o ajuste das elipses é repetido inúmeras vezes até que se consiga uma solução estável. Inicialmente o ajuste é proposto a partir de parâmetros iniciais que podem ser medidos diretamente da imagem. Posteriormente, observando-se o resultado do ajuste com relação às condições inicias, refinam-se os parâmetros e um novo ajuste é executado. Esta prática tem se mostrado mais eficiente que aumentar o número máximo de interações

da tarefa `ellipse`, pois esta é suficientemente sensível aos parâmetros iniciais mal informados. Além disso, regiões da galáxia que estão fortemente absorvidas, estrelas de campo na região central da imagem e outras irregularidades podem ser melhor avaliadas e mascaradas num novo arranjo. Assim, o ajuste vai-se refinando até que pequenas modificações não alterem seu resultado final e isso entende-se como a solução estabilizada.

3.6 A Imagem Sintética

A imagem sintética[3] é criada a partir dos resultados do ajuste de elipses (Seção 3.5). Uma vez feito o ajuste à intensidade da galáxia, utiliza-se a tabela de saída do `ellipse` como entrada do `bmodel`, uma outra tarefa do pacote `isophote` cuja finalidade é construir um modelo da distribuição de brilho da galáxia, baseado nos parâmetros que a definem.

A imagem modelo tem um significado importante na construção dos mapas de extinção de cada galáxia (Seção 4.1), pois é ela que representa a contribuição estelar, ou não extinguida, da distribuição de brilho da galáxia. O que nos leva a arguir que a imagem sintética presta-se a este fim é o fato de que o ajuste das elipses é insensível a pequenas irregularidades locais na intensidade das isofotas, causadas por extinção (absorção ou espalhamento) da luz por grãos de poeira. Assim, o ajuste de elipses é definido o suficiente para incluir os parâmetros gerais da distribuição de intensidade, porém não incorpora pequenos decréscimos da intensidade ao longo de cada isofota, adaptando-se aos nossos propósitos.

Há de observar-se que estas características excluem do ajuste, e por conseguinte da imagem sintética, uma possível componente uniforme do meio interestelar, já que a extinção correspondente afetará uma dada isofota em todo o seu percurso, passando desapercebida ao ajuste.

[3] Também denominada *imagem modelo*, esta denominação também aplica-se àquelas criadas de um modelo fotométrico para distribuição tridimensional de brilho da galáxia. No contexto deste trabalho, *imagem modelo* ou *imagem sintética* corresponde à imagem criada a partir do ajuste de elipses, como explicado nesta seção.

4. A POEIRA INTERESTELAR

> Talvez do mundo só reste um terreno baldio coberto de imundícies e o jardim suspenso do paço imperial do Grande Khan. São as nossas pálpebras que os separam, mas não se sabe qual está dentro e qual está fora.
>
> **Ítalo Calvino**, *Cidades Invisíveis*, 1972.

4.1 Mapas de Cor $(V - R)$

Os mapas de cor $(V - R)$ delineam a razão entre os fluxos (ou a diferença das magnitudes) nos dois filtros usados, construídos dividindo-se a imagem em fluxo do filtro V pela do filtro R. Antes de dividí-las, deve-se alinhá-las medindo-se estrelas de campo em ambas e deslocando-se uma delas de forma a coincidir com a primeira. As imagens então são calibradas (seção 3.4) antes de finalmente serem divididas. Nos dados deste trabalho, o alinhamento foi melhor que $\frac{1}{10}$ de píxel para a maioria dos casos, exceto para duas galáxias da amostra, NGC 2865 e NGC 4472, cujas imagens tinham poucas estrelas de campo para se calcular o deslocamento. Nestes casos a parte central da galáxia e outras características morfológicas foram usadas na medida. Pode-se escrever o índice de cor em magnitudes $(V - R)$ simplesmente aplicando as propriedades elementares dos logarítmos aos fluxos F_V e F_R

$$V - R = -2.5 \log(F_V) + 2.5 \log(F_R) = -2.5 \log(\frac{F_V}{F_R}) \qquad (4.1)$$

Os mapas de cor são apresentados no Apêndice A juntamente com as isofotas em V e Hα+[NII]. Os níveis isofotais estão indicados nas respectivas legendas.

Em todos os casos norte está acima e leste à esquerda. Para os mapas de Hα+[NII], adaptados de Macchetto *et al.* (1996), é indicado o nível da isofota mais tênue, em unidades de $10^{-16}\,\mathrm{ergs}^{-1}\,\mathrm{arcsec}^{-2}$. As regiões centrais sem sinal correspondem à saturação de uma ou ambas imagens.

Os mapas são úteis porque quanto maior índice de cor $(V - R)$ maior o avermelhamento da luz proveniente das estrelas. O termo avermelhado é aplicado aqui no sentido de que os comprimentos de onda menores (mais azuis) são mais afetados pela ação da poeira, pois o tamanho dos grãos é comparável ao comprimento de onda nesta região do espectro. Assim, para $\lambda \simeq a$ tem-se que $Q_{\mathrm{ext}} \simeq 1$ (Capítulo 2). Já os comprimentos de onda maiores (mais vermelhos) são pouco afetados pois seu comprimento de onda é maior que o tamanho médio dos grãos, tornando $Q_{\mathrm{ext}} < 1$. Então, se fótons de várias energias atravessam uma nuvem de poeira destas características, aqueles menos energéticos conseguem chegar mais longe. Esta propriedade faz com que um objeto observado além de uma nuvem de poeira tenha o aspecto mais avermelhado, pois faltam-lhe fótons azuis extinguidos ao longo do caminho.

Em geral estrelas mais evoluídas são mais vermelhas que estrelas jovens. Várias galáxias apresentam gradientes radiais de população estelar, o que poderia mimetizar o avermelhamento central. Em contrapartida, a maior ocorrência de efeitos dinâmicos nas regiões centrais galácticas está associada à gênese estelar, o que produziria cores mais azuis no centro. Mesmo assim, para os casos em que o gradiente de cor pudesse ser causado pelas diferentes populações estelares, as estrelas mais comumente apresentam-se sob forma de bojos ou caroços, diferentemente da morfologia das nuvens de poeira (Seção 4.2). Portanto, além de as diferenças de população estelar produzirem cores mais azuis no centro galáctico, quando não é este o caso, a distribuição de poeira apresenta morfologia diversa daquela de componetes estelares.

A partir deste argumento, podemos identificar a presença de poeira com as regiões mais avermelhadas dos mapas de cor. Entretanto, o avermelhamento é condição necessária mas não suficiente para atribuir-se-lhe a presença da poeira, pois outros fatores podem produzir o mesmo efeito.

Outros efeitos incluem problemas na diferença da qualidade da observação

devido à convolução atmosférica[1]. A convolução atmosférica é a redistribuição da energia de uma fonte puntual em uma distribuição aproximadamente gaussiana, cujo σ em questão corresponde à qualidade da observação, ou a escala mínima de confiabilidade dos dados. Este efeito é provocado pela refração da luz pelas diversas camadas da atmosfera e pode variar durante as observações. Por isso, duas imagens do mesmo objeto podem estar naturalmente convoluídas de maneira diferente (diferentes σ's) e um mapa que avalia a razão entre elas deve levar em conta esta característica. Uma solução para o problema é aplicar uma convolução artificial à imagem de melhor qualidade até que se equipare à pior delas. Desafortunadamente, a aplicação de um filtro gaussiano introduz padrões na imagem que poderiam ser confundidos com efeitos de poeira. Em face desses problemas, optou-se por não equiparar as imagens cujos σ's de convolução fossem diferentes, fazendo-se a ressalva de que não se pode discutir sobre os efeitos em uma escala menor que $\sim 2\sigma$ da pior das imagens.

4.2 Massa e Morfologia da Nuvem de Poeira

Na determinação da massa da poeira interestelar usam-se os princípios teóricos da extinção delineados no Capítulo 2 associados às técnicas de redução explicadas na Seção 3.6. Em primeiro lugar, constroem-se as imagens modelo $V_{\rm mod}$ e $R_{\rm mod}$ para, subtraindo-as das respectivas imagens observadas, produzir as imagens da extinção associado à poeira presente na galáxia, onde se pode medir $A_{\rm V}$ e $A_{\rm R}$, listados na Tabela 4.1. Os mapas de extinção concordam bem com os mapas $(V - R)$, conforme explicado na seção anterior. Reescrevendo a Equação (2.4) em magnitudes para o caso de filtros V e R, temos

$$\begin{aligned} A_{\rm V} &= V_{\rm obs} - V_{\rm mod} \\ A_{\rm R} &= R_{\rm obs} - R_{\rm mod} \end{aligned} \tag{4.2}$$

Usando a Equação (2.21), pode-se calcular N_d medindo a extinção $A_{\rm V}$

[1] efeitos de *seeing*.

dos respectivos mapas e o tamanho médio da nuvem S a partir das isofotas mais externas dos mapas de cor $(V - R)$. O fator de eficiência é modelado a partir das considerações acerca das propriedades físicas dos grãos de poeira (Seção 2.2). Assim, N_d fica completamente determinado. De posse destas quantidades, podemos determinar a massa total da poeira. É importante salientar que o nosso método produz uma estimativa do limite inferior para a massa de poeira interestelar, a saber, aquela componente agrupada em nuvens, caminhos ou discos de poeira, que se torna mais evidente justamente por estar mais concentrada.

De posse destas quantidades, pode-se prosseguir no cálculo da poeira. Em primeiro lugar, a densidade de grãos por unidade de volume N_d relaciona-se com a densidade de massa lembrando-se que

$$\rho = \frac{4}{3}\pi\langle a\rangle^3 \rho_{Si}\ N_d \tag{4.3}$$

Supõe-se que $\rho_{Si} \simeq 2.55$ g/cm^3 é a densidade específica do silício a baixas temperaturas e $\langle a\rangle$ o primeiro momentum da distribuição de grãos, que corresponde ao tamanho médio, isto é

$$\langle a\rangle = \int_{a_-}^{a_+} f(a)\, a\, da \tag{4.4}$$

Desta forma, tendo estimado o tamanho médio S da nuvem de poeira pode-se escrever, considerando uma nuvem aproximadamente esférica

$$M_d = \rho V = \frac{4}{3}\pi\langle a\rangle^3 \rho_{Si}\ N_d\ \frac{4}{3}\pi S^3 \tag{4.5}$$

ou de forma sucinta

$$M_d = \frac{16}{9}\pi^2 \rho_{Si}\ N_d\ \langle a\rangle^3\ S^3 \tag{4.6}$$

Quando a morfologia da nuvem de poeira não se aproxima de uma esfera, são feitas as correções pertinentes na expressão para o volume da nuvem. Os valores envolvidos na estimativa descrita acima podem ser apreciados na Tabela 4.1, onde se vê que a massa da poeira varia desde 10^2 até 10^5 $M_\odot$. É interessante comparar esta grandeza com a massa do gás ionizado calculada por Macchetto *et al.* (1996). Na Figura 4.1, que mostra a relação entre a massa destas duas componentes, pode-se ver que o conteúdo de gás

ionizado e de poeira na região central das galáxias elípticas e lenticulares é comparável. Este fato aliado à distribuição morfológica do gás ionizado e da poeira (Apêndice A) sugere outros aspectos em comum destas duas componentes. Em especial, vê-se que morfologicamente o gás ionizado e a poeira distribuem-se de maneira mutuamente excludente, isto é, onde o gás está mais concentrado, sua emissão mascara a extinção da poeira e, por outro lado, onde a poeira aglutina-se mais, sua absorção dissimula a emissão do gás. Tais características poderão ser melhor avaliadas na seção seguinte, onde serão discutidos os casos individuais.

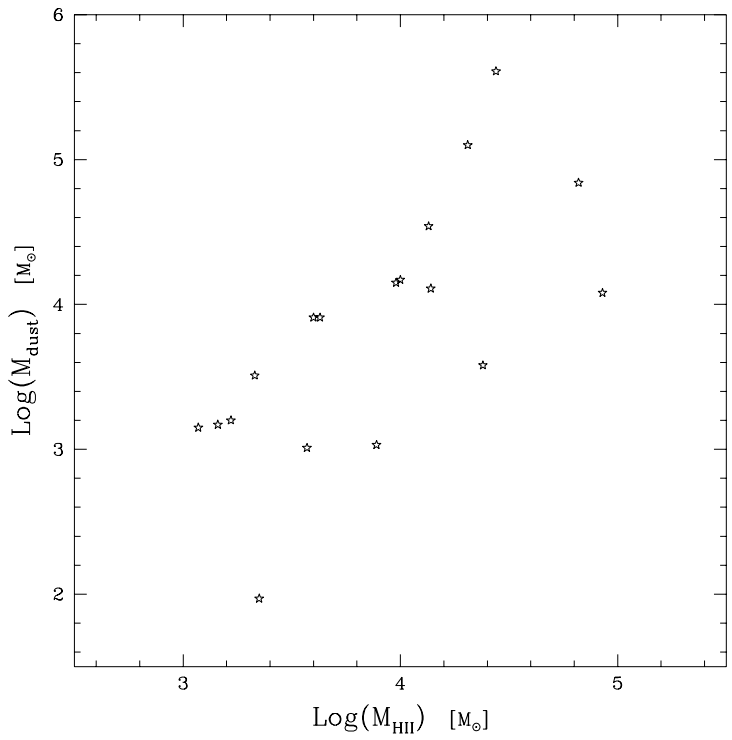

Fig. 4.1: Correlação entre a massa da poeira $M_{\rm d}$ (este trabalho) e a massa do gás ionizado $M_{\rm HII}$ (Macchetto *et al.* 1996).

4.3 Descrição Individual das Galáxias

Como a morfologia da distribuição de poeira é muito variada ao longo das galáxias da amostra, vale discutí-las separadamente, salientando os aspectos

Tab. 4.1: Medidas das propriedades físicas das nuvens de poeira

Galáxia	$A_V \pm \sigma$	$A_R \pm \sigma$	$(V-R) \pm \sigma$	$\bar{S}$(Kpc)	$\log M(M_\odot)$	Morf.
NGC 533	0.022±0.023	0.012±0.010	0.563±0.04	9.6*	4.84	F
NGC 636	0.021±0.019	0.036±0.036	0.679±0.09	3.4*	3.91	RE
NGC 1600	0.034±0.030	0.021±0.018	0.634±0.01	18.6*	5.61	F
NGC 2865	0.016±0.016	0.013±0.011	0.622±0.01	6.0	4.30	RE
NGC 3268	0.009±0.008	0.006±0.005	0.666±0.03	2.2†	3.17	DP
NGC 3311	0.014±0.012	0.018±0.019	0.661±0.02	2.5†	3.50	RE
NGC 3379	0.027±0.035	0.028±0.032	0.597±0.03	(1.1)‡	(1.97)	DP
NGC 3489	0.084±0.052	0.097±0.063	0.522±0.05	1.2*	3.91	F
NGC 3607	0.015±0.012	0.017±0.020	0.615±0.03	(1.7)†	(3.20)	DP
NGC 4472	0.009±0.008	0.010±0.009	0.610±0.01	(1.9)‡	(3.03)	DP
NGC 4473	0.017±0.014	0.016±0.015	0.668±0.03	(1.5)†	(3.15)	DP
NGC 4552	0.017±0.015	0.018±0.016	0.607±0.03	(1.3)‡	(3.01)	F
NGC 5044	0.013±0.011	0.008±0.007	0.661±0.02	5.2‡	4.08	F
NGC 5812	0.016±0.019	0.008±0.009	0.658±0.05	5.1*	4.15	RE
NGC 5813	0.020±0.018	0.014±0.014	0.658±0.05	4.3‡	4.11	RE
NGC 5903	0.040±0.044	0.039±0.044	0.648±0.06	3.3‡	4.17	RE
NGC 6483	0.030±0.026	0.025±0.023	0.615±0.05	8.7	4.89	F
NGC 6758	0.006±0.005	0.014±0.010	0.664±0.09	4.3*	3.58	RE
NGC 6909	0.042±0.033	0.028±0.020	0.495±0.03	1.7	3.61	DP
IC 4797	0.049±0.051	0.029±0.029	0.603±0.07	3.4	4.29	F
IC 4889	0.021±0.017	0.016±0.011	0.686±0.03	6.9‡	4.54	RE
IC 5105	0.022±0.021	0.010±0.009	0.615±0.04	12.9*	5.10	RE

Valores medidos para a extinção A_V e A_R, o índice de cor $(V-R)$, o tamanho típico S da nuvem de poeira, a massa total da poeira e a morfologia da nuvem para as galáxias da amostra. Morfologia: DP – disco pequeno, F – Filamentar, RE – Regularmente extendida; Escala relativa ao tamanho da distribuição do gás (Macchetto *et al.*1996): $\star$ – maior, $\dagger$ – igual, $\ddagger$ – menor. (Valores entre parênteses estão no nosso limite de detecção.)

particulares de cada caso. É usada a mesma classificação de Macchetto *et al.* (1996), de acordo com a morfologia e tamanho:

- disco pequeno (DP): filamentos pequenos e fracos; diâmetro médio $\leq$ 4 Kpc;
- regularmente extendida (RE): similar ao DP, porém maior (4 a 8 kpc);
- filamentos (F): estrutura filamentar, frequentemente se estendendo até 10 Kpc do centro galáctico.

NGC 533. Esta galáxia possui a poeira distribuída na forma de filamentos, estendendo-se até 20″ do centro da galáxia. De forma geral, o gás

ionizado apresenta o mesmo tipo de distribuição, porém um pouco mais concentrado.

NGC 636. Nesta galáxia a distribuição de poeira é asimétrica com uma forma de cone na direção sudoeste, enquanto o gás ionizado apresenta-se como um disco pequeno, de forma que o eixo maior do disco é perpendicular ao eixo do cone. Novamente, a nuvem de poeira entende-se mais que a de gás ionizado.

NGC 1600. Neste caso, a diferença entre as dimensões da nuvem de poeira e a de gás ionizado é ainda mais evidente. A poeira estende-se até mais de $15''$ com uma estrutura asimétrica filamentar na direção oeste, enquanto a emissão do gás está localizada num disco central de tamanho $5'' \times 5''$.

NGC 2865. Esta galáxia apresenta uma extensa nuvem fragmentada até quase $20''$ do núcleo. A forma assimétrica do mapa de cor é devida a uma estrela de campo naquela posição. Nenhum gás ionizado foi observado nesta galáxia.

NGC 3268. Um pequeno disco de poeira e gás ionizado é observado nos $5''$ internos desta galáxia. Observe que a distribuição da poeira é assimétrica com respeito ao eixo maior da galáxia, na direção sudeste. O oposto é observado para o gás ionizado. O disco de poeira pode ser visto como uma deformação na isofota V mais interna.

NGC 3311. A nuvem de poeira tem uma estrutura alongada orientada ao longo da direção norte-sul, enquanto a nuvem de gás ionizado é aproximadamente esférica, com uma faixa de extinção que coincide com o padrão observado na nuvem de poeira.

NGC 3379. A poeira está concentrada numa nuvem assimétrica na direção sul. Por outro lado, a emissão de gás ionizado mostra um anel de absorção ao sul do núcleo da galáxia. Este anel foi recentemente analisado em detalhe a partir de imagens de grande resolução espacial por Pastoriza *et al.* (1999).

NGC 3489. Está é uma galáxia classificada como SO/Sa. A poeira apresenta um padrão complexo de absorção que tem forma de caminhos (no lado leste) ou de estrutura filamentar (no lado oeste). A absorção é também observada nas isofotas V, produzindo isofotas com forma de caixa nos $20''$ mais internos. O gás ionizado, sob forma de filamentos, é assaz irregular

nesta região, onde alguns padrões de absorção podem ser vistos.

NGC 3607. Esta é outro caso onde a poeira e o gás ionizado apresentam-se sob a forma de um pequeno disco assimétrico. A extinção devido à poeira é mais extendida no lado nordeste, enquanto a emissão do gás ionizado é mais forte no lado sudoeste.

NGC 4472. A nuvem de poeira tem formato de um disco pequeno, similar ao do gás ionizado, embora este último seja mais extenso.

NGC 4473. O mapa de cor $V - R$ desta galáxia mostra um disco de extinção visto de lado, enquanto a emissão do gás ionizado é aproximadamente esférica. O disco de extinção pode ser visto na região central da emissão do gás. É interessante comparar com a galáxia IC 5105 onde o oposto é observado.

NGC 4552. Esta é uma galáxia S0 com um nível muito baixo de extinção, ao menos no limite de detecção destes dados, sob forma de filamentos, mais elongados na direção nordeste, enquanto o gás ionizado estende-se mais na direção sudoeste.

NGC 5044. A distribuição de poeira é irregular nesta galáxia, concentrada nos $10''$ mais internos, onde duas nuvens centrais podem ser vistas. Esta galáxia tem uma emissão do gás ionizado muito intensa, sob forma de filamentos que se estendem até $40''$ a partir do centro, mais alongada na direção sul da galáxia. Esta galáxia parece ter a poeira e o gás misturados, embora a morfologia do gás ionizado não é produzida pela extinção da poeira, pois a nuvem de poeira é menos extensa que a do gás ionizado.

NGC 5812. A poeira é distribuída regularmente nos $13''$ mais internos e mais estendida que a emissão do gás ionizado. Entretanto, ambos apresentam a mesma morfologia geral.

NGC 5813. Este é outro caso de distribuição assimétrica da extinção da poeira, que se apresenta em forma de filamentos. As nuvens mais densas de poeira seguem aquelas de gás ionizado. Os efeitos destas nuvens podem ser vistos nas isofotas V destas galáxia.

NGC 5903. Neste caso a poeira localiza-se em uma região menor que aquela coberta pela emissão do gás. Ambas mostram morfologia similar.

NGC 6483. Esta galáxia mostra uma distribuição filamentar e irregular, mais alongada na direção sudoeste. Nenhuma emissão de gás ionizado é

observado nesta galáxia.

NGC 6758. Neste caso, pode-se ver um disco assimétrico de poeira, mais direcionado para o lado sudoeste, enquanto o gás está distribuído numa nuvem mais homogênea.

NGC 6909. A poeira está concentrada num pequeno disco de lado, orientado na direção leste. Nenhum gás ionizado é observado nesta galáxia.

IC 4797. Esta galáxia possui uma distribuição filamentar de poeira, que parece estar obscurecida na direção nordeste. Nenhum gás ionizado é observado neste caso.

IC 4889. Esta galáxia SO mostra uma nuvem de absorção muito estendida na direção nordeste do núcleo. Também possui uma emissão intensa e estendida do gás ionizado. As regiões não extinguidas na direção sul do núcleo coincide com as regiões de emissão mais intensa.

IC 5105. Esta galáxia mostra uma forte correlação morfológica entre a nuvem de poeira e a de gás ionizado. Duas regiões de absorção estendem-se nas direções noroeste e sudeste do núcleo, separadas por uma região estreita de emissão do gás. Compare este caso com a galáxia NGC 4473, onde o oposto é observado.

4.4 Mecanismo de Aquecimento da Poeira

Há vários mecanismos que em princípio poderiam ser responsáveis pelo aquecimento da poeira. Binette *et al.* (1994) desenvolveram um modelo de fotoionização do gás para galáxias elípticas, demonstrando que as estrelas Pós-AGB são a principal fonte de fótons ultravioleta para populações com idades de até 10^{10} anos, enquanto outras fontes, como núcleos expostos de nebulosas planetárias, tambm podem contribuir significativamente até $2\,10^9$ anos. Existem outras alternativas possíveis, como os elétrons "quentes" do gás em emissão ou ainda caroços expostos de estrelas pós gigantes vermelhas. O problema com este último é que também produzem emissão de raios-X, que só é observada numa pequena parcela da nossa amostra.

Recentemente, Macchetto *et al.* (1996) encontraram uma correlação entre a luminosidade em Hα+[NII] e a luminosidade B, dentro da região abrangida pela emissão do gás. Também demonstraram que estrelas Pós-AGB fornecem

radiação ionizante o suficiente para explicar a luminosidade Hα observada, sendo que na maioria dos casos haviam mais fótons ultravioleta do que o necessário para produzir a luminosidade $L_{H\alpha}$ observada, tipicamente sobravam fótons por um fator de $1.5 - 2$. Esse excesso de fótons está disponível para aquecer a poeira que os reprocessa emitindo-os em comprimentos de onda do infravermelho. Este argumento é reforçado pela correlação entre a massa da poeira e a luminosidade no azul $L_{\rm B}$, ilustrada na Figura 4.2. Note que tanto nesta figura como nas demais que envolvem quantidades dependentes da distância, os gráficos foram construídos de forma que o eixo das ordenadas seja uma razão entre os parâmetros envolvidos. Desta forma, somente o eixo das abcissas depende da distância, e neste caso um comportamento constante implica numa correlação linear verdadeira e não uma contribuição espúria por um efeito da distância em que a galáxia se encontra.

Uma estimativa da luminosidade da poeira pode ser obtida assumindo-se um modelo simples em que a poeira está distribuída de maneira aproximadamente uniforme ao redor das fontes de radiação ou concentrada em nuvens esfericamente simétricas. Assim sendo, a energia total absorvida pela poeira e reemitida no infravermelho $L_{\rm IV}$ está relacionada à luminosidade ultravioleta incidente $L_{\rm UV}$ através da expressão (Bonatto e Pastoriza 1997)

$$\frac{L_{\rm IV}}{L_{\rm UV}} = \frac{\Omega}{4\pi}\,(1 - e^{-\tau_{\rm eff}}) \tag{4.7}$$

onde Ω é o ângulo sólido coberto pela distribuição da poeira e $\tau_{\rm eff}$ é a profundidade ótica efetiva da radiação ultravioleta ao longo da linha de visada, definida como $\tau_{\rm eff} = A_{\rm UV}/1.086$. Considerando uma lei de extinção Galáctica $A_{\rm UV} \simeq 5\,A_{\rm V}$. $A_{\rm V}$ é medido dos mapas de extinção. Pode-se estimar $L_{\rm UV}$ a partir do cálculo de $L_{\rm H\alpha}^{\rm calc}$ de Macchetto *et al.* (1996) juntamente com a teoria de recombinação (Osterbrock 1974)

$$L_{\rm UV} = \frac{L_{\rm H\alpha}^{\rm calc}}{h\nu_{\rm H\beta}}\,\frac{1}{2.85}\,\frac{\alpha_{\rm B}({\rm H^0T})}{\alpha_{\rm H\beta}({\rm H^0T})} \tag{4.8}$$

onde $\alpha_{\rm B}({\rm H^0T})$ e $\alpha_{\rm H\beta}({\rm H^0T})$ são os coeficientes de recombinação. A partir de $L_{\rm H\alpha}^{\rm calc}$ calcula-se $L_{\rm UV}$ usando a Equação (4.8) e então, a partir da Equação (4.7)

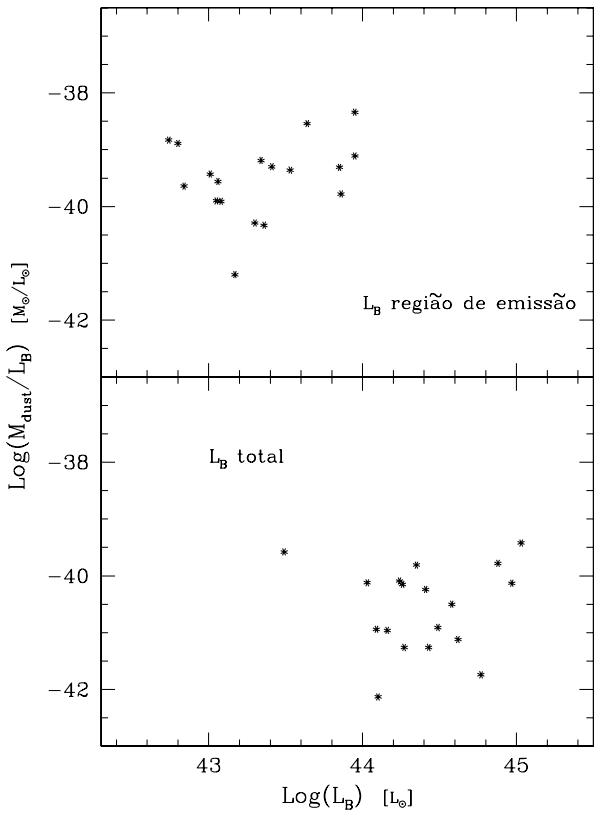

Fig. 4.2: A massa da poeira normalizada pela luminosidade azul correspondente em função da luminosidade azul, medida dentro da região de emissão (painel superior) e integrada em toda galáxia (painel inferior).

calcula-se $L_{\rm IV}^{\rm calc}$. A correspondência subjacente a este cálculo pode ser entendida pensando-se que de uma luminosidade Hα é calculada a luminosidade ultravioleta necessária para produzir tal ionização, e a partir desta luminosidade ultravioleta estima-se a luminosidade infravermelha oriunda do reprocessamento dos fótons ultravioletas pela poeira, que são reemitidos em comprimentos de onda infravermelhos.

Para que esta estimativa seja válida é necessário que seus resultados sejam comparados com outros obtidos de maneira independente. Uma destas maneiras é obter a luminosidade infravermelha a partir dos fluxos IRAS observados, em especial as duas componentes $L_{\rm IV}^{\rm F}$ e $L_{\rm IV}^{\rm M}$. $L_{\rm IV}^{\rm F}$ corresponde à

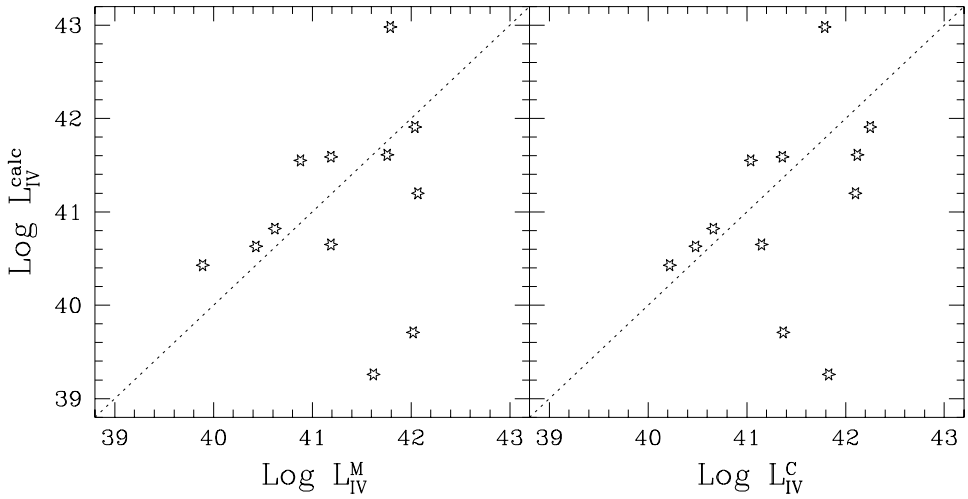

Fig. 4.3: Comparação entre o valor calculado de $L_{\rm IV}^{\rm calc}$ e as duas componentes observadas $L_{\rm IV}^{\rm F}$ e $L_{\rm IV}^{\rm M}$.

componente fria da emissão infravermelha, que admite que a maior parte da emissão da poeira é produzida em 60 e 100 μm, enquanto $L_{\rm IV}^{\rm M}$ corresponde à componente morna, cujas principais componentes estão em 25 e 60 μm. Estas componentes sao escritas como (Bonatto e Patoriza 1997)

$$\begin{aligned} L_{\rm IV}^{\rm M} &= 47.16 + 2\log[z(1+z)] + \log(2.4\,S_{25} + S_{60}) \\ L_{\rm IV}^{\rm F} &= 46.73 + 2\log[z(1+z)] + \log(2.58\,S_{60} + S_{100}) \end{aligned} \tag{4.9}$$

onde $z = (\lambda - \lambda_0)/\lambda_0$ é o desvio para o vermelho e $S_\lambda,\ \lambda = 25, 60, 100\,\mu$m as densidades dos fluxos IRAS em janskys nestes comprimentos de onda.

A Figura 4.3 mostra justamente a relação entre a luminosidade infravermelha $L_{\rm IV}^{\rm calc}$ calculada a partir de $L_{\rm UV}$, que por sua vez foi obtido de $L_{\rm H\alpha}$, e as duas componentes $L_{\rm IV}^{\rm F}$ e $L_{\rm IV}^{\rm M}$ obtidas a partir das medidas do IRAS. Pode-se ver que, exceto para dois casos de baixa luminosidade infravermelha, NGC 3311 e NGC 4473 abaixo à direita, existe uma razoável concordância entre os dois conjuntos de dados.

Este simples cálculo sugere que as estrelas Pós-AGB são uma fonte ideal

de fótons ionizantes para o gás, como mostrado por Macchetto *et al.* (1996), e também uma fonte de aquecimento para a poeira. Isso não prova que este seja o único mecanismo capaz de produzir a emissão observada para a poeira, mas esclarece que as estrelas Pós-AGB podem produzir fótons ultravioleta suficientes para as duas componentes da matéria interestelar.

4.5 Emissão Infravermelha

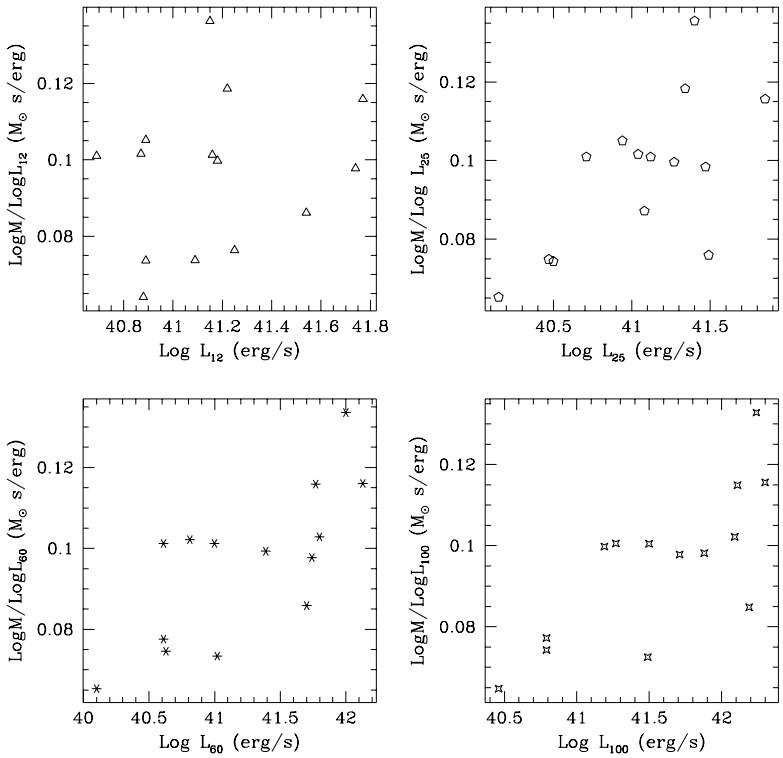

Fig. 4.4: A razão entre a massa da poeira e as luminosidades IRAS como função das luminosidades IRAS em diferentes comprimentos de onda.

Investigou-se as propriedades da emissão infravermelha desta amostra de galáxias, procurando por uma relação entre a massa da poeira e as luminosidades no infravermelho medidas pelo IRAS, como mostrado na Figura 4.4. Note que novamente o gráfico foi construído como massa sobre luminosidade em função da luminosidade, para evitar os efeitos de distância, como

explicado acima. Há uma tendência geral de crescimento da massa com a luminosidade, entretanto o espalhamento é grande, embora a correlação seja mais forte para comprimentos de onda maiores. Em 12 μm quase não há correlação e as duas componentes poderiam ser atribuídas à população estelar da galáxia, que ainda emitem neste faixa do espectro. Para comprimentos de onda maiores, a contribuição da componente estelar diminui e a emissão da poeira aumenta. Como a correlação se intensifica em direção a 100 μm, o pico da emissão infravermelha da poeira deve estar além de 100 μm, indicando que a poeira é fria, com temperatura $T < 23$ K, admitindo-se uma lei de corpo negro.

5. PARÂMETROS FOTOMÉTRICOS

> É bom renovar a nossa capacidade de assombro – disse o filósofo – a viagem espacial nos torna crianças outra vez.
>
> **Ray Bradbury**, *Crônicas Marcianas*, 1946.

Nesta seção serão discutidos os efeitos que a poeira produz nas propriedades fotométricas das galáxias da amostra. O efeito mais pronunciado, conforme discutido no Capítulo 4, é o avermelhamento observado nos mapas de cor destas galáxias. Além dos efeitos mais acentuados, outros sutis podem ser notados e servem para inferir-se outras propriedades da poeira. No final, são mostradas as relações que os parâmetros fotométricos e as propriedades da matéria interestelar guardam entre si.

5.1 Perfis de Brilho e suas Leis de Ajuste

Nesta seção será discutido o perfil de brilho característico das galáxias elípticas, resultado do ajuste das elipses às isofotas (Sec. 3.5). Do ajuste do perfil de brilho determinam-se dois dos parâmetros globais das galáxias elípticas, r_e e I_e, onde r_e é o raio que contém metade da luminosidade da galáxia e I_e a intensidade neste raio. Ambos são importantes na definição da escala fotométrica de uma galáxia elíptica. Nas subseções seguintes serão descritas as leis de ajuste mais importantes (Hubble, Vaucouleurs e Sersic), seus problemas e virtudes e a metodologia usada no ajuste do perfil de brilho para as galáxias da amostra. A seguir são apresentados os resultados do ajuste da lei de Sersic para as galáxias da amostra.

5.1.1 Lei de Hubble

A vantagem que o perfil de Hubble tem sobre o de Vaucouleurs e o de Sersic é de não divergir para regiões centrais. Entretanto, O coeficiente I_0 do perfil de Hubble representa a intensidade para $r = 0$, isto é, a intensidade no centro fotométrico da galáxia, quantidade que não pode ser medida diretamente por estar muito atenuada pela convolução atmosférica. O perfil de Hubble

$$I(r) = \frac{I_0 r_0^2}{(r + r_0)^2} \tag{5.1}$$

é muito usado também para ajustar perfis de brilho de aglomerados globulares e em ajustes não muito rigorosos de elípticas. Uma utilidade prática da Lei de Hubble é a possibilidade de se calcular a distribuição projetada de matéria (assumindo-se uma razão massa-luminosidade) a partir de uma distribuição bidimensional de brilho, pois no caso de Vaucouleurs e Sersic, a integração analítica é muito complicada (embora factível) para fins práticos. Por essa razão muitas vezes prefere-se o ajuste de Hubble, dependendo do uso que se pretende.

5.1.2 Lei de Vaucouleurs

A Lei de Vaucouleurs é basicamente uma lei exponencial de brilho. Sua principal característica é o exponente do raio que é argumento da exponencial

$$I(r) = I_e \ \exp\left\{-7.67\left[\left(\frac{r}{r_e}\right)^{\frac{1}{4}} - 1\right]\right\} \tag{5.2}$$

por isso também chamada de lei de $r^{1/4}$. Ela deriva do fato observacional de que o perfil de brilho em magnitudes destas galáxias é função aproximadamente linear da raiz quarta do raio. Este fato levou Vaucouleurs a formular um perfil que incorporasse este fato. Os parâmetros que fazem parte da Equação (5.2), I_e e r_e são a intensidade e o raio específicos, r_e é o raio que contém metade da luminosidade da galáxia e $I_e = I(r_e)$. Examinando o comportamento da função de Vaucouleurs perto da origem, que é uma função exponencial, vê-se que ela diverge para raios muito pequenos. Esta divergência entre a Lei de Vaucouleurs e o perfil observado se agrava

pelo efeito da convolução atmosférica, que tende a redistribuir a energia da região central para regiões mais externas.

Outra característica importante que deve ser mencionada é o fato de a Lei de Vaucouleurs não ser realmente uma lei de ajuste. Quando calcula-se a magnitude integrada da galáxia através de elipses concêntricas, podemos determinar experimentalmente qual o raio que incorpora metade da luminosidade da galáxia, que é a definição de r_e. Assim também determinamos $I_e = I(r_e)$ e não nos resta nenhuma quantidade a ser ajustada. Na prática porém, não são todos os casos em que se possui fotometria sensível o suficiente para integrar a luminosidade até o limite da galáxia, e assim opta-se por determinar (I_e, r_e) a partir do ajuste da Equação (5.2) para as regiões mais centrais onde a fotometria é confiável.

É nesse contexto que surgem as desconfianças quanto à fidelidade da representação do perfil de uma galáxias elíptica ou lenticular pela Lei de Vaucouleurs. Em primeira análise, o fato de não se tratar de uma lei de ajuste *per se* implica que todas as elípticas e lenticulares possuiriam intrinsecamente a mesma estrutura, uma simplificação mordaz destas galáxias. Além disso, os resultados para os parâmetros (I_e, r_e) deveriam ser os mesmos, quer integrados até o limite da luminosidade, quer ajustados via Equação 5.2, entretanto dificilmente chega-se a uma concordância entre estes resultados.

Embora a Lei de Vaucouleurs tenha sido a mais usada ao longo dos anos, alguns trabalhos recentes começam a investigar uma alternativa que melhor represente o perfil de galáxias elípticas e lenticulares, como a Lei de Sersic, discutida a seguir.

5.1.3 Lei de Sersic

O perfil de Sersic (Sersic 1968) é uma generalização natural do perfil de Vaucouleurs. Enquanto o perfil de Vaucouleurs têm a potência de r fixa, o perfil de Sersic permite potências variadas. Esta maior versatilidade do perfil de Sersic torna-o mais genérico e resulta em ajustes de melhor qualidade. Além disso, para casos em que é necessário associar à lei de Vaucouleurs um disco exponencial, por exemplo para as galáxias lenticulares, a lei de Sersic ajusta-se sozinha. Define-se como:

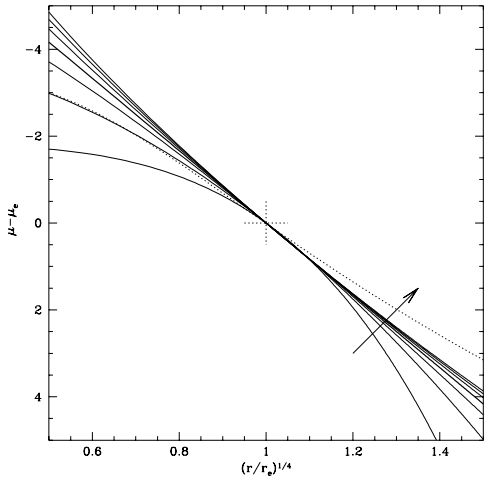

Fig. 5.1: Perfis de brilho de galáxias elípticas e lenticulares. Os Perfis de Sersic de grau variado ($1 \leq n \leq 7$) são mostrados em linha contínua, com o grau crescendo no sentido da seta; o de Vaucouleurs ($n = 4$) com linha mais escura e o de Hubble com linha pontilhada. A cruz central indica onde $r = r_e$ e $I = I_e$ ou $\mu = \mu_e$

$$\begin{aligned} I(r) &= I_n \,\mathrm{dexp}\left\{-b_n\left[\left(\frac{r}{r_n}\right)^{\frac{1}{n}} - 1\right]\right\} \\ b_n &= 0.868n - 0.142 \end{aligned} \tag{5.3}$$

onde o parâmetro b_n é definido de forma que o raio efetivo r_n contenha metade da luminosidade da galáxia e $I_n = I(r_n)$. A notação dexp() indica um exponente de base decimal.

Comparando Sersic com Vaucouleurs, nota-se que Sersic de grau 4 ($n = 4$) coincide com Vaucouleurs. Nos ajustes realizados para as galáxias da amostra observou-se que n variou de 1.5 até 8, mostrando que em muitos casos Vaucouleurs não ajusta os perfis. De qualquer forma, usando a lei de Sersic para uma galáxia cujo perfil segue o de Vaucouleurs, recai-se neste caso ao encontrar $n = 4$. A inclusão de um novo parâmetro justifica-se pela melhor qualidade do ajuste e pelo fato de tornar-se desnecessário uma lei de disco associada. Desta forma, ao invés de termos 4 parâmetros (I_e, r_e em Vaucouleurs, I_0, r_0 no disco) teremos apenas 3 (I_n, r_n, n em Sersic) com

uma qualidade igual ou superior no ajuste. Por estes motivos, a lei de Sersic representa não só uma generalização da lei de Vaucouleurs, ao incluir-lhe uma maior versatilidade, mas também um simplificação, ao tornar desnecessária a inclusão de um disco na maioria dos casos. A experiência tem mostrado que mesmo as galáxias que não apresentam um disco em seu perfil, cobrem um largo intervalo em n, indicando sua natureza diversa não representada pela lei de Vaucouleurs.

5.1.4 Ajuste às Galáxias da Amostra

Para se fazer o ajuste aos perfis observados, a lei de Sersic foi escolhida por ser a mais genérica e por incorporar a lei de Vaucouleurs. Os perfis foram construídos medindo-se as intensidades médias das elipses, entretanto para este fim seus parâmetros foram mantidos fixos. A elipticidade, o ângulo de posição e o centro das elipses foram fixados como os valores médios das isofotas mais externas no ajuste do `ellipse` para construção das imagem sintética (seção 3.6).

5.2 Correlações

Até aqui, foram investigadas propriedades fotométricas que diretamente pouco tinham a ver com a poeira, exceto pelo fato da luz da galáxia estar atenuada pelos efeitos de extinção. Nesta seção, tentar-se-á mostrar que o estudo das correspondências entre os vários parâmetros fundamentais destas galáxias pode revelar uma nova ordem subjacente entre suas propriedades.

A primeira correlação, entre μ_e e r_e, mostrada na Figura 5.2-a, é prevista pelo teorema do virial. É o que se observa na referida figura: quanto menor o raio efetivo, mais brilhante a intensidade específica.

A segunda destas relações, apresentada na Figura 5.2-b, mostra o primeiro dos resultados importantes: se o perfil de brilho das galáxias elípticas e lenticulares fosse mesmo regido pela lei de Vaucouleus, então o que se veria seria uma linha constante na altura de $n = 4$. Não é o que se observa, mostrando a melhor flexibilidade da lei de Sersic com relação a Vaucouleurs. Além disso, pode-se inferir que n caracteriza o grau de concetração da distri-

Tab. 5.1: Parâmetros do ajuste da lei $r^{1/n}$

Galáxia	μ_e^V	σ_μ	r_e(")	σ_r(")	n	σ_n	min(")	max(")
NGC 533	26.9	0.36	116.19	17.57	6.9	0.56	10.2	61.9
NGC 636	21.6	0.13	23.84	1.47	5.5	0.29	5.4	44.9
NGC 1600	26.0	0.46	90.89	21.42	6.8	0.79	8.5	61.9
NGC 2865	24.7	0.41	29.73	5.36	4.5	0.71	6.4	38.6
NGC 3268	26.3	0.74	49.68	1.54	8.4	1.28	2.8	32.4
NGC 3311	22.7	0.12	36.44	2.64	3.0	0.13	3.6	48.1
NGC 3379	19.3	0.05	16.69	0.45	3.2	0.08	3.5	47.8
NGC 3489	20.2	0.02	30.45	0.32	1.5	0.06	17.5	87.8
NGC 3607	21.6	0.07	48.54	1.54	5.3	0.25	15.6	105.7
NGC 4472	20.2	0.07	38.45	1.54	3.1	0.09	4.7	36.1
NGC 4473	19.8	0.07	18.70	0.63	4.1	0.17	5.8	31.0
NGC 4552	19.3	0.10	13.96	0.84	2.7	0.15	2.8	33.4
NGC 5044	21.6	0.08	28.72	1.19	3.0	0.12	6.4	32.6
NGC 5812	20.7	0.09	15.58	0.67	5.5	0.28	4.4	53.2
NGC 5813*	22.6	0.04	51.78	1.47	5.0	0.00	6.4	43.7
NGC 5903	24.2	0.33	104.15	15.39	7.4	0.40	3.6	39.6
NGC 6483	21.6	0.09	18.36	0.93	4.4	0.15	2.8	54.4
NGC 6758	21.5	0.04	22.47	0.48	4.3	0.07	4.5	66.0
NGC 6909	22.0	0.05	42.63	1.08	1.9	0.06	12.8	93.7
IC 4797	21.1	0.21	24.93	3.15	5.2	0.37	3.1	40.7
IC 4889	21.4	0.11	28.46	1.67	4.5	0.14	2.7	60.0
IC 5105	23.0	0.23	50.20	6.01	6.8	0.41	4.5	75.0

$\star$ - n mantido fixo.

buição de brilho, pois para μ_e mais brilhante (mais central) temos n menor (mais concentrado). Esta interpretação justifica-se ainda mais ao examinar-se a Figura 5.2-c, onde pode-se usar o mesmo argumento vendo-se que r_e maiores (distribuição de brilho mais extensa) corresponde a n maiores. Embora neste caso a correlação não seja tão visível, pode-se vislumbrar uma zona de esclusão onde n pequenos nunca correspondem a r_e grandes. Neste ponto pode ser uma boa idéia reexaminar a Figura 5.1

As três últimas relações envolvem o parâmetro de maior interesse no âmbito deste trabalho, a massa da poeira. Na primeira delas, Figura 5.2-d, vê-se que as galáxias de μ_e mais brilhantes possuem uma quantidade de poeira menos expressiva. O mesmo pode ser visto nas Figuras 5.2-e e 5.2-f,

que mostram as correlações com r_e e n, respectivamente. Novamente, vê-se que as galáxias com distribuição de brilho mais estendida são aquelas com maior quantidade de poeira. A compacticidade ou não das galáxias e seu conteúdo de poeira pode estar associado à história de formação galáctica, onde a quantidade de poeira pode servir para fins de classificação morfológica das galáxias. Outra hipótese é aquela em que o mesmo evento que teria aumentado a componente de matéria interestelar na galáxia teria sido o responsável pela sua diferente morfologia, como no caso de uma interação gravitacional passada com uma companheira.

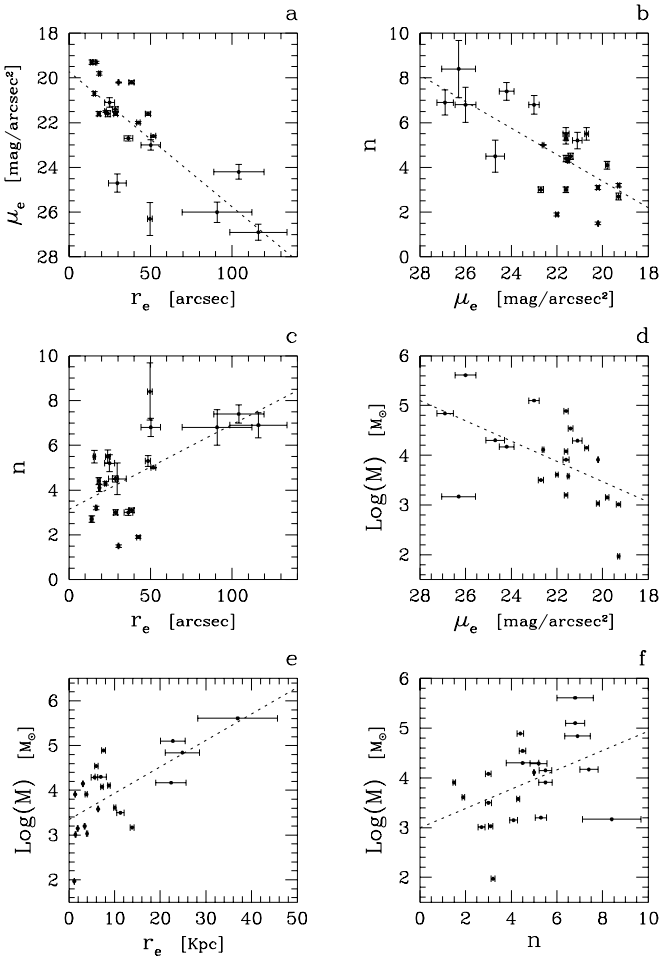

Fig. 5.2: Correlações entre os parâmetros do ajuste da lei de Sersic entre si e com a massa da poeira. As linhas pontilhadas correspondem ao melhor ajuste.

6. CONCLUSÃO

Se alguém te propor briga, aceite a briga trovando
Fica uma briga bonita e o povo apreciando
Um acusa, outro defende e terminam se abraçando.

Gildo de Freitas, *É assim que eu sou*, 197?.

Através da análise de imagens CCD de uma subamostra de 22 galáxias elípticas e lenticulares foi possível investigar seu conteúdo de poeira interestelar. Detectou-se que uma grande parcela destas galáxias (75 %) possui uma significativa quantidade de poeira, sob forma de discos pequenos, nuvens regulares e estruturas filamentares. A morfologia e o tamanho de tais nuvens de poeira segue de perto aquela apresentada pela emissão do gás ionizado. Em especial, observamos que estas duas componentes apresentam-se geralmente de maneira mutuamente excludente, isto é, onde a emissão do gás é mais intensa a extinção da poeira é menos pronunciada e reciprocamente.

Para este conjunto de galáxias, foram usados filtros V e R de banda larga para construir mapas de cor $(V - R)$ e, através de ajustes à distribuição de brilho da galáxia, construir mapas de extinção $A_{\rm V}$ e $A_{\rm R}$, cujos valores médios medidos são $\bar{A}_{\rm V} = 0.026$ e $\bar{A}_{\rm R} = 0.023$. Os valores de $A_{\rm V}$ medidos de tais mapas associados a um modelo simples da distribuição de tamanhos e composição dos grãos que compõem a poeira interestelar tornou possível estimar a massa total de poeira. Os valores derivados estão na faixa de $10^3 - 10^5$ $M_\odot$, comparável à massa do gás ionizado para estas galáxias.

Através do estudo da relação entre a massa da poeira e a luminosidade azul $L_{\rm B}$ das galáxias foi possível inferir que as estrelas Post-AGB serviriam como uma possível fonte ultravioleta de aquecimento da poeira. Em galáxias E e S0, este fato confirma-se pelos modelos de longevidade das possíveis fontes de radiação ultavioleta, onde as estrelas Post-AGB são as mais duradouras, e

pela comparação da luminosidade infravermelha observada com uma estimativa desta luminosidade caso fosse produzida pelo reprocessamento de fótons oruindos de estrelas Post-AGB pelos grãos de poeira.

Explorando as correlações da massa da poeira com as luminosidades infravermelhas observadas pelo IRAS foi possível avaliar que a massa da poeira correlaciona-se melhor com luminosidades infravermelhas em comprimentos de onda maiores, o que leva a supor que seu pico de emissão está além do maior comprimento de onda, 100 μm. Isso significa, supondo uma lei de emissão de corpo negro, uma temperatura para a poeira $T < 23$ K.

Finalmente, foram estudados os perfis de brilho destas galáxias, ajustando-lhes uma lei de Sersic. Dos parâmetros que estes perfis definem, r_e, μ_e e n, foi possível entrever uma interessante correlação destes com a massa da poeira. De forma geral, as galáxias mais compactas possuem menos poeira que as mais extensas. Este fato poderia estar indicando as diferentes características de formação galáctica e como isso afeta o seu conteúdo de matéria interestelar, mas também pode surgir como resquícios de uma interação gravitacional, onde os mesmos eventos que acrescentam matéria ao seu meio seriam responsáveis pela sua alteração estrutural.

APÊNDICE

A. MAPAS ISOFOTAIS DE BRILHO, DE COR $V - R$, DA EMISSÃO Hα+[NII]

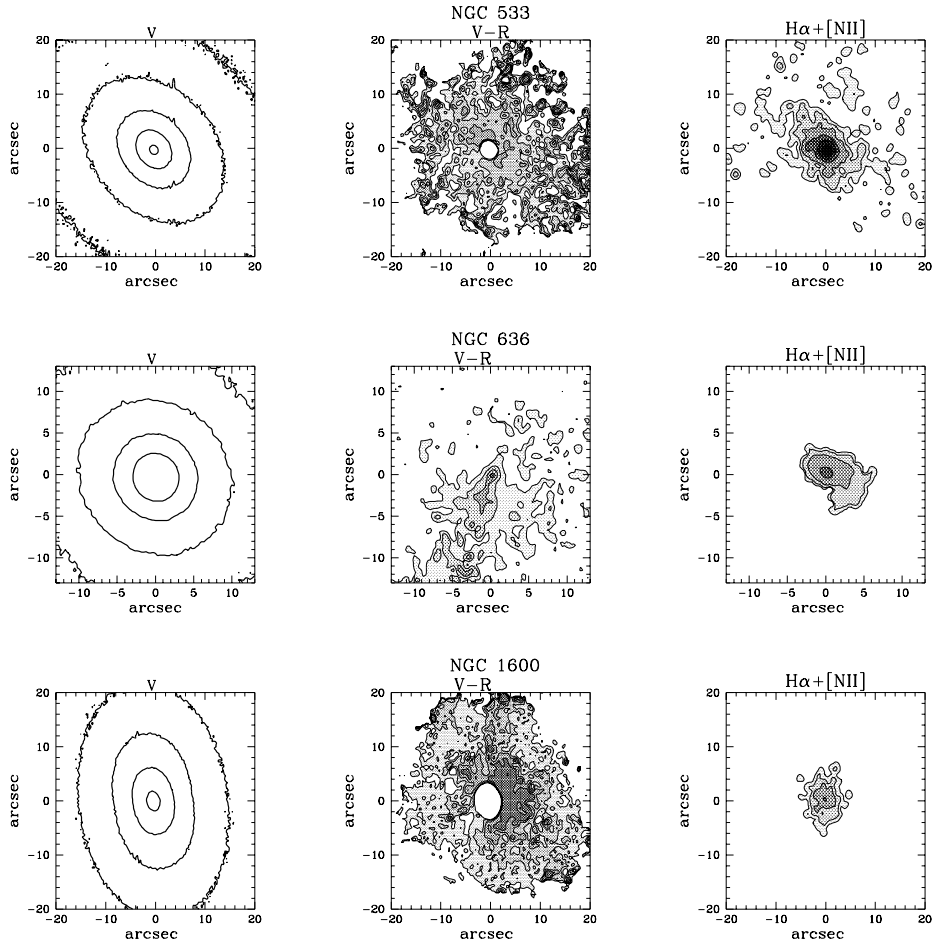

Fig. A.1: **NGC 533.** V: 18, 19, 20, 21, 22; $(V-R)$: 0.55, 0.56, 0.57, 0.58; Hα + [NII]: 0.2; **NGC 636.** V: 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.56, 0.59, 0.62, 0.64; Hα + [NII]: 0.7; **NGC 1600.** V: 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.625, 0.63, 0.635, 0.64; Hα + [NII]: 0.5

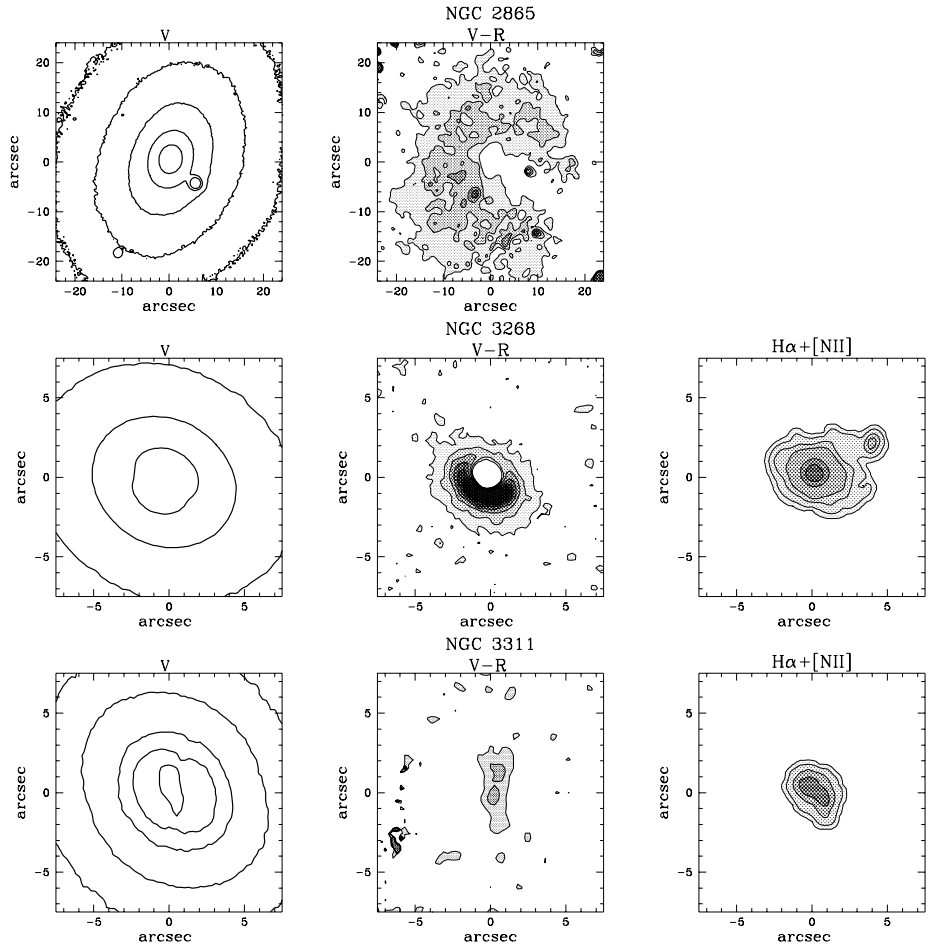

Fig. A.2: **NGC 2865.** V: 18, 19, 20, 21, 22; $(V-R)$: 0.61, 0.62, 0.63, 0.64; **NGC 3268.** V: 18, 19, 20; $(V-R)$: 0.68, 0.7, 0.72, 0.74, 0.76, 0.78; Hα+[NII: 0.1; **NGC 3311.** V: 19.3, 19.5, 20, 20.5; $(V-R)$: 0.67, 0.69, 0.71; Hα + [NII]: 0.6

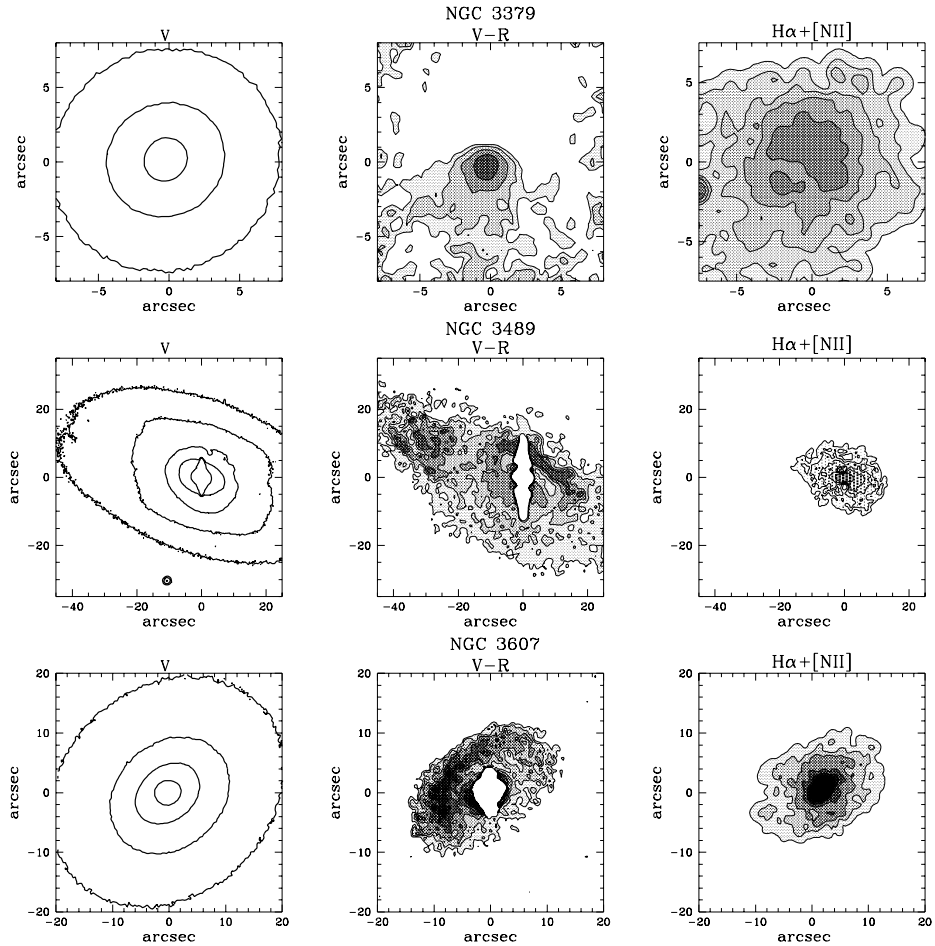

Fig. A.3: **NGC 3379.** V: 16, 17, 18; $(V-R)$: 0.6, 0.61, 0.63, 0.66; Hα + [NII]: 0.6; **NGC 3489.** V:17, 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.48, 0.50, 0.52, 0.54; Hα + [NII]: 1.7; **NGC 3607.** V:17, 18, 19, 20; $(V-R)$: .0.59, 0.6, 0.61, 0.62, 0.63, 0.64; Hα + [NII]: 0.3

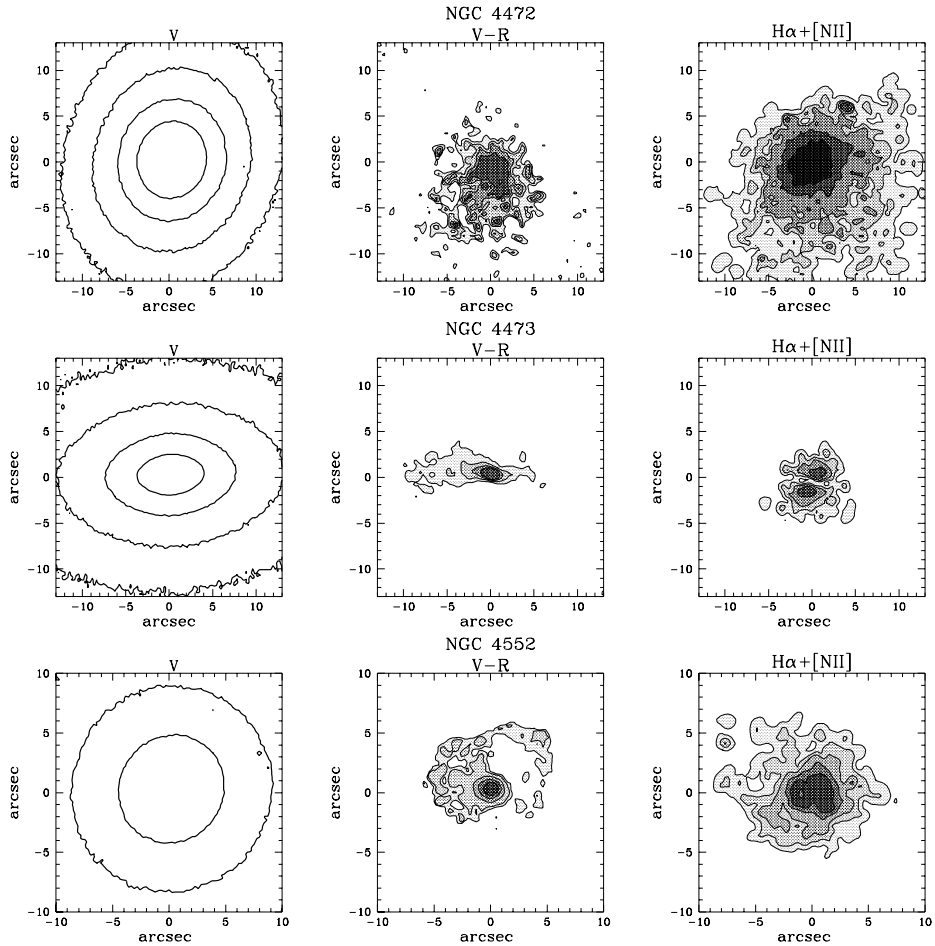

Fig. A.4: **NGC 4472.** V:17, 17.5, 18, 18.5 ; $(V-R)$: 0.605, 0.61, 0.615, 0.62; $\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{NII}]$: 1.5; **NGC 4473.** V 17, 18, 19, 20; $(V-R)$: 0.68 , 0.7, 0.72, 0.74; $\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{NII}]$: 1.5; **NGC 4552.** V 16, 17, 18; $(V-R)$: 0.59, 0.595, 0.61, 0.63, 0.6; $\mathrm{H}\alpha+[\mathrm{NII}]$: 1.5

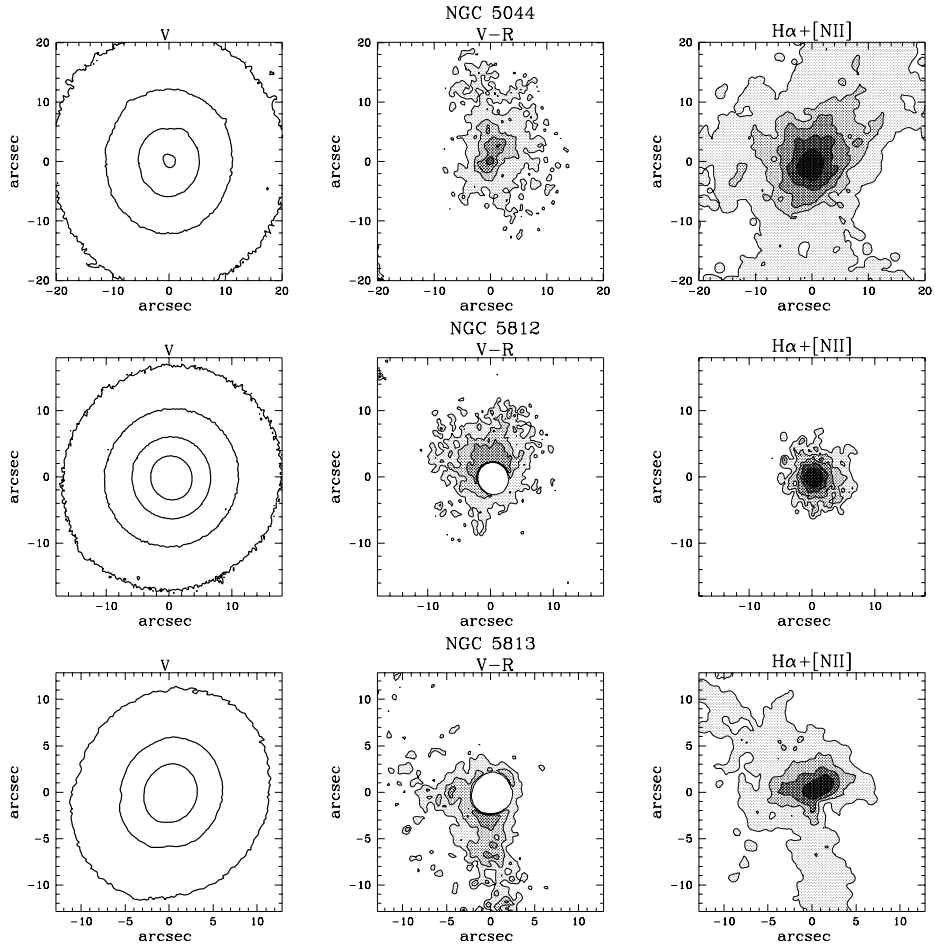

Fig. A.5: **NGC 5044.** V: 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.66, 0.68, 0.7, 0.72; Hα+[NII]: 0.1; **NGC 5812.** V: 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.68, 0.69, 0.7; Hα+[NII]: 1.2; **NGC 5813.** V: 18, 19, 20; $(V-R)$: 0.67, 0.68, 0.69; Hα+[NII]: 1.2

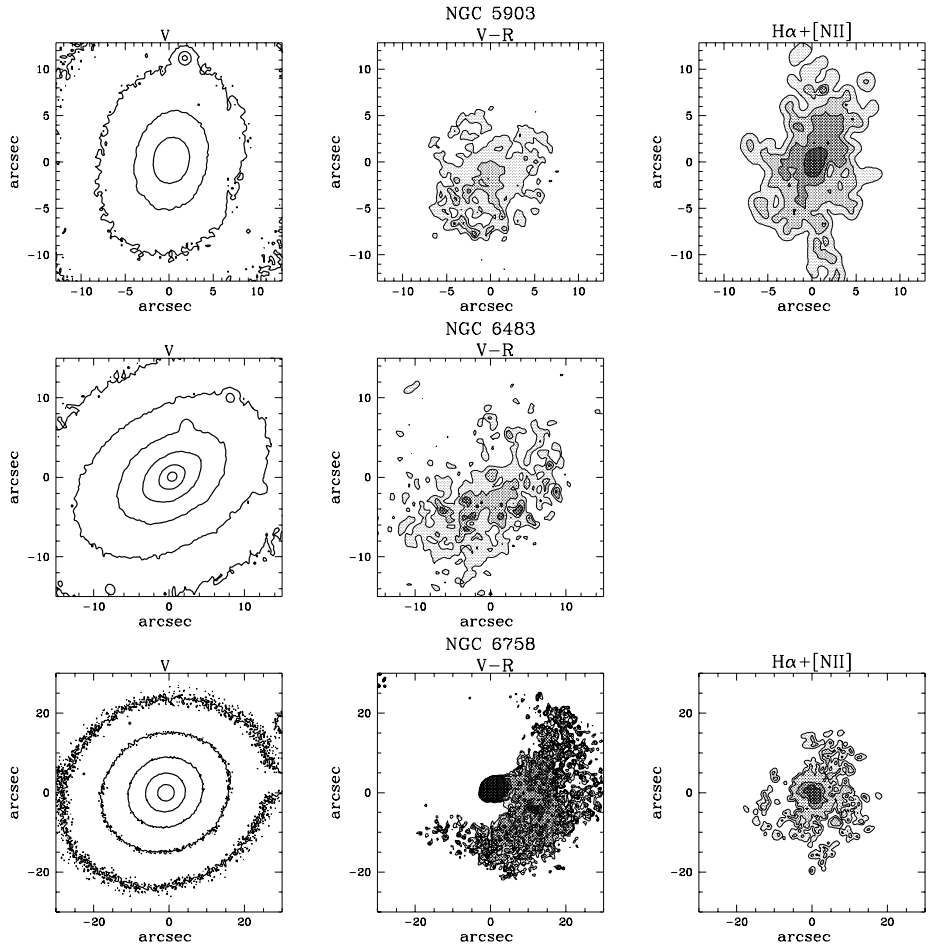

Fig. A.6: **NGC 5903.** V: 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.65, 0.68, 0.7; Hα + [NII]: 0.5; **NGC 6483.** V: 17, 18, 19, 20, 21, 22; $(V-R)$: 0.6, 0.62, 0.64; **NGC 6758.** V: 18, 19, 20, 21, 22; $(V-R)$: 0.6, 0.61, 0.62, 0.64, 0.66; Hα + [NII]: 0.2

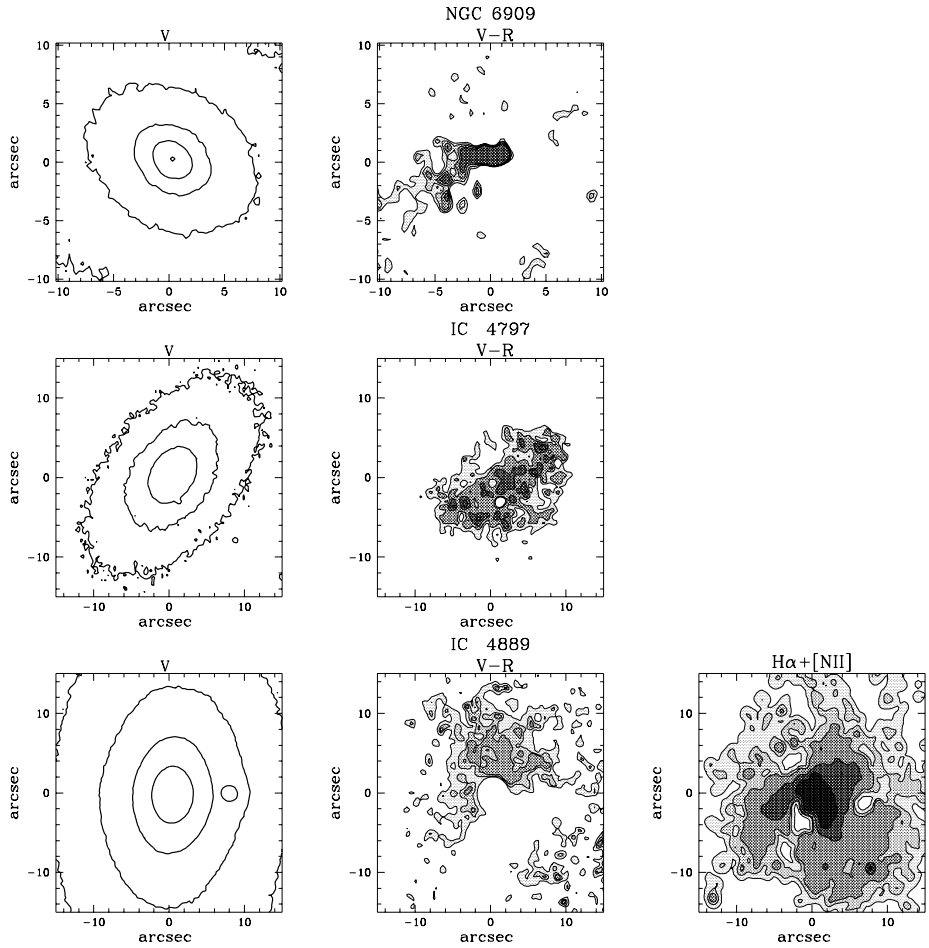

Fig. A.7: **NGC 6909.** V: 17, 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.51, 0.52, 0.53, 0.54; **IC 4797.** V: 18, 19, 20; $(V-R)$: 0.58, 0.6, 0.63, 0.66; **IC 4889.** V: 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.616, 0.625, 0.63; Hα + [NII]: 0.15

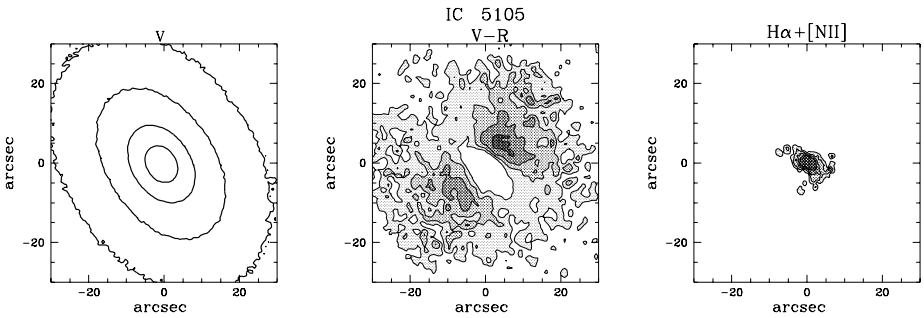

Fig. A.8: **IC 5105.** V 18, 19, 20, 21; $(V-R)$: 0.61, 0.63, 0.65, 0.67; Hα + [NII]: 0.4

B. PERFIS DE BRILHO

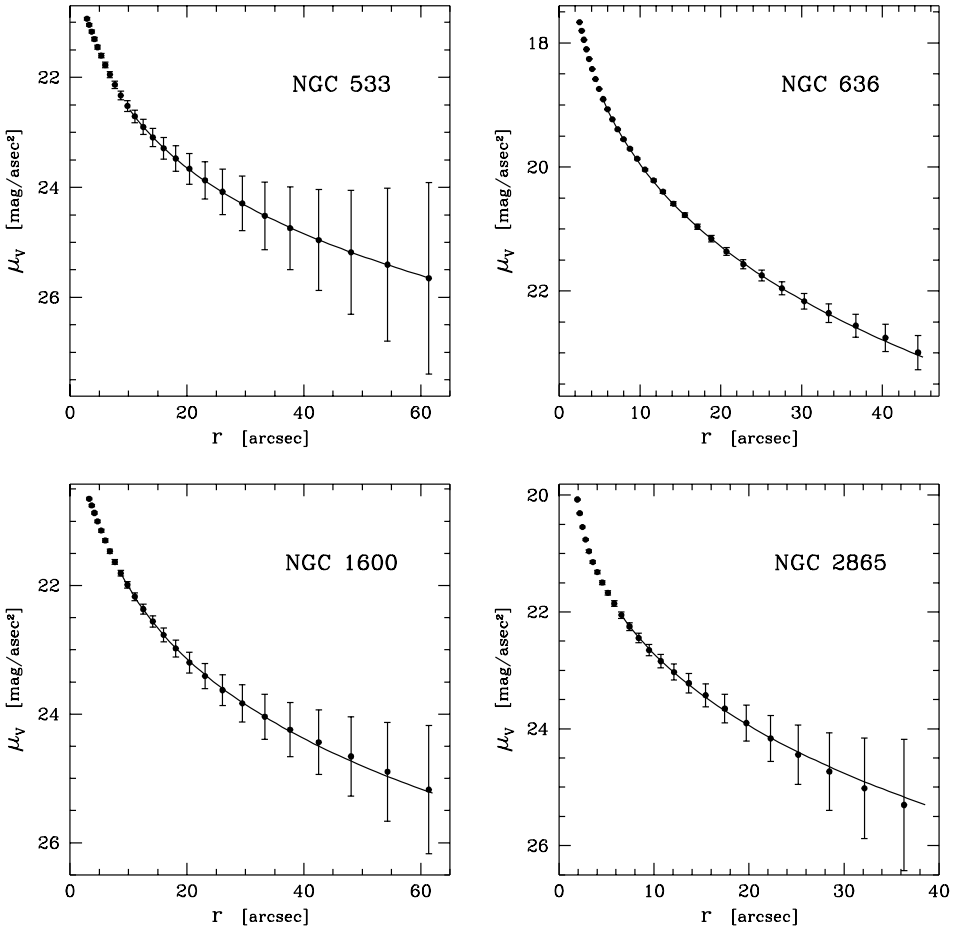

Fig. B.1: Perfis de brilho: NGC 533, NGC 636, NGC 1600, NGC 2865

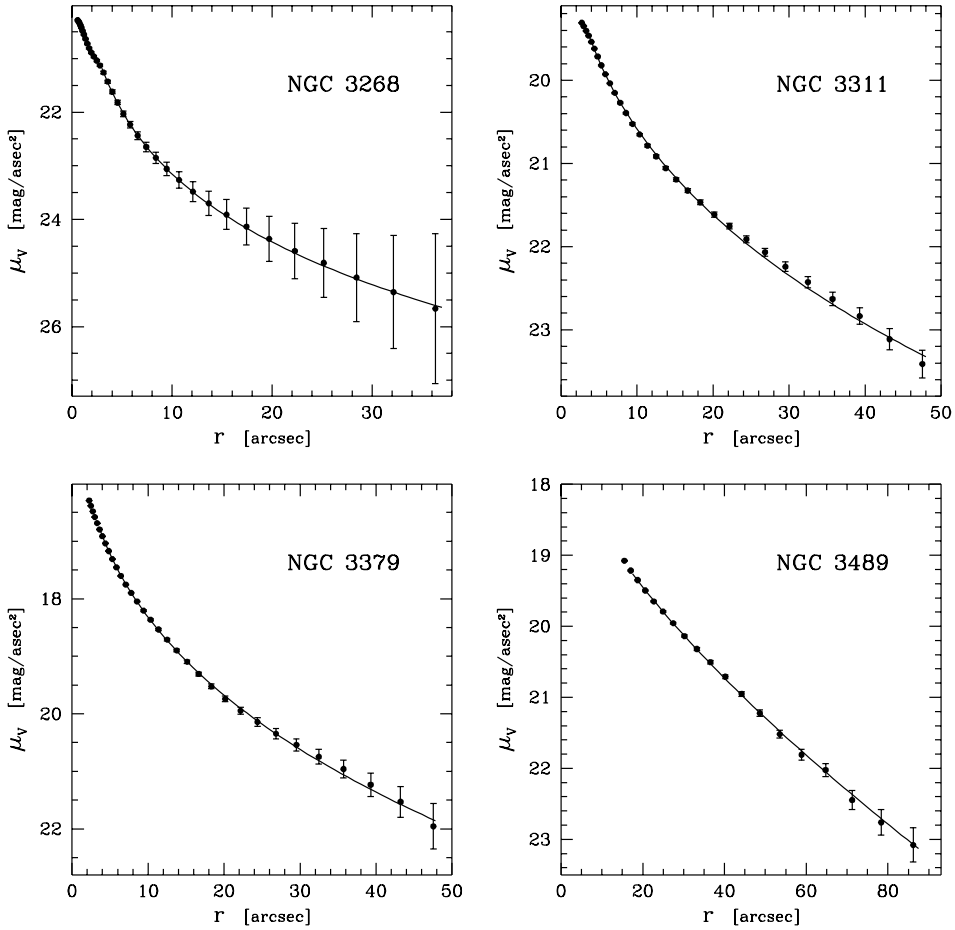

Fig. B.2: Perfis de brilho: NGC 3311, NGC 3268, NGC 3379, NGC 3489

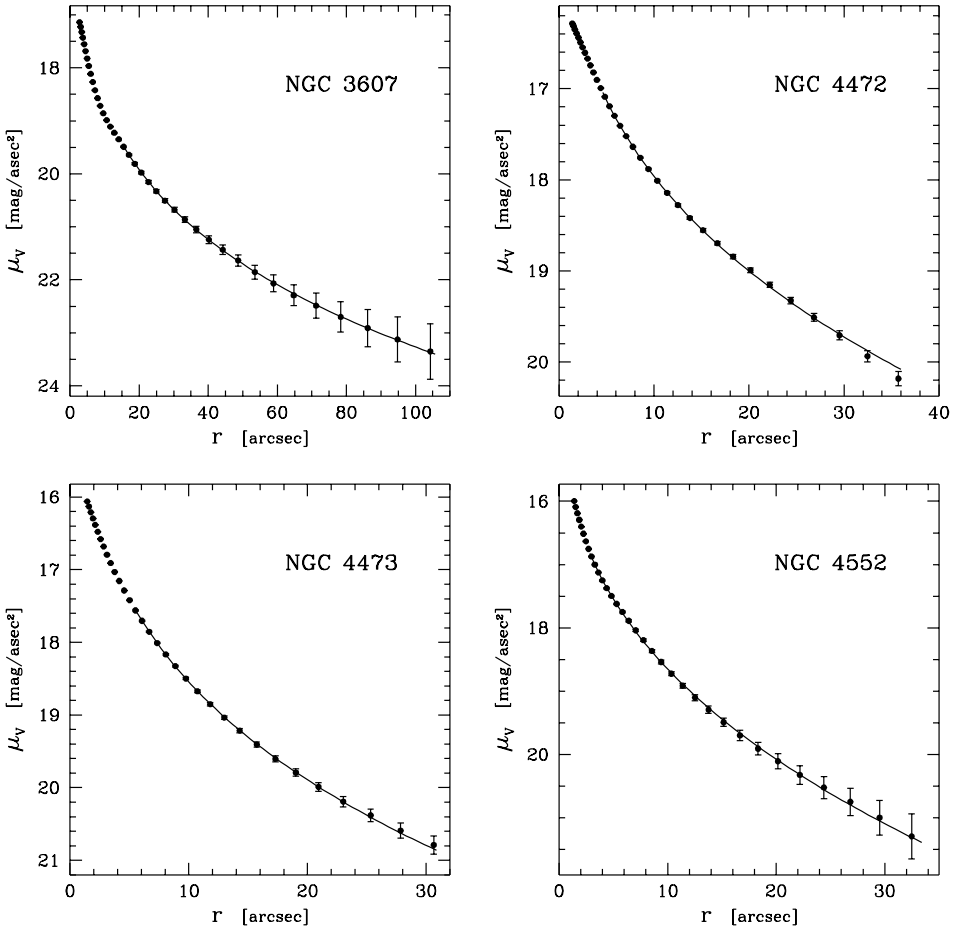

Fig. B.3: Perfis de brilho: NGC 3607, NGC 4472, NGC 4473, NGC 4552

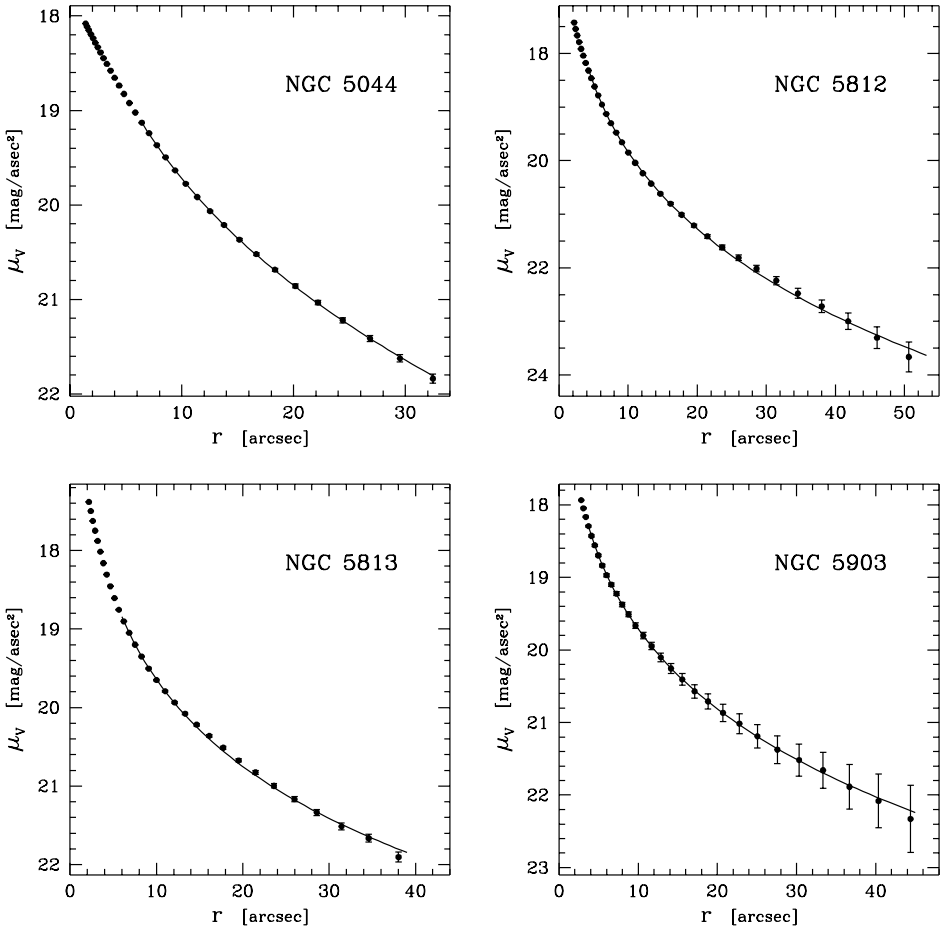

Fig. B.4: Perfis de brilho: NGC 5044, NGC 5812, NGC 5813, NGC 5903

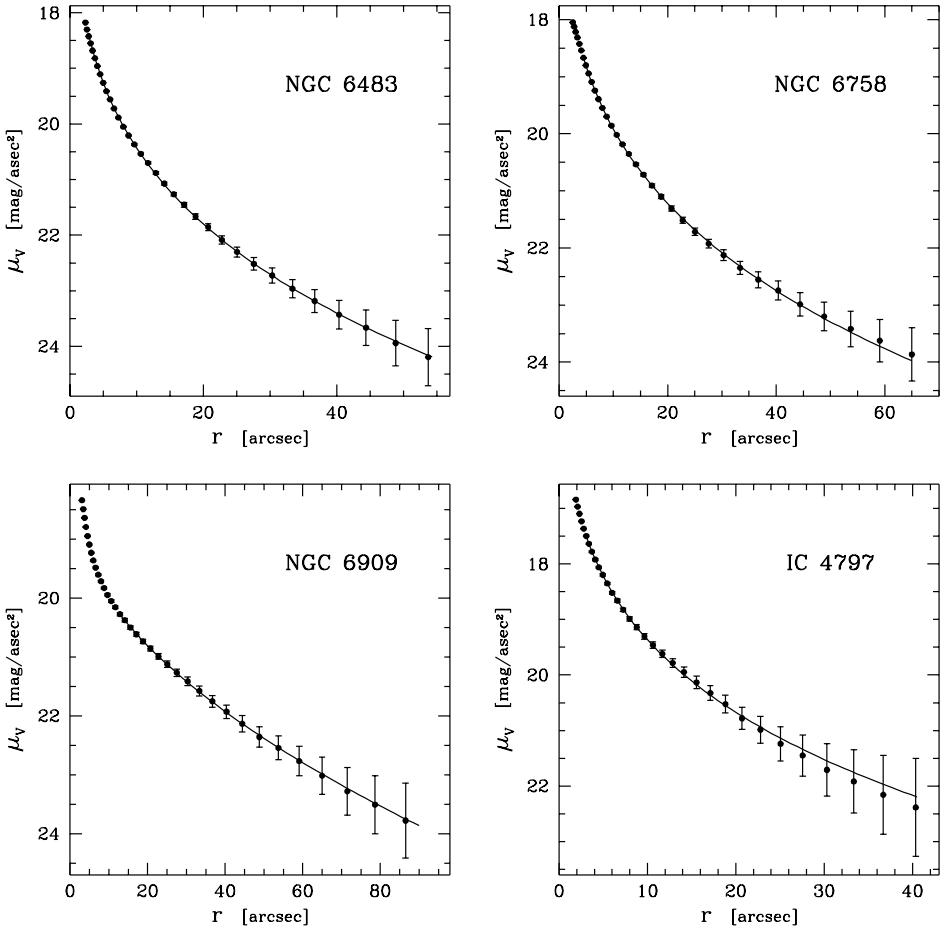

Fig. B.5: Perfis de brilho: NGC 6483, NGC 6758, NGC 6909, IC 4797

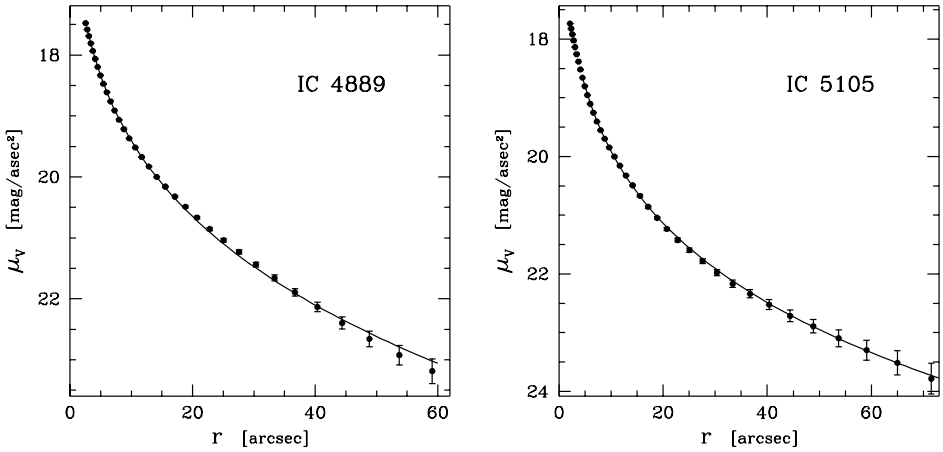

Fig. B.6: Perfis de brilho: IC 4889, IC 5105

C. ARTIGO PUBLICADO

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

Bertola, F., Capaccioli, M. Dynamics of early-type galaxies. I. The rotation curve of elliptical galaxies. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 200, n. 2, p. 439-445, Sept. 1975.

Binette, L., Magris, C. G., Stasinska, G., Bruzual, A. G. Photoionisation in elliptical galaxies by old stars. **Astron. Astrophys.**, Heidelberg, v. 292, n. 1, p. 13-19, Dec. 1994.

Bonatto, C., Pastoriza, M. G. Optical and far-infrared emission of IRAS seyfert galaxies. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 486, n. 1, p. 132-146, Sept. 1997.

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.

Ferrari, F., Pastoriza, M. G., Macchetto, F., Caon, N. A survey of the ISM in early-type galaxies. II. The dust. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 136, n. 1, p. 269-284, Apr. 1999.

Goudfrooij, P., Hansen, L., Jørgensen, H.E., Nørgaard-Nielsen, H.U., Jong, T. de, van den Hoek, L.B. Interstellar matter in Shapley-Ames elliptical galaxies. I. Multicolor CCD photometry. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 104, n. 2, p. 179-231, Apr. 1994 (a).

Goudfrooij, P., Hansen, L., Jørgensen, H.E., Nørgaard-Nielsen, H.U. Interstellar matter in Shapley-Ames elliptical galaxies. II. The dis-

tribution of dust and ionized gas. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 105, n. 3, p. 341-383, June 1994 (b).

GOUDFROOIJ, P., JONG, J. DE, HANSEN, L., NØRGAARD-NIELSEN, H.U. Interstellar matter in Shapley-Ames elliptical galaxies. III. Properties of dust extinction. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, Oxford, v. 271, n. 4, p. 833-851, Dec. 1994 (c).

GOUDFROOIJ, P., JONG, T. DE Interstellar matter in Shapley-Ames elliptical galaxies. IV. A diffusely distributed component of dust and its effects on color gradients. **Astron. Astrophys.**, Heidelberg, v. 298, n. 3, p. 784-798, June 1995.

KRAAN-KORTEWEG, R. C. A catalog of 2810 nearby galaxies: the effect of the virgocentric flow model on their observed velocities. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 66, n. 3, p. 255-279, Dec. 1986.

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. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 120, n. 3, p. 463-488, Dec 1996.

MATHIS, J. S., RUMPL, W., NORDSIECK, K. H. The size distribution of interstellar grains. **Astrophys. J.**, Chicago, v. 217, n. 2, p. 425-433, Oct. 1977.

OSTERBROCK, D. E. **Astrophysics of gaseous nebulae**. San Francisco: W. H. Freeman, 1974.

PASTORIZA, M. G., WINGE, F., FERRARI, N., MACCHETTO Kinematics of the stars and of the ionized gas in the central two kpc of NGC 3379. (*Submetido ao* Astrophys. J.)

POULAIN, P. VRI aperture photometry of southern E and SO galaxies. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 64, n. 2, p. 225-236, May 1986.

POULAIN, P. UBVRI aperture photometry of early-type galaxies. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 72, n. 2, p. 215-237, Feb. 1988.

POULAIN, P., NIETO, J.-L. UBVRI photoelectric photometry of bright southern early-type galaxies. **Astron. Astrophys. Suppl. Ser.**, Les Ulis, v. 103, n. 3, p. 573-595, Mar. 1994.

SANDAGE, A. R., TAMMANN, G. **A revised Shapley-Ames catalog of bright galaxies.** 2. ed. Washington: Carnegie, 1987.

SCHRÖDER, M. DE F. S. **Distribuição de luminosidade em galáxias espirais barradas.**, Porto Alegre: Curso de Pós-Graduação em Física – UFRGS, 1992. Tese.

SPARKS, W. B., WALL, J. V., THORNE, D. J., JORDEN, P. R., VAN BREDA, I. G., RUDD, P. J., JØRGENSEN, H. E. Dust in elliptical galaxies. **Mon. Not. R. Astron. Soc.**, Oxford, v. 217, n. 1, p. 87-98, Nov. 1985.

SPITZER, L. **Physical processes in the interstellar medium**. New York: John Wiley, 1978.

VAN DOKKUN, P.G., FRANX, M. Dust in the cores of early-type galaxies. **Astron. J.**, Woodbury, v. 110, n. 5, p. 2027-2036, Nov. 1995.

WHITTET, D. B. C. **Dust in the galactic environment**. London: IOP Publishing, 1992.