

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

EMISSÃO INFRA - VERMELHA DE GALÁXIAS
*IRAS**

Charles José Bonatto

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

Porto Alegre

1992

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

Aos meus pais,
irmãos e cunhados.

Agradecimentos

À Miriani Pastoriza por sua orientação e confiança;

À Sebastian Lípari por ter fornecido as observações de CASLEO;

A todo o pessoal do Departamento de Astronomia, pelos bons momentos que têm sido proporcionados;

Ao pessoal da Biblioteca, em especial à Zuleika e à Ana;

A todas as pessoas que direta ou indiretamente contribuíram para este trabalho;

Ao CNPq, pelo financiamento deste trabalho;

À FAPERGS, pelo apoio financeiro em um dos turnos em Tololo.

Resumo

Galáxias ativas emitem fortemente no infra-vermelho. Grãos de poeira, aquecidos por fótons Ultra-Violeta e ópticos absorvem estes fótons e os re-emitem no infra-vermelho. Atualmente, esta é a interpretação mais provável para esta emissão no infra-vermelho.

Neste trabalho, desenvolvemos um modelo para a emissão e distribuição espacial dos grãos de poeira, incluindo a contribuição de uma lei-de-potência.

Usamos galáxias com observações no óptico e no infra-vermelho, separando-as em Seyfert tipo 1 e 2, para analisar as relações entre luminosidades de linhas de emissão no óptico e a luminosidade no infra-vermelho (L_{IR}).

Contando o número de galáxias com L_{IR} dentro de um determinado intervalo, mostramos que as distribuições de L_{IR} de Seyferts tipo 1 e 2 são quase idênticas.

Através da análise dos índices de cor no infra-vermelho e de razões entre L_{IR} e $L_{H\alpha}$, e L_{IR} e $L_{[\text{OIII}]}$, mostramos como os dois tipos de galáxias Seyfert podem ser interpretados pelo mesmo modelo, apenas variando as condições do modelo para diferenciá-las.

Abstract

Active galaxies do emit strongly in the infra-red. Dust grains heated by Ultra-Violet and optical photons absorb these photons and re-emit them in the infra-red. Presently, this is the most probable interpretation for the infra-red emission.

In this work, we develop a model for the dust grains emission and spatial distribution, including the contribution from a power-law.

We study galaxies with optical and infra-red observations, separating them in type 1 and 2 Seyferts, in order to analyse the relationships between the luminosity of optical emission lines and the infra-red luminosity (L_{IR}).

By counting the number of galaxies with L_{IR} within a given bin, we show that the L_{IR} distributions of type 1 and 2 Seyferts are almost identical.

Through the analysis of infra-red color indices and the ratios between L_{IR} and $L_{H\alpha}$, and $L_{\text{[OIII]}}$, we show how the two types of Seyfert galaxies can be interpreted by the same model, just allowing variation of the model conditions to separate them.

Índice

INTRODUÇÃO	2
I MODELO DE EMISSÃO DE POEIRA	8
I.1 Introdução	8
I.2 O Modelo Adotado	8
I.2.1 Visualização do modelo	14
I.3 Índices de Cor	19
I.3.1 Diagramas Cor-Cor	23
I.4 A Inclusão de Uma Lei-de-Potência	23
II A AMOSTRA DE GALÁXIAS	32
II.1 Introdução	32
II.2 Apresentação da Amostra	32
II.2.1 Galáxias observadas no CASLEO	32
II.2.2 Galáxias observadas no Cerro Tololo	34
II.2.3 Compilação de galáxias	39
II.3 Obtenção dos Fluxos das Linhas de Emissão	49
II.3.1 Avermelhamento interno	50
II.4 Luminosidades no Óptico e no Infra-Vermelho	56
III POPULAÇÃO ESTELAR E CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL	61
III.1 Introdução	61

III.2 População Estelar	61
III.3 Classificação Espectral	64
III.3.1 Dados Ópticos	64
III.3.2 Dados no Infra-Vermelho.	67
IV PROPRIEDADES NO ÓPTICO <i>vs.</i> INFRA-VERMELHO	70
IV.1 Efeito da Emissão da Galáxia nos Índices de Cor	70
IV.2 Distribuição das Galáxias em Termos de L_{IR}	72
IV.3 Diagramas Cor-Cor.	74
IV.3.1 Separação das galáxias em grupos.	74
IV.3.2 Visualização dos Grupos nos Diagramas Cor-Cor	78
IV.4 Comparação da Luminosidade no Infra-Vermelho com Luminosidades no Óptico	79
V CONCLUSÃO	88
A PROPRIEDADES ANALÍTICAS DO MODELO DE EMISSÃO	91
A.1 Comportamento Assintótico de L_{ν}^D e dos Índices de Cor Com a Temperatura	91
A.2 Comportamento dos Índices de Cor Para $\beta \gg 1$	92
A.3 Energia Total Emitida Pelos Grãos	94
A.4 Massa Total da Distribuição de Poeira	95
B LISTAGEM DO PROGRAMA DUST	97
C ARTIGOS PUBLICADOS QUE FORAM CITADOS AO LONGO DA TESE	98
Referências	99

Relação das Tabelas

II.1	Dados gerais referentes às galáxias IRAS da primeira amostra.	34
II.2	Dados gerais referentes às galáxias IRAS da segunda amostra que constam em de Grijp <i>et al.</i> (1987).	40
II.3	Dados referentes às galáxias IRAS da segunda amostra e que não constam em de Grijp <i>et al.</i> (1987).	43
II.4	Galáxias da terceira amostra classificadas como Seyfert 1.	44
II.5	Galáxias da terceira amostra classificadas como Seyfert 2.	47
II.6	Galáxias da terceira amostra classificadas como LINERs	49
II.7	Galáxias da terceira amostra classificadas como Regiões HII nucleares.	50
II.8	Fluxos integrados, observados e corrigidos, de linhas das galáxias com 1 componente em H α da amostra do CASLEO.	53
II.9	Fluxos integrados, observados e corrigidos, de linhas das galáxias com 2 componentes em H α da amostra do CASLEO.	54
II.10	Fluxos integrados, observados e corrigidos, de linhas das galáxias com 1 componente em H α da amostra de Tololo.	55
II.11	Fluxos integrados, observados e corrigidos, de linhas das galáxias com 2 componentes em H α da amostra de Tololo.	57
II.12	Luminosidades de linhas no óptico e no infra-vermelho para as galáxias da amostra de CASLEO.	58
II.13	Luminosidades de linhas no óptico e no infra-vermelho para as galáxias da amostra de Tololo.	59

II.14	Luminosidades no óptico de algumas galáxias muito brilhantes no infra-vermelho.	60
IV.1	Densidades de fluxo das componentes Seyfert e Galáxia, normalizadas à S_{12} .	71
IV.2	Valores médios dos índices de cor, densidades de fluxo (normalizadas à $S_{60} = 1$), e da luminosidade no infra-vermelho, para os grupos de Seyfert 1.	76
IV.3	Valores médios dos índices de cor, densidades de fluxo (normalizadas à $S_{60} = 1$), e da luminosidade no infra-vermelho, para os grupos de Seyfert 2.	76
A.1	Índices de cor calculados para várias temperaturas de evaporação correspondentes a modelos com $\beta \gg 1$	94

Relação de Figuras

I.1	Seqüência de modelos para $T_{ev}=1500, 800, \text{ e } 350\text{K}$, e $\beta=0, 0.5, \text{ e } 1.0$. . .	15
I.2	Seqüência de modelos para $T_{ev}=1500, 800, \text{ e } 350\text{K}$, e $\beta=1.5, 2.0, \text{ e } 10$. . .	16
I.3	Máximo da emissão ($L_\nu = \nu L_\nu^D$) λ_{max} em função de r_2/r_1 (à esquerda) e de β (à direita).	18
I.4	Índices de cor para $T_{ev}=350\text{K}$ (à esquerda) e $T_{ev}=500\text{K}$ (à direita), em função de β e parametrizados por r_2/r_1	20
I.5	Índices de cor para $T_{ev}=800\text{K}$ (à esquerda) e $T_{ev}=1000\text{K}$ (à direita), em função de β e parametrizados por r_2/r_1	21
I.6	Índices de cor para $T_{ev}=1500\text{K}$, em função de β e parametrizados por r_2/r_1 .	22
I.7	Diagramas Cor-Cor para $T_{ev}=350\text{K}$ (à esquerda) e $T_{ev}=500\text{K}$ (à direita).	24
I.8	Diagramas Cor-Cor para $T_{ev}=800\text{K}$ (à esquerda) e $T_{ev}=1000\text{K}$ (à direita).	25
I.9	Diagramas Cor-Cor para $T_{ev}=1500\text{K}$	26
I.10	Diagramas cor-cor para $T_{ev}=350\text{K}$ incluindo efeitos de uma lei-de-potência.	28
I.11	Diagramas cor-cor para $T_{ev}=800\text{K}$ incluindo efeitos de uma lei-de-potência.	29
I.12	Diagramas cor-cor para $T_{ev}=1500\text{K}$ incluindo efeitos de uma lei-de-potência.	30
II.1	Espectros das galáxias I0019–7926, I2020–5635 e I2055–5211 já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.	35
II.2	Espectros das galáxias I0137–2230, I0310–5131 e I0336–1641 já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.	36

II.3	Espectros das galáxias I1249–1308, I1548–0344, e I1958–1818 já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.	37
II.4	Espectros das galáxias I0135–1307, I1258–3039, e I1834–6728 já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.	38
II.5	Espectros das galáxias IRAS Seyfert 1 I058–3242, I1840–6225, e I1917–5846, já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.	41
II.6	Espectros das galáxias IRAS Seyfert 2 I2016–5247, I2325+0830, e I2048–5715, já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.	42
II.7	Exemplos da decomposição por Gaussianas de linhas de emissão da galáxia Seyfert 1 I0137–2230. Painel (a) mostra $H\beta + [OIII]_{\lambda 5007}$, e Painel (b) $H\alpha + [NII]_{\lambda 6548,83}$	51
III.1	O espectro da galáxia IRAS Seyfert 2 I1958–1818 é mostrado antes (a) e após (c) a subtração do “template” de população estelar S2 (b). Linhas de absorção salientes são indicadas. Unidades na ordenada são arbitrárias. . .	63
III.2	Diagramas-diagnóstico para galáxias ativas e regiões HII.	66
III.3	Diagrama cor-cor no infra-vermelho. Galáxias espirais normais (não-ativas) estão dentro da curva de traço estreito, e galáxias ‘Starburst’ dentro da curva de traço longo; flechas indicam limite superior, e linhas medição incerta. Objetos classificados pelos dados no óptico.	68
IV.1	Histogramas do número de galáxias com determinada L_{IR} ; à esquerda estão as Seyfert 1, e à direita as Seyfert 2.	73
IV.2	Espectros infra-vermelhos médios dos grupos de Seyfert tipo 1 (à esquerda) e tipo 2 (à direita); fluxos normalizados à $S_{60} = 1$	77

IV.3	Diagramas cor-cor para $T_{ev}=1500K$. Os grupos de Seyfert tipo 1 (linha contínua) e 2 (linha tracejada) estão indicados.	80
IV.4	Diagramas cor-cor para $T_{ev}=350K$	81
IV.5	Histogramas do número de galáxias com uma dada razão $L_{IR}/L_{H\alpha}$ (à esquerda) e $L_{IR}/L_{[OIII]}$ (à direita).	82
IV.6	L_{25} vs. $L_{[OIII]}$ (à esquerda) e vs. $L_{H\alpha}$ (à direita).	86

INTRODUÇÃO

O contínuo não-térmico da fonte nuclear em galáxias ativas “liga-se” à região do rádio através do infra-vermelho. Nos últimos anos, com o aparecimento de mais e melhores detetores, tem sido observado que galáxias ativas, em geral, são bastante brilhantes no infra-vermelho. Embora o espectro contínuo de galáxias ativas tenha sido intensamente estudado nestas duas últimas décadas, as origens das características complexas observadas na região do óptico e do infra-vermelho ainda não são completamente bem compreendidas.

Atualmente, a explicação mais aceita envolve a presença de grãos de poeira em torno do núcleo ionizante das galáxias ativas.

Poeira, em torno de fontes emissoras de fótons com comprimentos de onda no visível e/ou Ultra-Violeta, se torna bastante notável no infra-vermelho através da re-irradiação térmica.

Poeira no Meio Interestelar

No meio interestelar de nossa Galáxia, aproximadamente 1% em massa da matéria está na forma de grãos de poeira com dimensões características de 10^{-5} a 10^{-6} cm. Esses grãos são encontrados no gás interestelar, regiões HI e HII, em nebulosas planetárias e nas condensações densas existentes nestes objetos.

Grãos de poeira são notados principalmente por seus efeitos na luz das estrelas e como emissores no infra-vermelho. O processo combinado de espalhamento e absorção (de menor importância) é chamado de extinção, e seu efeito na luz das estrelas foi a evidência original para a existência da poeira interestelar.

O gás em nebulosas densas é deficiente em C, N, e O e praticamente não contém elementos mais pesados, visto que a maior parte destes elementos deve estar “agregada” aos grãos. A extinção associada com poeira sugere que várias composições diferentes de grãos ocorrem na Galáxia, freqüentemente coexistindo na mesma região. Grãos formados predominantemente por grafite, SiC, silicatos de alumínio e magnésio, H₂O, NH₃, e ferro são comuns. Algumas observações também sugerem a existência de partículas de ‘gelo sujo’ (H₂O com impurezas metálicas), ou grãos refratários encerrados em mantos de H₂O, NH₃ ou possivelmente grafite (Mathis, Rumpl, e Nordsiek, 1977).

Usando uma variedade de misturas de partículas esféricas, todas incluindo grafite como principal contribuidor, Mathis, Rumpl, e Nordsiek (1977), conseguiram ótimos ajustes para a curva de extinção interestelar desde o UV até o infra-vermelho (1 μ m), reproduzindo muito bem a intensidade e a largura da absorção observada em 2160Å.

Locais prováveis para a formação de grãos são as camadas de gás em expansão ejetadas por *Novas*. Durante a expansão o gás desenvolve um excesso no infra-vermelho, e o espectro é consistente com irradiação tipo corpo-negro de grãos, os quais podem ter se condensado no envelope relativamente denso de gás. Após formados, os grãos são empurrados pela pressão de irradiação ou carregados pelo gás em expansão, em direção ao meio interestelar.

Evidências de Poeira em Núcleos Ativos de Galáxias

Existem muitas evidências mostrando conclusivamente a presença de poeira em Núcleos Ativos de Galáxias (AGNs, uma classificação que compreende, de forma geral, galáxias Seyfert de tipo 1 e 2 e intermediárias, Rádio-Galáxias de Linhas Estreitas e Largas, e Galáxias de Raio-X). A bibliografia contém muitas referências sobre este tópico, como se pode ver por exemplo, em MacAlpine (1985), Ward *et al.* (1987), e Rudy (1984). A seguir, será apresentada uma série de argumentos demonstrando a existência de poeira.

- Medições prévias em diversos objetos mostraram que algumas galáxias Seyfert apresentam altos decrementos de Balmer que não podem ser explicados simplesmente em

termos da teoria de recombinação e avermelhamento interestelar;

- Medições dos “blends” dos pares de linhas do [SII] em $\lambda 10320 \text{ \AA}$ e $\lambda 4072 \text{ \AA}$ feitas por Wampler (1968 e 1971), linhas que se originam do mesmo nível superior e têm uma razão insensível às condições físicas do gás, mostraram a presença conclusiva de poeira ao longo da linha de visada. Até mesmo em quasares de baixa e intermediária luminosidade a poeira é detectável (Rudy, 1984) embora nos quasares de luminosidade mais alta ela não desempenhe um papel muito importante. Rudy (1984) encontrou uma significativa correlação entre a razão das luminosidades $L(10\mu\text{m})/L(\text{H}\alpha)$ com a razão $[\text{OIII}]/\text{H}\beta$, indicando que em objetos com uma forte **Região de Linhas Estreitas (RLE)**, uma fração substancial da emissão no infra-vermelho intermediário origina-se de poeira associada com a **RLE** (válido para quasares e objetos de luminosidade mais baixa). A diminuição gradual da importância da poeira para objetos de luminosidade mais alta é uma consequência do enfraquecimento da **RLE** com o aumento da luminosidade;
- As observações de alguns valores bastante altos para o decremento de Balmer em algumas Seyferts são consistentes com a presença de pequenas partículas sólidas que avermelham o contínuo nuclear e as linhas de emissão. Além disso, a dependência da polarização óptica com o comprimento de onda λ observada em NGC1068 (Kruszewski, 1968) é muito similar à que seria devida a pequenas partículas de grafite com raio $\leq 0.05\mu\text{m}$;
- Utilizando um modelo simples de grãos de grafite, Rees *et al.* (1969) chegaram à conclusão de que a emissão observada no infra-vermelho pode ser devida à absorção, por partículas de pó, de irradiação do contínuo óptico/Ultra-Violeta emitido por alguma fonte central, seguida pela re-irradiação em comprimentos de onda maiores;
- A presença em muitos objetos de uma extensa região espectral ($\sim 3\text{--}20\mu\text{m}$) na qual uma lei-de-potência $F_\nu \propto \nu^{-s}$ (com s no intervalo entre 1.5–2.5), representa um ajuste

razoável, sugere que a região contendo as partículas de poeira não pode ser isotérmica (Bollea e Cavaliere, 1976);

- Robson *et al.*(1986) ressaltaram a existência de uma componente no espectro infra-vermelho próximo de quasares e AGNs, na forma de um “calombo” entre $\lambda \sim 2$ e $10\mu\text{m}$. Este calombo já tinha sido notado por Neugebauer *et al.*(1979) como um excesso em torno de $\lambda \sim 3.5\mu\text{m}$.
- A presença de poeira ‘quente’ em nuvens de linhas largas foi considerada nos modelos de Rudy e Puetter (1982), nos quais o aquecimento da poeira pelas linhas de emissão pode ser importante para as nuvens de linhas largas com temperatura $T > 1.5 \times 10^4$ K. Rudy (1984), observando uma correlação entre emissão no infra-vermelho intermediário e a linha $[\text{OIII}]_{\lambda 5007}$, inferiu a presença de poeira associada com a região de linhas estreitas em AGNs.

A lista de argumentos apresentada acima não pretende ser completa, mas serve para mostrar, de forma irrefutável, que a poeira está presente nos AGNs e contribui em diferentes proporções à emissão no infra-vermelho observada nestes objetos.

Emissão no Infra-Vermelho em Galáxias Ativas

Desde a descoberta do forte excesso infra-vermelho em NGC1068 (Pacholczyk e Wisniewski, 1967) tem havido debates sobre a questão se as galáxias Seyfert emitem no infra-vermelho predominantemente pela re-irradiação térmica por grãos de poeira, ou se o que se vê é diretamente o prolongamento no infra-vermelho de seu contínuo não-térmico.

Um número razoavelmente grande de Seyferts brilhantes foram estudadas espectroscopicamente no infra-vermelho com o objetivo de encontrar as características de emissão e absorção observadas em fontes térmicas Galácticas, tais como as bandas de emissão em 3.3, 7.7, 8.6, e $11.3\mu\text{m}$ e a característica de silicatos em $10\mu\text{m}$ (Roche *et al.*, 1984; Jones *et al.*, 1984). Talvez entre 1/4 a 1/3 das galáxias apresentem tais características, o que indica que

ao menos alguma parte do fluxo infra-vermelho nestas galáxias tem origem na re-irradiação térmica. Em geral, as observações não indicam quão dominante esta componente é.

Análises feitas por Neugebauer *et al.* (1976) e Rieke (1978) indicam que há uma tendência dos espectros infra-vermelhos das galáxias Seyfert tipo 2 de caírem rapidamente para frequências maiores e de serem muito íngremes próximo a $3\mu\text{m}$ (após a subtração da componente estelar), enquanto que o espectro não-estelar das galáxias Seyfert tipo 1 tende a ser relativamente intenso na região entre $1-3\mu\text{m}$, podendo frequentemente ser ajustado com uma lei-de-potência de inclinação modesta através do intervalo entre $1-20\mu\text{m}$. A forma do contínuo das galáxias Seyfert 2 sugere fortemente que o excesso de emissão é re-irradiação pela poeira, um resultado consistente com indicações de avermelhamento obtido por razões de linhas de emissão (Koski, 1978; Rieke, 1978; Lacy *et al.*, 1982). A forma do contínuo das Seyfert 1 sugere a presença de uma fonte não-térmica dominante, tipo lei-de-potência.

Através de estudos de variabilidade em Seyfert 1s, Lebofsky e Rieke (1980) concluíram que uma única lei-de-potência não pode explicar satisfatoriamente o comportamento da fonte nuclear através de todo o intervalo entre $0.3-20\mu\text{m}$ acessível às observações baseadas no solo. Além disto, encontraram que a componente no infra-vermelho é variável mas com amplitude e fase diferentes da variabilidade no óptico e Ultra-Violeta.

Emissão livre-livre de gás extremamente denso e quente foi sugerida por Puetter e Hubbard (1985) como possível explicação para o excesso observado no infra-vermelho próximo. Mas, comparado com a re-irradiação térmica, o espectro livre-livre cai de forma bem menos abrupta para comprimentos de onda menores, e as variações ocorreriam mais rapidamente, provavelmente numa escala de tempo similar à observada nas variações de intensidade das linhas largas.

O objetivo deste trabalho é, partindo do desenvolvimento de um modelo (baseado nos já existentes) para a distribuição e emissão da poeira em AGNs, e incluindo efeitos de uma lei-de-potência da fonte central, analisar e caracterizar as galáxias Seyfert tipo 1 e 2, desde o ponto de vista de parâmetros no óptico e no infra-vermelho.

Organização Deste Trabalho

Este trabalho está estruturado da seguinte forma: no Capítulo I é apresentado o modelo de emissão de poeira, algumas de suas propriedades analíticas são derivadas, índices de cor e diagramas cor-cor são apresentados e discutidos; a apresentação da amostra de galáxias, obtenção de fluxos e luminosidades no óptico e no infra-vermelho, está no Capítulo II; no Capítulo III é mostrado o procedimento usado na subtração da componente estelar, e os fluxos de linhas sem a contribuição da população estelar são usados em diagramas-diagnóstico para classificar as galáxias, um diagrama cor-cor no infra-vermelho também é usado na classificação ; o Capítulo IV é dedicado à análise e interpretação dos dados; o resumo dos resultados está no Capítulo V; no Apêndice A estão mostradas algumas propriedades analíticas do modelo de emissão adotado; no Apêndice B está a listagem do programa **DUST**; e no Apêndice C, apresentamos alguns trabalhos realizados durante o período de meu doutorado.

Capítulo I

MODELO DE EMISSÃO DE POEIRA

I.1 Introdução

Neste capítulo será apresentado o modelo de emissão de poeira adotado, e algumas de suas propriedades analíticas serão discutidas. Índices de cor e diagramas cor-cor no infra-vermelho serão apresentados e discutidos. Além do modelo de poeira ‘puro’, serão considerados os efeitos da inclusão de uma lei-de-potência ao espectro de emissão resultante. No apêndice A essas propriedades analíticas serão estudadas com maiores detalhes.

I.2 O Modelo Adotado

O modelo aqui adotado segue, em linhas gerais, a forma de análise utilizada anteriormente por Rees *et al.* (1969), Panagia (1975), Bollea e Cavaliere (1976), e por Barvainis (1987).

Como mostrado em Barvainis (1987), existem duas possibilidades óbvias para se considerar a distribuição de poeira com simetria esférica: (a) se a poeira se distribui suavemente, então a profundidade óptica para a radiação visível deve ser compatível com os limites observados para o avermelhamento, e (b) se a poeira se acumula em nuvens opticamente espessas, a simetria esférica da distribuição dessas nuvens implicaria em que o fator de cobertura seja baixo. Em ambos os casos, a profundidade óptica (no caso da distribuição suave e esférica) ou o fator de cobertura (no caso das nuvens) só podem ter valores altos

em algumas direções específicas, deixando o núcleo mais ou menos desobstruído ao longo de nossa linha de visada.

Sem o vínculo da simetria esférica pode-se considerar geometrias particulares: por exemplo, a poeira poderia estar confinada a um disco ou a um toro. Nestes casos, quando a profundidade óptica for grande, os fótons emitidos dentro do ângulo sólido definido pela distribuição de poeira são totalmente absorvidos, obscurecendo a visão do núcleo nas direções que interceptam a distribuição dos grãos.

Considera-se aqui o caso mais geral no qual os grãos de poeira estão uniformemente distribuídos em torno de uma fonte ionizante central, *sem simetria esférica*, com um perfil radial da densidade numérica de grãos caracterizado por uma lei-de-potência $\eta(r) \propto r^{-\beta}$. Os grãos estão expostos unicamente a um contínuo óptico/UV, sendo que a re-emissão no infra-vermelho próximo deve ser opticamente fina, porque a eficiência de absorção Q_ν dos grãos é muito menor no infra-vermelho do que para a região óptico/UV. No infra-vermelho próximo, o espectro de emissão de um grão (aquecido à uma temperatura T) é dado por $Q_\nu B_\nu(T)$, onde $B_\nu(T)$ é a função de Planck para a temperatura T .

Espectros de emissão de grãos a uma única temperatura são muito mais estreitos que os espectros observados em galáxias; assim, é natural pensar-se que em objetos reais estejam envolvidos grãos de poeira cobrindo um grande intervalo em temperatura. Esta situação é facilmente alcançável supondo-se que a poeira esteja distribuída de alguma forma em torno de uma fonte central e sendo aquecida por esta fonte central de radiação, pois desta forma, grãos a diferentes distâncias da fonte central alcançarão o equilíbrio térmico a diferentes temperaturas.

O modelo aqui considerado corresponde ao caso de uma distribuição de poeira não esférica, suave e opticamente espessa aos fótons do contínuo óptico/UV. A poeira se distribui em regiões não necessariamente ao longo de nossa linha de visada e a profundidade óptica ao longo desta deve ser compatível com os valores do decremento de Balmer observados.

A luminosidade espectral de um grão individual, aquecido a uma temperatura T , no

infra-vermelho, é dada por :

$$L_{\nu}^{\text{gr}} = 4\pi a^2 (\pi Q_{\nu}) B_{\nu}(T) \text{ erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}. \quad (\text{I.1})$$

onde a é o raio do grão.

Quando exposto a um campo de radiação UV com densidade de energia u_{ν} , um grão atingirá o equilíbrio térmico quando a taxa na qual a energia é absorvida for igual à taxa na qual ela é emitida, ou seja:

$$\pi a^2 \int u_{\nu} c Q_{\text{UV}} d\nu = \int L_{\nu}^{\text{gr}} d\nu, \quad (\text{I.2})$$

onde Q_{UV} é a eficiência de absorção de fótons UV pelos grãos, e c é a velocidade da luz.

Para estudar-se as propriedades gerais da re-radiação de grãos, é suficiente aproximar-se Q_{UV} (para a absorção de fótons no UV) como uma constante com a frequência, e igual a 1 (secção de choque para absorção igual à secção de choque geométrica do grão). Para o infra-vermelho pode-se aproximar a eficiência de absorção Q_{ν} dos grãos como uma lei-de-potência, $Q_{\nu} = q_{\text{IR}} \nu^{\gamma}$, com $q_{\text{IR}} = (\frac{2\pi a}{c})^{\gamma}$, onde a potência γ , para os tipos de grãos mais estudados, varia entre 1 e 2. Para grãos de grafite, que tem uma temperatura de evaporação $T_{ev} \sim 1500$ K, e com um raio típico dos grãos $a = 0.05 \mu\text{m}$, foram derivadas curvas de eficiência por Draine e Lee (1984). A partir dessas curvas, sabe-se que a lei-de-potência da eficiência de absorção no infra-vermelho é caracterizada por $\gamma = 1.6$.

Assim, o lado esquerdo (absorção) da equação I.2 pode ser escrito como:

$$\begin{aligned} \pi a^2 \int u_{\nu} c Q_{\text{UV}} d\nu &\approx \pi a^2 \int c u_{\nu} d\nu \\ &= \pi a^2 \int F_{\nu} d\nu \\ &= \pi a^2 \int \frac{L_{\nu} e^{-\tau_{\text{UV}}}}{4\pi r^2} d\nu \\ &= \frac{\pi a^2}{4\pi r^2} \int L_{\nu} e^{-\tau_{\text{UV}}} d\nu \\ &= \frac{\pi a^2}{4\pi r^2} L_{\text{UV}} e^{-\tau_{\text{UV}}}, \end{aligned} \quad (\text{I.3})$$

onde L_{UV} é a luminosidade total UV, r é a distância à fonte central e $\tau_{\text{UV}} = \tau_{\text{UV}}(r)$ é a profundidade óptica para a radiação UV no ponto r devida aos grãos.

Para o lado direito (emissão) da equação I.2, temos:

$$\begin{aligned} \int_0^{\infty} L_{\nu}^{gr} d\nu &= \int_0^{\infty} 4\pi a^2 \pi Q_{\nu} B_{\nu}(T) d\nu \\ &= 4\pi a^2 (\pi Q_{IR}) \int_0^{\infty} \nu^{\gamma} B_{\nu}(T) d\nu \\ &= 4\pi a^2 (\pi Q_{IR}) \frac{2h}{c^2} \int_0^{\infty} \frac{\nu^{\gamma+3}}{e^{\frac{h\nu}{KT}} - 1} d\nu, \end{aligned} \quad (I.4)$$

onde h é a constante de Planck, e K é a constante de Boltzmann.

Esta última integral é facilmente calculada. Fazendo-se a mudança de variável $x = \frac{h\nu}{KT}$, fica :

$$\int_0^{\infty} \frac{\nu^{\gamma+3}}{e^{\frac{h\nu}{KT}} - 1} d\nu = \left(\frac{KT}{h}\right)^{\gamma+4} \int_0^{\infty} \frac{x^{\gamma+3}}{e^x - 1} dx. \quad (I.5)$$

A seguir,

$$\begin{aligned} \int_0^{\infty} \frac{x^{\gamma+3}}{e^x - 1} dx &= \int_0^{\infty} x^{\gamma+3} \frac{e^{-x}}{1 - e^{-x}} dx \\ &= \sum_{k=1}^{\infty} \int_0^{\infty} x^{\gamma+3} e^{-kx} dx. \end{aligned} \quad (I.6)$$

Fazendo-se uma nova mudança de variável $t = kx$, a equação I.6 fica :

$$\begin{aligned} \int_0^{\infty} \frac{x^{\gamma+3}}{e^x - 1} dx &= \sum_{k=1}^{\infty} k^{-(\gamma+4)} \int_0^{\infty} t^{\gamma+3} e^{-t} dt \\ &= \zeta(\gamma+4) \Gamma(\gamma+4), \end{aligned} \quad (I.7)$$

onde ζ é a função zeta de Riemann, e Γ é a função Gamma de Euler.

Assim, voltando à equação I.5:

$$\int_0^{\infty} \frac{\nu^{\gamma+3}}{e^{\frac{h\nu}{KT}} - 1} d\nu = \left(\frac{KT}{h}\right)^{\gamma+4} \zeta(\gamma+4) \Gamma(\gamma+4), \quad (I.8)$$

e a energia total emitida por um grão fica dada por :

$$\int_0^{\infty} L_{\nu}^{gr} d\nu = 4\pi a^2 \pi Q_{IR} \frac{2h}{c^2} \left(\frac{KT}{h}\right)^{\gamma+4} \zeta(\gamma+4) \Gamma(\gamma+4), \quad (I.9)$$

e o lado direito da equação I.2 fica :

$$\frac{L_{UV}e^{-\tau_{UV}}}{4\pi r^2} = 8\pi q_{IR} \frac{h}{c^2} \left(\frac{K}{h}\right)^{\gamma+4} T^{\gamma+4} \zeta(\gamma+4) \Gamma(\gamma+4). \quad (I.10)$$

Com isto, o perfil radial da temperatura fica dado por :

$$T(r) = T_\gamma \left(\frac{L_{UV46}}{r_{pc}^2}\right)^{1/(\gamma+4)} e^{-\frac{\tau_{UV}(r)}{\gamma+4}}. \quad (I.11)$$

onde L_{UV46} é a luminosidade total no UV da fonte central em unidades de 10^{46} erg s⁻¹, e r_{pc} é a distância à fonte central em parsecs. Na equação acima foi introduzido por conveniência, o fator numérico T_γ , o qual é dado por :

$$T_\gamma = \left[\frac{2.41}{2.08^\gamma q_{IR} \zeta(\gamma+4) \Gamma(\gamma+4)} 10^{10(1.2-\gamma)} \right]^{1/\gamma+4}.$$

A partir da equação I.11, pode-se calcular o raio interno r_1 , o qual é definido de tal forma que grãos localizados mais internamente que r_1 , expostos ao contínuo UV da fonte central, atingiriam o equilíbrio térmico a temperaturas mais elevadas que a temperatura de evaporação (T_{ev}) característica do tipo de poeira em consideração . Estes grãos são, portanto, destruídos pela evaporação . Desta forma, r_1 define um limite inferior para a distribuição de poeira. Assim, o raio de evaporação r_1 é dado por :

$$r = r_1 \rightarrow \begin{cases} \tau_{UV}(r_1) = 0, \\ T_{ev} \equiv T(r_1) = T_\gamma \left(\frac{L_{UV46}}{r_{1pc}^2}\right)^{1/\gamma+4}, \text{ ou} \\ r_1 = L_{UV46}^{(1/2)} \left(\frac{T_{ev}}{T_\gamma}\right)^{-\frac{\gamma+4}{2}}. \end{cases} \quad (I.12)$$

Para grãos de grafite com $a = 0.05\mu\text{m}$, $\gamma = 1.6$, temos que $T_\gamma \approx 1666\text{K}$, e $r_1 \approx 1.3 L_{UV46}^{(1/2)} T_{1500}^{-2.8}$, onde T_{1500} é a temperatura de evaporação expressa em unidades de 1500K.

Uma vez calculado r_1 , pode-se re-escrever a equação I.11 de uma forma mais “trabalhável”:

$$T(r) = T_{ev} \left(\frac{r}{r_1}\right)^{-\frac{2}{\gamma+4}} e^{-\frac{\tau_{UV}(r)}{\gamma+4}}. \quad (I.13)$$

O modelo tratado aqui assume que a distribuição dos grãos seja suave e que tenha uma densidade numérica radial tipo lei-de-potência, ou seja:

$$\eta(r) = \eta_1 \left(\frac{r}{r_1} \right)^{-\beta}, \quad (\text{I.14})$$

onde η_1 é a densidade numérica de grãos em r_1 .

Com a condição $Q_{UV} = 1$, a profundidade óptica no ponto r devida à poeira, para radiação UV é :

$$\tau_{UV}(r) = \pi a^2 \int_{r_1}^r \eta(r') dr'. \quad (\text{I.15})$$

Introduzindo-se na equação I.15 a expressão I.14 para $\eta(r)$, e calculando a integral, a profundidade óptica fica :

$$\tau_{UV}(r) = \begin{cases} \pi a^2 \eta_1 r_1 \ln \left(\frac{r}{r_1} \right), & \beta = 1, \\ \pi a^2 \eta_1 r_1 \frac{\left(\frac{r}{r_1} \right)^{1-\beta} - 1}{1-\beta}, & \beta \neq 1. \end{cases} \quad (\text{I.16})$$

Como raio interno foi usado o raio de evaporação r_1 , pois mais internamente que r_1 os grãos já teriam sido destruídos pelo fluxo de fótons UV. O raio externo da distribuição, r_2 , pode ser definido de forma que $\tau_{UV}(r_2) \equiv \tau_2 > 1$. Assim, mais externamente que r_2 , os grãos não mais são aquecidos pelo contínuo UV, permanecendo frios e não contribuindo ao fluxo no infra-vermelho próximo.

Tendo fixado o valor de r_2 e com $\tau_2 = \tau_{UV}(r_2)$ definido, pode-se re-escrever a equação I.16 da seguinte forma:

$$\tau_{UV}(r) = \begin{cases} \tau_2 \frac{\ln \left(\frac{r}{r_1} \right)}{\ln \left(\frac{r_2}{r_1} \right)}, & \beta = 1 \\ \tau_2 \frac{\left(\frac{r}{r_1} \right)^{1-\beta} - 1}{\left(\frac{r_2}{r_1} \right)^{1-\beta} - 1}, & \beta \neq 1. \end{cases} \quad (\text{I.17})$$

Como a poeira é opticamente fina à sua própria radiação ($\lambda \gg a$), a luminosidade espectral (por unidade de frequência) total no infra-vermelho pode ser calculada integrando-se a contribuição de todos os grãos entre r_1 e r_2 :

$$L_\nu^D = \Omega \int_{r_1}^{r_2} \eta(r) L_\nu^g r^2 dr \quad (\text{erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}), \quad (\text{I.18})$$

onde Ω é o ângulo sólido subtendido pela distribuição de poeira no núcleo.

Os espectros são calculados da seguinte forma:

Dada uma luminosidade UV total L_{UV} , calcula-se o raio de evaporação r_1 ; a seguir, define-se a razão r_2/r_1 (o que dá o raio externo r_2); com a condição $\tau_{UV}(r_2) = \tau_2$, e com o parâmetro β , calcula-se η_1 ; a partir disso, calculam-se as curvas para $\tau_{UV}(r)$, $T(r)$, e $\eta(r)$; finalmente, entra-se com essas curvas na equação I.18 e, através de uma integração numérica, calcula-se L_ν^D para o intervalo em frequência desejado. Em nossos modelos usamos $\tau_2=3$.

I.2.1 Visualização do modelo

A partir das equações que descrevem o espectro de emissão da poeira, foi desenvolvido um programa de computador chamado **DUST** que, tendo como parâmetros de entrada a luminosidade UV da fonte central L_{UV} , o parâmetro β , a razão r_2/r_1 e a temperatura de evaporação T_{ev} , integra a equação I.18 e calcula o espectro de emissão produzido pela distribuição de poeira.

Nas Figuras I.1 e I.2 estão plotados os espectros produzidos pelo modelo de emissão de poeira para 3 diferentes temperaturas de evaporação: $T_{ev} = 350, 800, \text{ e } 1500\text{K}$, 6 valores de β para a densidade numérica dos grãos: $\beta = 0, 0.5, 1.0, 1.5, 2.0, \text{ e } 10$, e 4 razões r_2/r_1 : $10, 10^2, 10^3, \text{ e } 10^4$. Em cada figura está plotado o logaritmo da luminosidade $L_\nu = \nu L_\nu^D$ (em relação à Solar) em função de $\log(\nu)$ (Hz) (eixo X inferior) ou $\lambda(\mu\text{ m})$ (eixo X superior). Curvas correspondendo a cada valor de r_2/r_1 são indicadas.

Para $\beta > 2$, o perfil da densidade numérica dos grãos é tão íngreme que a maior parte dos grãos está localizada muito próxima do raio de evaporação r_1 , fazendo com que os grãos re-emitam a radiação óptico/UV praticamente na mesma temperatura ($T \approx T_{ev}$). Assim, sua distribuição espectral de energia se comporta muito aproximadamente à de um corpo negro à temperatura T_{ev} . Neste caso, os modelos são praticamente independentes da razão r_2/r_1 .

Para $\beta < 2$, a forma da distribuição espectral de energia dos grãos depende muito tanto de β quanto de r_2/r_1 . Para termos uma idéia de quanto esta dependência é importante,

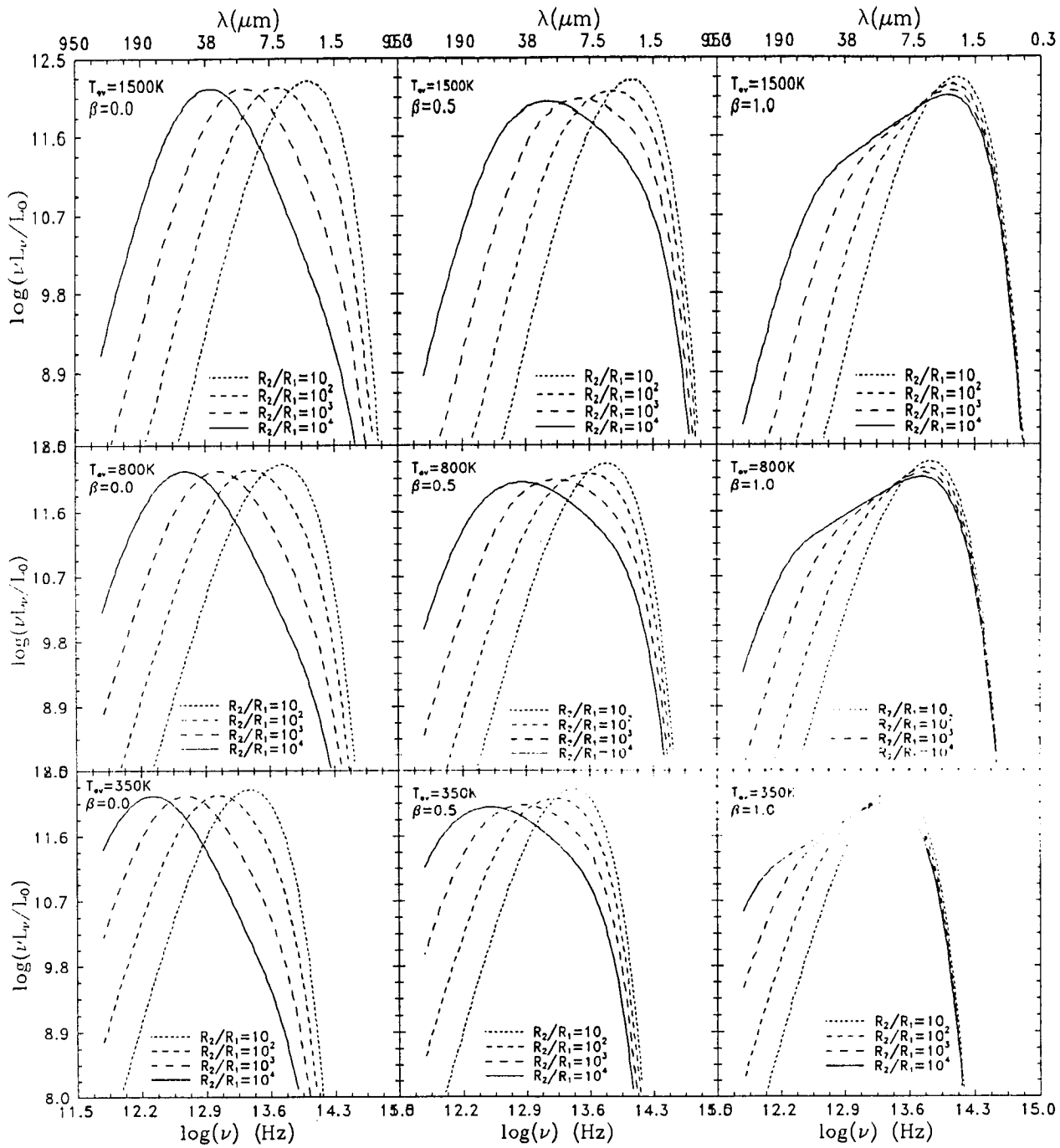


Figura I.1: Sequência de modelos para $T_{ev}=1500, 800, \text{ e } 350\text{K}$, e $\beta=0, 0.5, \text{ e } 1.0$.

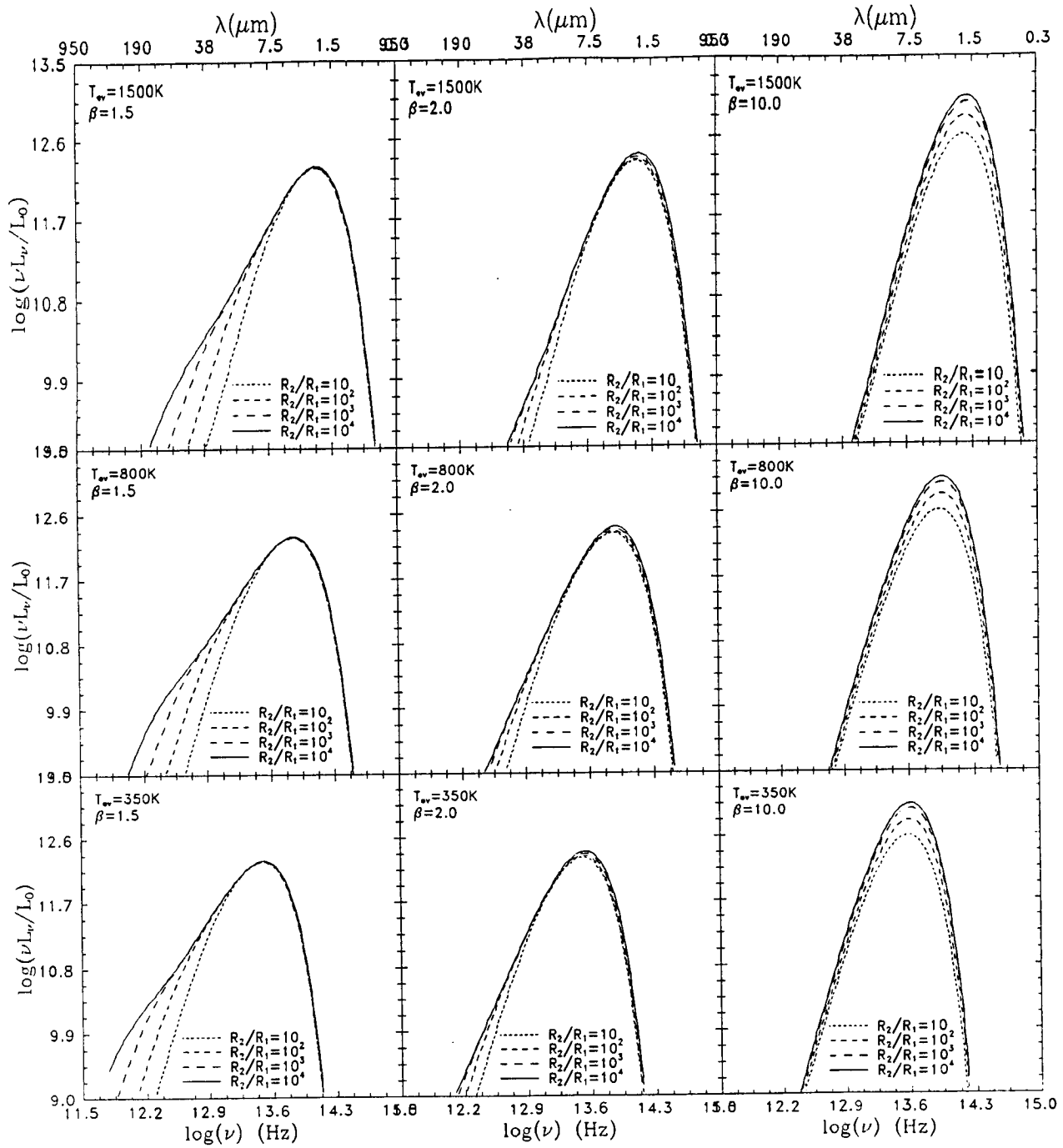


Figura I.2: Seqüência de modelos para $T_{ev}=1500, 800, \text{ e } 350\text{K}$, e $\beta=1.5, 2.0, \text{ e } 10$.

foram calculados os comprimentos de onda correspondentes aos máximos das curvas de emissão (por emissão entende-se a curva da luminosidade (νL_ν^D) erg s⁻¹) calculados para os modelos descritos acima. Os resultados estão plotados na Figura I.3. Nos painéis à esquerda estão plotadas, para as 3 temperaturas de evaporação consideradas, as curvas dos máximos de emissão $\log(\lambda_{max})$ vs. β parametrizadas por r_2/r_1 ; e nos painéis à direita temos $\log(\lambda_{max})$ vs. r_2/r_1 parametrizadas por β . Vê-se que, para $r_2/r_1 = 10$, o máximo da emissão praticamente não depende de β , variando apenas com T_{ev} . Assim, tem-se que:

- $T_{ev}=350\text{K} \rightarrow 7.94 \leq \lambda_{max}(\mu\text{m}) \leq 12.62$,
- $T_{ev}=800\text{K} \rightarrow 3.47 \leq \lambda_{max}(\mu\text{m}) \leq 5.54$,
- $T_{ev}=1500\text{K} \rightarrow 1.83 \leq \lambda_{max}(\mu\text{m}) \leq 2.96$.

Já para $\beta = 1$, o máximo praticamente já não mais depende de r_2/r_1 , variando apenas com T_{ev} :

- $T_{ev}=350\text{K} \rightarrow 10.15 \leq \lambda_{max}(\mu\text{m}) \leq 12.65$,
- $T_{ev}=800\text{K} \rightarrow 4.42 \leq \lambda_{max}(\mu\text{m}) \leq 5.55$,
- $T_{ev}=1500\text{K} \rightarrow 2.38 \leq \lambda_{max}(\mu\text{m}) \leq 2.98$.

Para $T_{ev}=1500\text{K}$ o máximo da emissão é praticamente independente de β e de r_2/r_1 , e está localizado em $\lambda_{max} \approx 2\mu\text{m}$. Para $\beta \leq 0.5$ e especialmente para $\beta = 0$, pode-se dizer que existe uma relação quase linear entre $\log(\lambda_{max})$ e $\log(r_2/r_1)$ (para qualquer T_{ev}), de forma que $\lambda_{max} \propto (r_2/r_1)^{0.35}$.

Como esperado, o máximo da emissão se desloca para comprimentos de onda menores (para mesmos r_2/r_1 e β) para temperaturas de evaporação maiores. Aumentando-se a razão r_2/r_1 faz com que os grãos apresentem um gradiente de temperatura, sendo que aqueles localizados mais longe da fonte central começam a contribuir mais significativamente à emissão, deslocando o máximo para λ maiores. Este fato só não é muito relevante para distribuições com $\beta > 1$, para as quais os grãos estão densamente compactados e localizados muito próximos ao raio de evaporação .

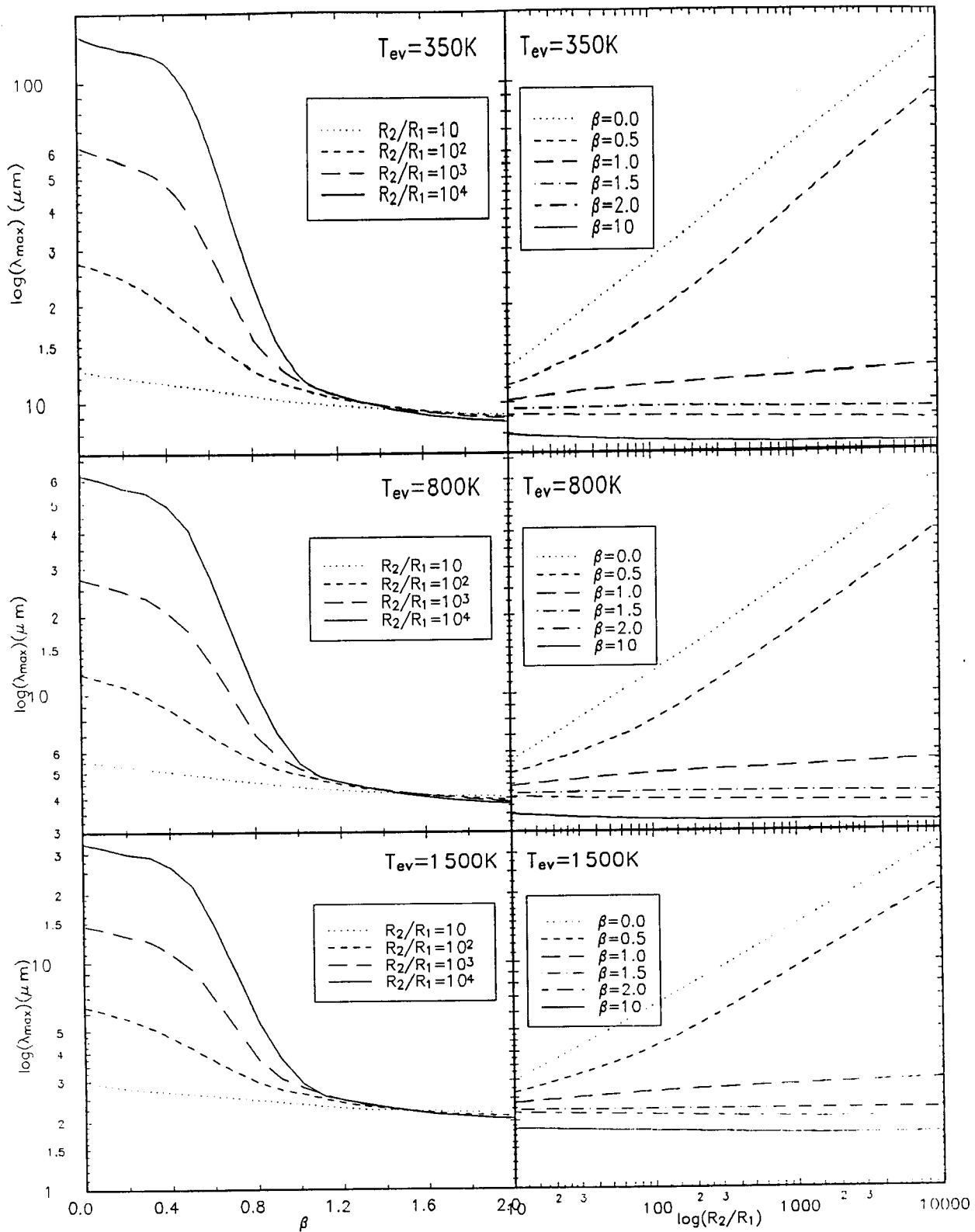


Figura I.3: Máximo da emissão ($L_\nu = \nu L_\nu^D$) λ_{max} em função de r_2/r_1 (à esquerda) e de β (à direita).

I.3 Índices de Cor

Analogamente ao que se faz com observações no visível, pode-se construir índices de cor no infra-vermelho, sendo que, para isso, são usadas as bandas nas quais o IRAS (Infra-Red Astronomical Satellite) observou objetos no céu. Essas bandas estão localizadas em 12, 25, 60, e 100 μ m. Os índices de cor no infra-vermelho são definidos da seguinte forma:

$$-\alpha(\lambda_2, \lambda_1) = \frac{\log(F_2/F_1)}{\log(\lambda_2/\lambda_1)},$$

onde F_i é a densidade de fluxo (em Jansky) medida em λ_i , e $\lambda_2 > \lambda_1$.

Os índices de cor derivados a partir dos modelos dependem basicamente de 3 parâmetros: a temperatura de evaporação T_{ev} , a razão entre os raios que definem a distribuição dos grãos r_2/r_1 , e o parâmetro β que define a função da densidade numérica dos grãos. Para melhor caracterizar estas dependências, e visualizar a forma das curvas dos índices de cor, foram calculados modelos para 5 diferentes temperaturas de evaporação : $T_{ev}=350, 500, 800, 1000,$ e 1500K, e a partir desses modelos, foram construídos gráficos dos índices de cor plotados em função do parâmetro β . Em cada gráfico foram plotadas curvas correspondentes às razões $r_2/r_1= 10, 10^2, 10^3, 10^4,$ e $r_2/r_1 \rightarrow \infty$ ¹. Estes gráficos estão mostrados nas Figuras I.4 a I.6, sendo que cada figura é composta de 3 gráficos: na parte superior está o gráfico correspondente ao índice de cor $\alpha(25,12)$ vs. β ; no meio está $\alpha(60,25)$ vs. β , e na parte inferior está $\alpha(100,60)$ vs. β .

Alguns comentários podem ser feitos a respeito dos gráficos:

- Conforme mostrado no apêndice A.2, para $\beta \gg 1$, todos os índices de cor se aproximam assintoticamente de valores que dependem apenas da temperatura de evaporação T_{ev} ;
- Independente de T_{ev} , os índices de cor variam muito pouco (com β) para $r_2/r_1=10$, mas, à medida que cresce r_2/r_1 , aumenta muito a dependência com β ;

¹A curva $r_2/r_1 \rightarrow \infty$ é usada apenas para definir o limite teórico que os modelos podem atingir; na prática, $r_2/r_1 \rightarrow \infty$ implicaria que a distribuição de poeira se estendesse muito além do que a própria galáxia.

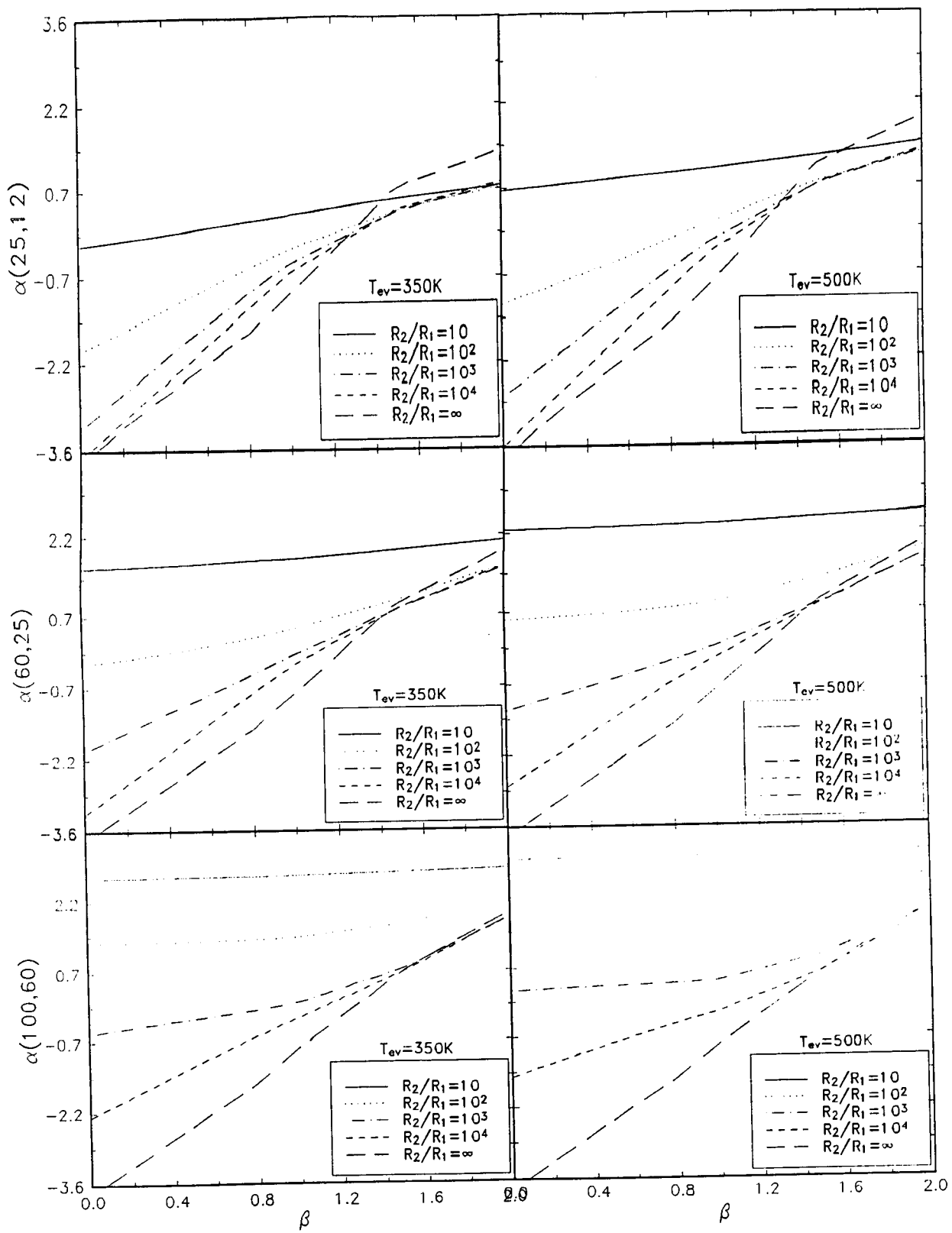


Figura I.4: Índices de cor para $T_{ev}=350K$ (à esquerda) e $T_{ev}=500K$ (à direita), em função de β e parametrizados por r_2/r_1 .

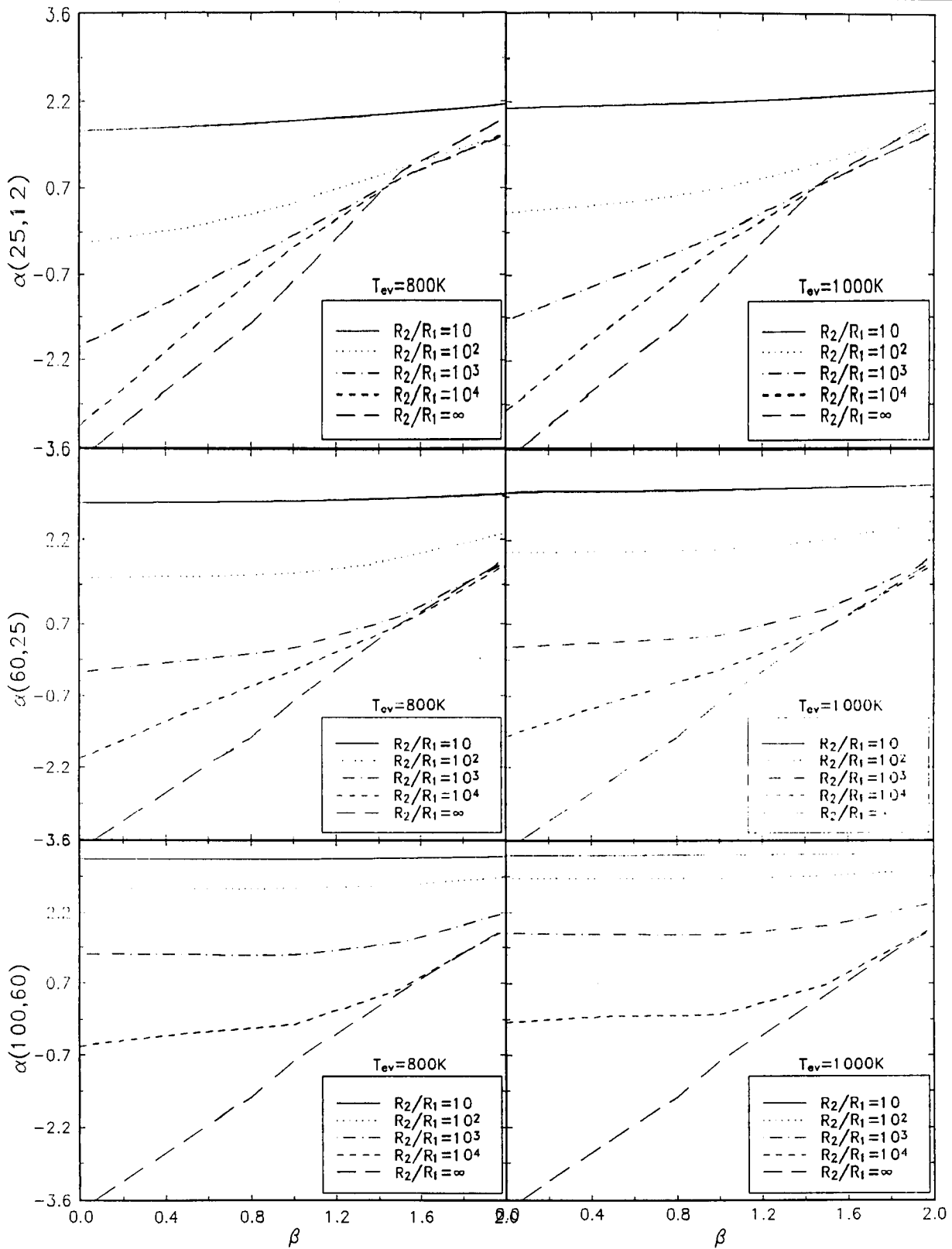


Figura I.5: Índices de cor para $T_{ev}=800K$ (à esquerda) e $T_{ev}=1000K$ (à direita), em função de β e parametrizados por r_2/r_1 .

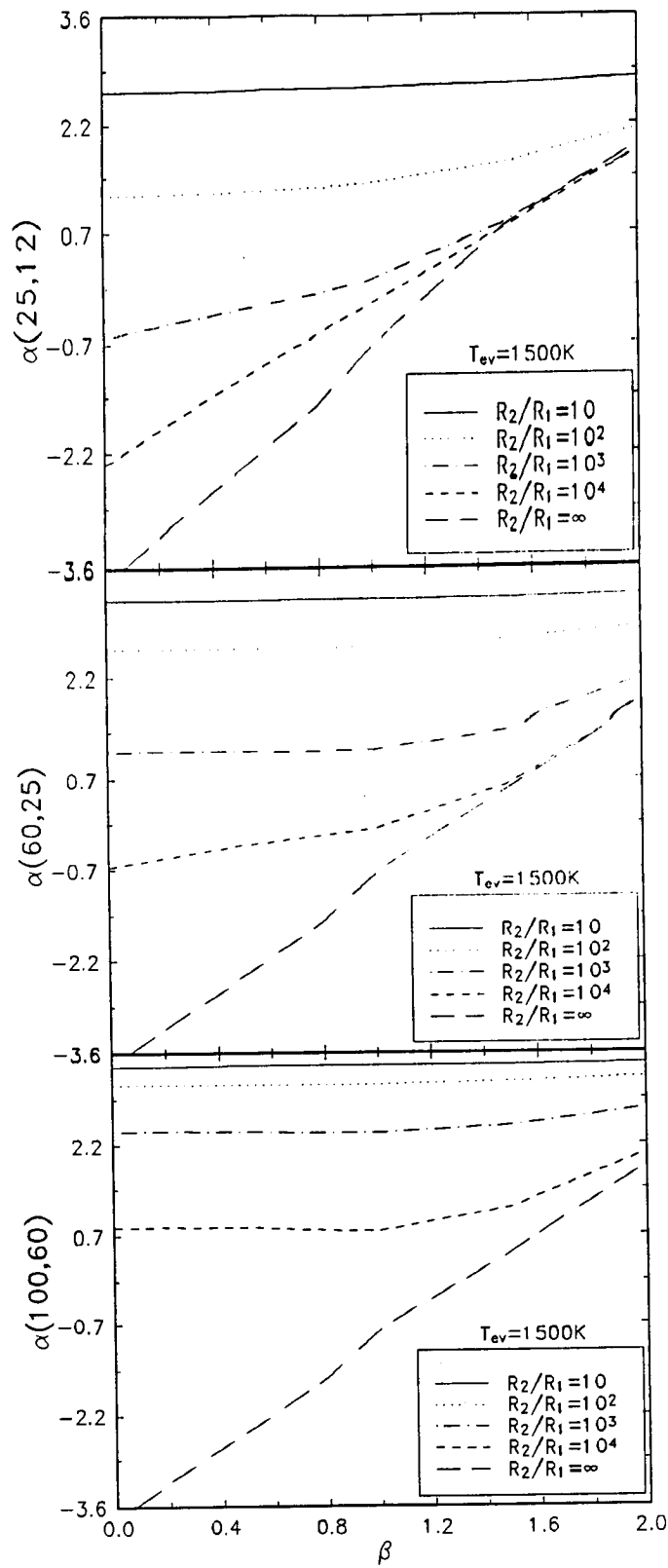


Figura I.6: Índices de cor para $T_{ev}=1500K$, em função de β e parametrizados por r_2/r_1 .

- À medida que T_{ev} aumenta ($\beta < 2$), os índices se deslocam para valores maiores;
- Para $r_2/r_1 \rightarrow \infty$, os índices se tornam praticamente independentes de T_{ev} .

I.3.1 Diagramas Cor-Cor

Diagramas envolvendo diferentes índices de cor podem fornecer muitas informações a respeito dos objetos a serem analisados. Com os 3 índices de cor no infra-vermelho, foram construídos diagramas para $\alpha(25,12)$ vs. $\alpha(100,60)$, $\alpha(60,25)$ vs. $\alpha(100,60)$, e $\alpha(25,12)$ vs. $\alpha(60,25)$. Foram calculados modelos para as temperaturas $T_{ev}=350, 500, 800, 1000,$ e 1500K , sendo que em cada diagrama foram plotadas curvas correspondentes às razões $r_2/r_1=10, 10^2, 10^3, 10^4$, e para $r_2/r_1 \rightarrow \infty$ (caso limite); cada curva foi parametrizada por β . Estes diagramas estão ilustrados nas Figuras I.7 a I.9, nas quais, para efeitos de comparação, estão plotadas as curvas correspondentes a um espectro de uma lei-de-potência ($F_\nu \propto \nu^\alpha$) e a um espectro de um corpo-negro a várias temperaturas.

Observe-se que para as temperaturas consideradas, as curvas dos índices assumem valores que correspondem apenas à região à direita da lei-de-potência.

I.4 A Inclusão de Uma Lei-de-Potência

As seções anteriores foram destinadas para a apresentação do modelo de emissão de poeira ‘puro’, a obtenção de algumas de suas propriedades analíticas, e definição dos índices de cor e dos diagramas cor-cor e seu comportamento em função da variação de alguns parâmetros que caracterizam o modelo.

Diversos estudos já mostraram que a maioria (se não todos) dos **AGNs** podem ter seu contínuo entre o ultra-violeta e o óptico bem ajustados por uma lei-de-potência (Malkan e Sargent 1982; Malkan 1983; Edelson e Malkan 1986). Assim, uma extensão natural do modelo de poeira é a inclusão de uma lei-de-potência.

Os modelos de emissão de poeira que adotamos assumem que o núcleo de galáxias ativas se apresenta praticamente livre de nuvens de poeira ao longo de nossa linha de visada (ou,

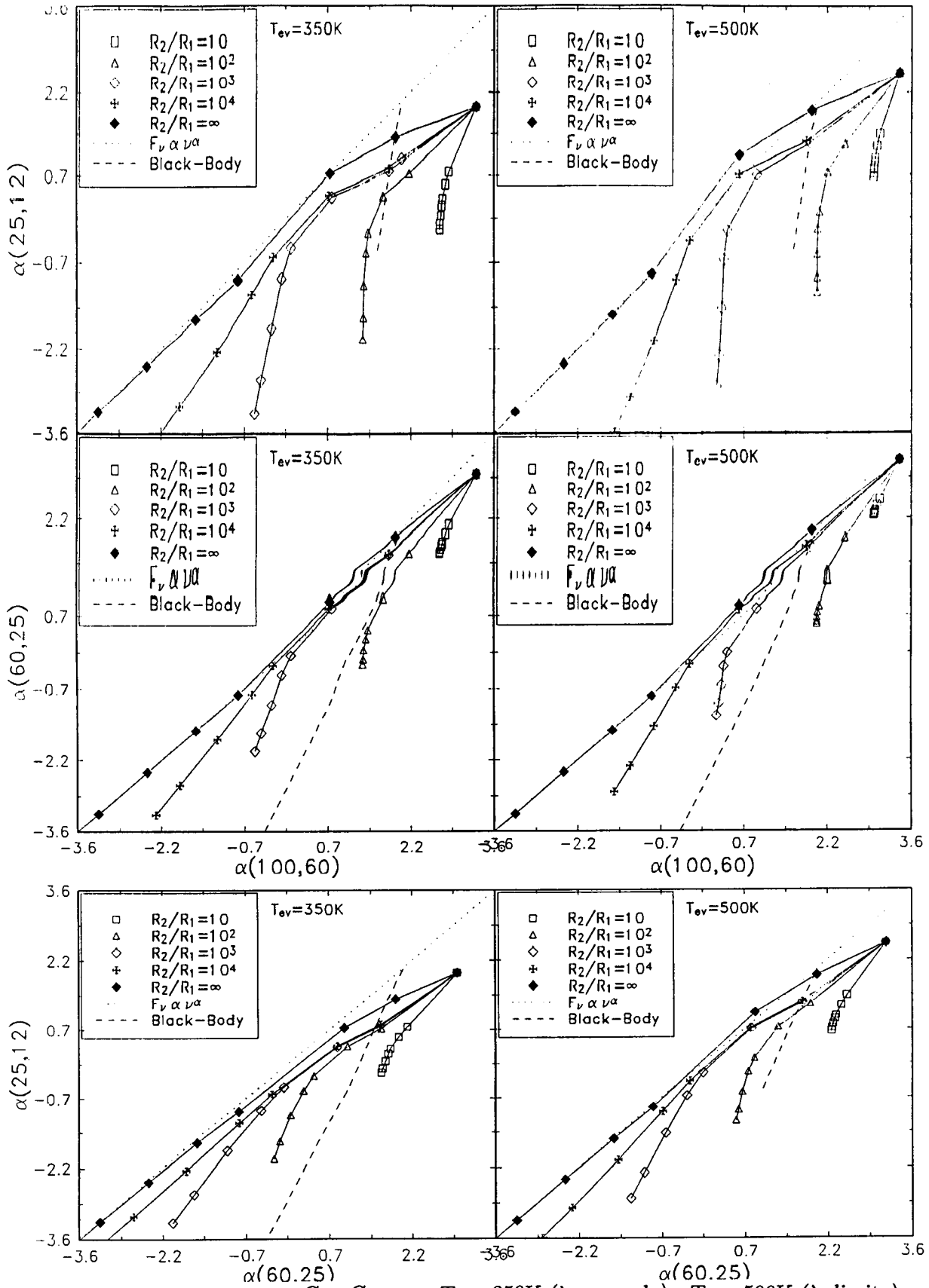


Figura 1.7: Diagramas Cor-Cor para $T_{ev}=350K$ (à esquerda) e $T_{ev}=500K$ (à direita).

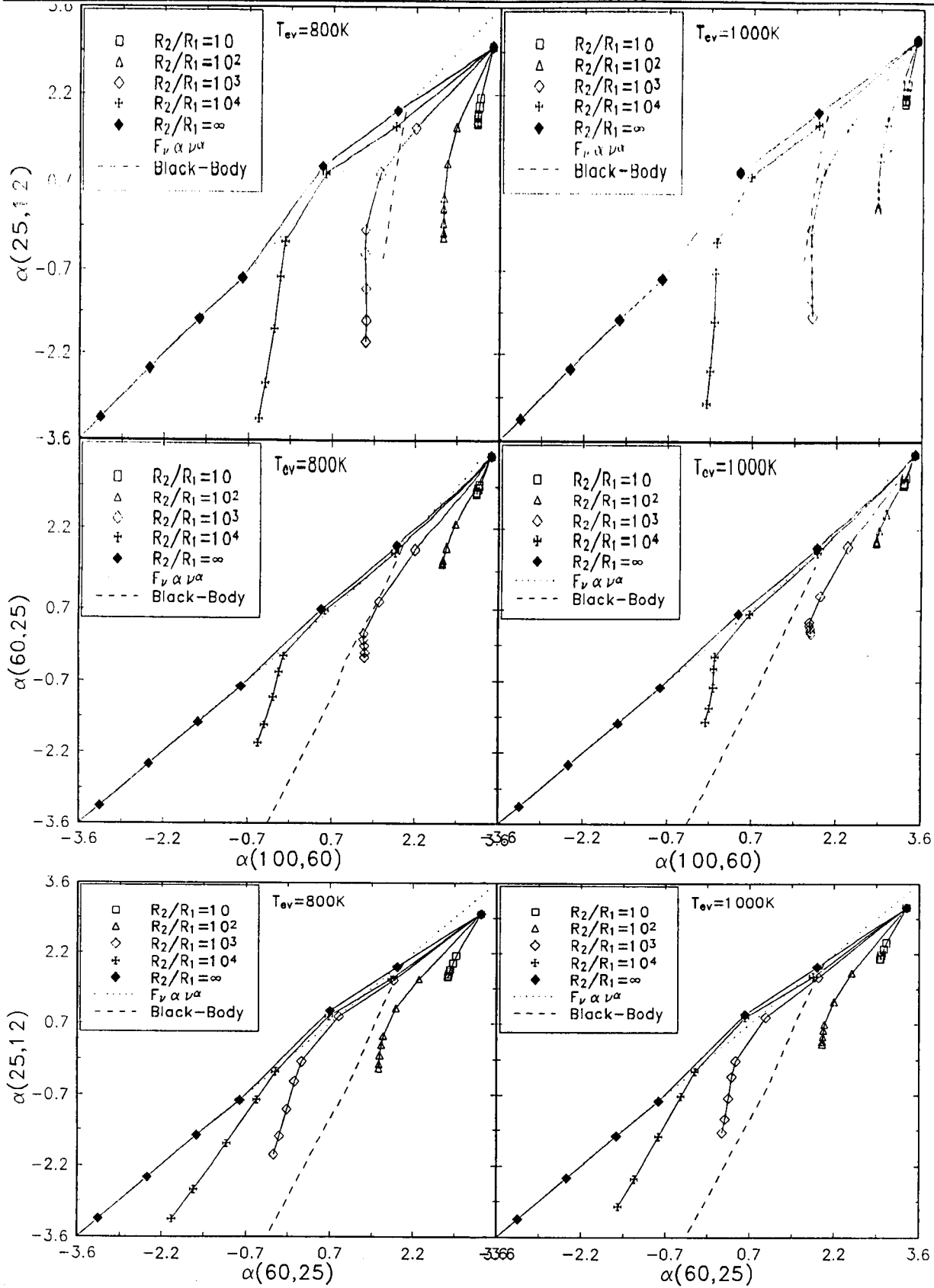


Figura 1.8: Diagramas Cor-Cor para $T_{ev}=800K$ (à esquerda) e $T_{ev}=1000K$ (à direita).

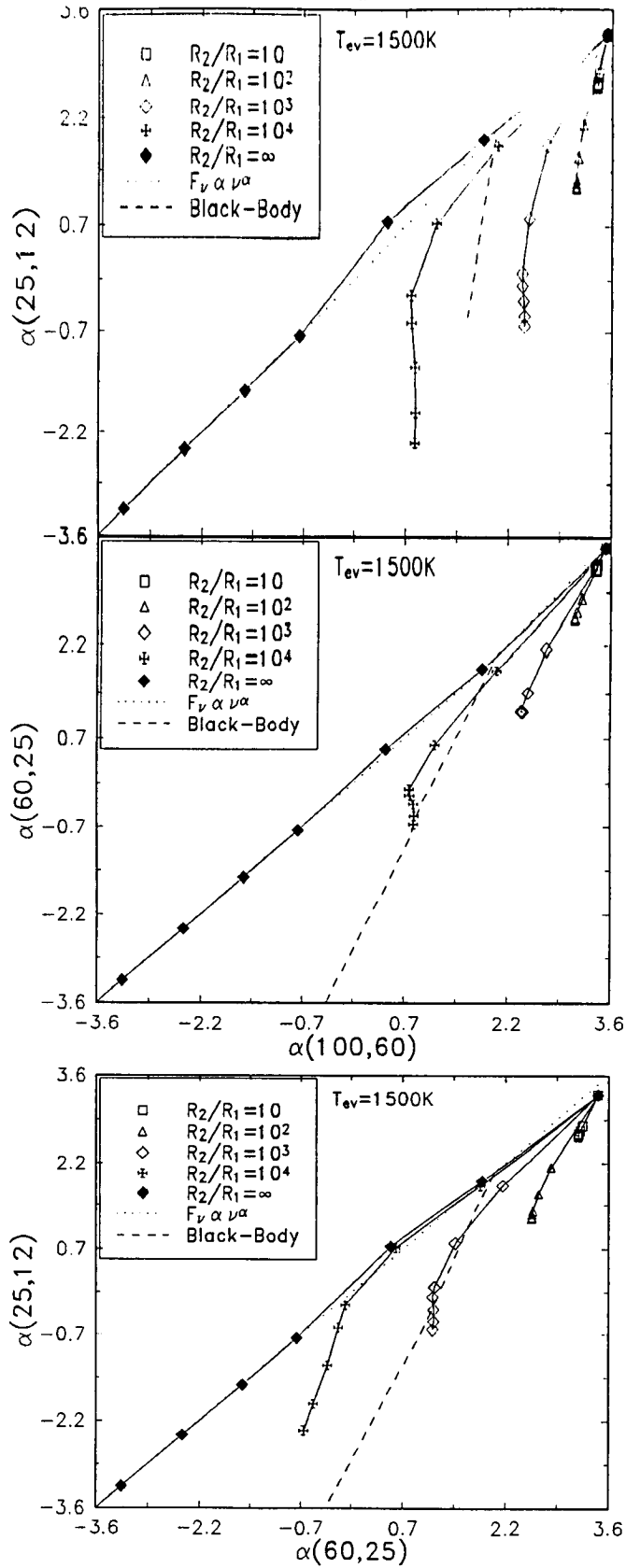


Figura I.9: Diagramas Cor-Cor para $T_{ev}=1500K$.

alternativamente, com uma baixa profundidade óptica efetiva no caso de uma distribuição uniforme e esférica). Desta forma, a extensão da lei-de-potência do UV/óptico para dentro do infra-vermelho deve ser observável em alguma proporção, e seus efeitos nos índices de cor devem ser considerados.

Neste caso, a luminosidade espectral total é produzida pela combinação da emissão da poeira mais uma lei-de-potência, e pode ser escrita da seguinte forma:

$$L_\nu = \epsilon_D L_\nu^D + (1 - \epsilon_D) L_\nu^{PL}, \quad (I.19)$$

onde L_ν^D é a luminosidade espectral proveniente da emissão da poeira e $L_\nu^{PL} = \kappa_{PL} \nu^\alpha$ representa a lei-de-potência; ϵ_D é definido como a fração da contribuição da luminosidade da poeira em $\lambda = 60\mu\text{ m}$ em relação à luminosidade total em $\lambda = 60\mu\text{ m}$.

O parâmetro κ_{PL} é calculado da seguinte forma: Seja uma galáxia com uma luminosidade espectral observada em $\lambda = 60\mu\text{ m}$, L_{60} . Supondo inicialmente que L_{60} seja devida apenas à emissão da poeira, temos então que $\epsilon_D = 1$ e $L_{60} = L_{60}^D$; agora, supondo que a mesma emissão seja devida apenas à lei-de-potência, temos $\epsilon_D = 0$ e $L_{60} = \kappa_{PL} \nu_{60}^\alpha = L_{60}^D$. Assim $\kappa_{PL} = L_{60}^D \nu_{60}^{-\alpha}$. Desta forma, a equação I.19 pode ser escrita da seguinte forma:

$$L_\nu = \epsilon_D L_\nu^D + (1 - \epsilon_D) L_{60}^D \left(\frac{\nu}{\nu_{60}} \right)^\alpha. \quad (I.20)$$

Desta forma, para cada modelo de poeira adotado, L_ν vai depender de mais dois parâmetros: a fração ϵ_D e a potência α .

Para ilustrar o efeito da inclusão de uma lei-de-potência foram calculados modelos para as temperaturas de evaporação $T_{ev} = 350, 800, \text{ e } 1500\text{ K}$, sendo que, para cada temperatura foram levadas em conta as razões $r_2/r_1 = 10^2, 10^3, \text{ e } 10^4$. O efeito da lei-de-potência foi considerado para os modelos com $\beta = 0$ e $\beta = 1.0$, variando-se a contribuição da lei-de-potência em $\lambda = 60\mu\text{ m}$ para os seguintes valores: $\epsilon_{PL} = 1 - \epsilon_D = 0.0, 0.1, 0.5, 0.8, \text{ e } 1.0$. A partir destes modelos foram calculados os índices de cor $\alpha(25,12)$, $\alpha(60,25)$, e $\alpha(100,60)$ correspondentes. Os resultados estão plotados nas Figuras I.10 a I.12. Como esperado, à medida que ϵ_{PL} se aproxima de 1.0 os índices de cor se aproximam do valor da potência da lei-de-potência.

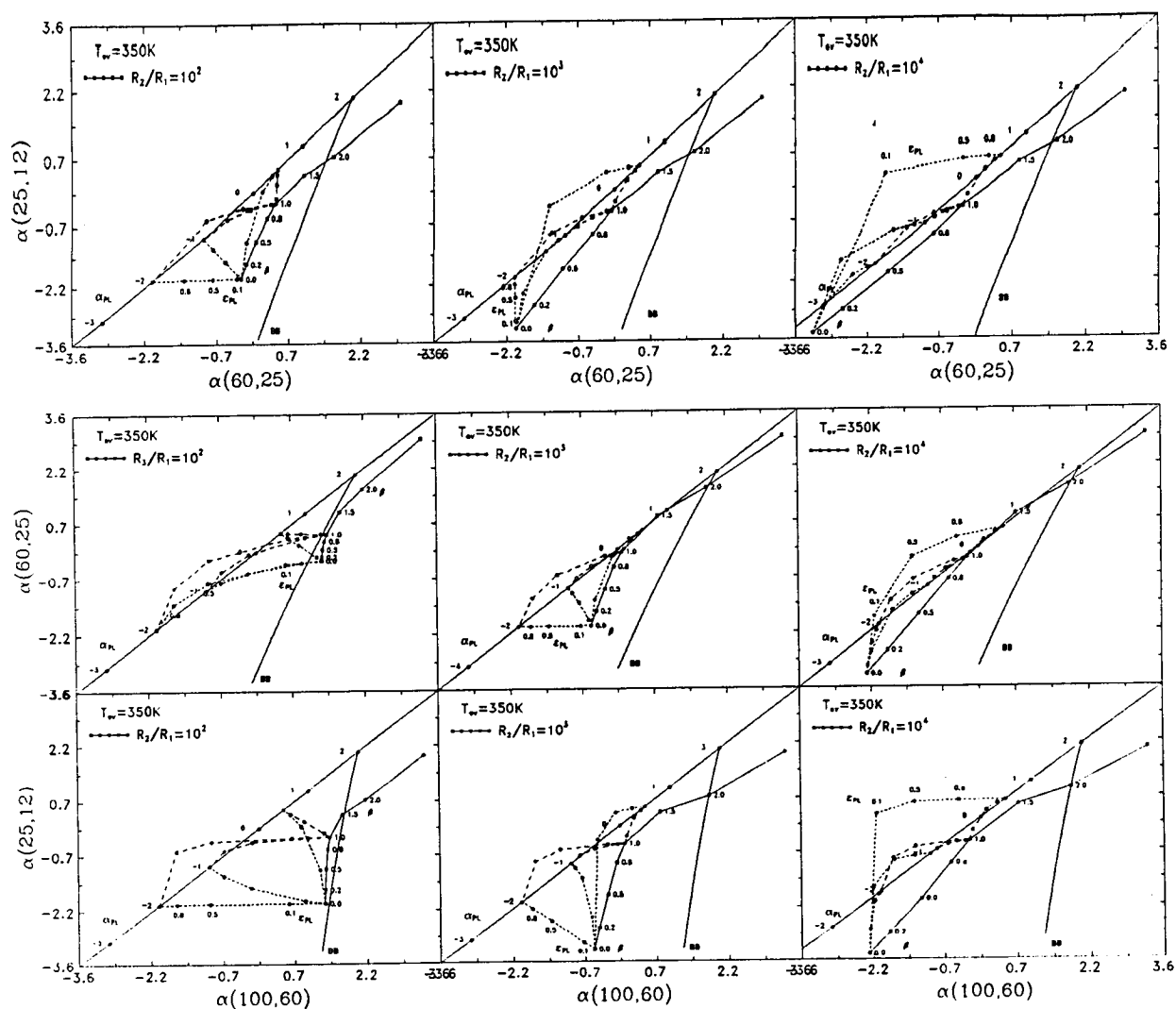


Figura I.10: Diagramas cor-cor para $T_{ev}=350K$ incluindo efeitos de uma lei-de-potência.

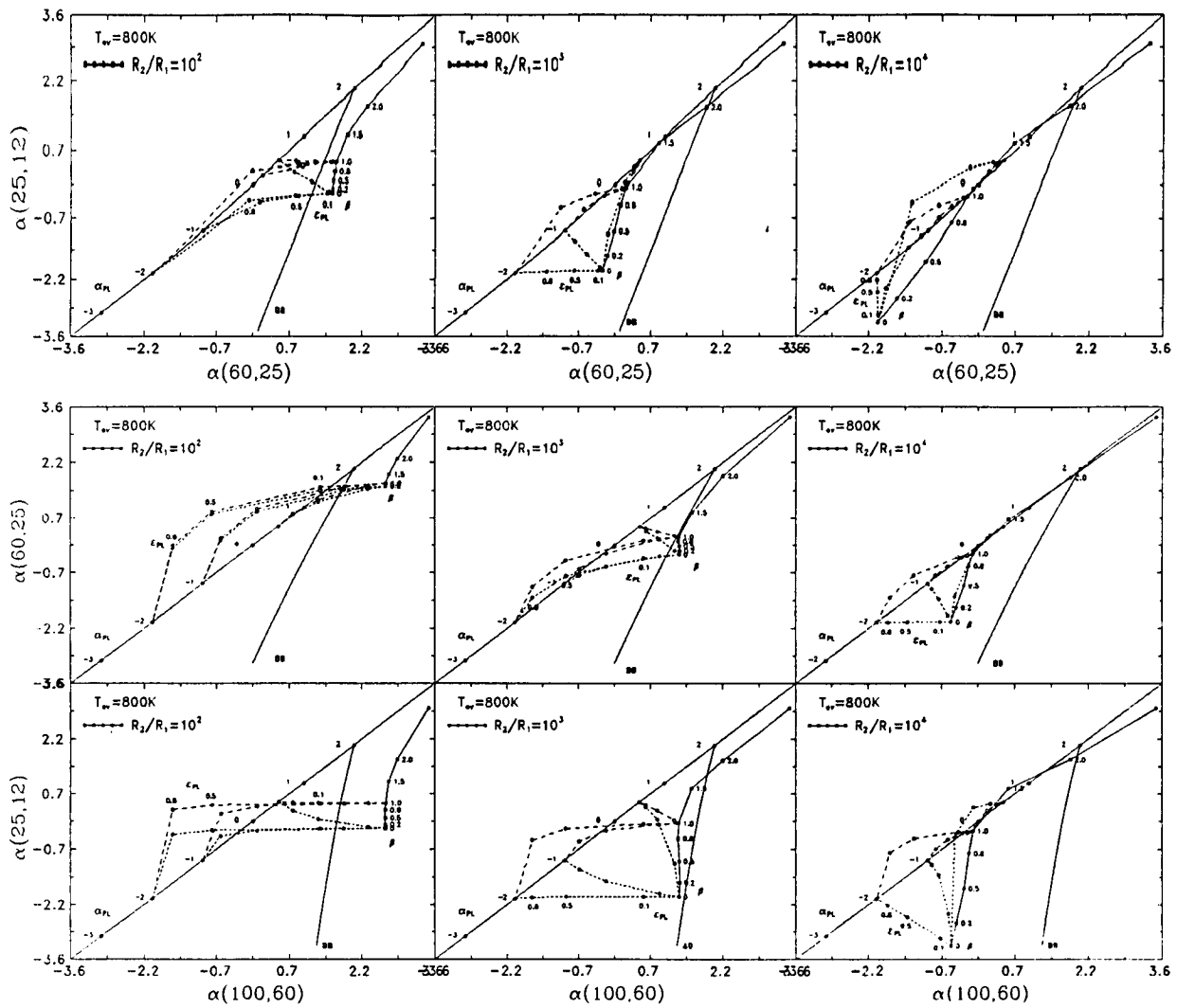


Figura I.11: Diagramas cor-cor para $T_{ev}=800K$ incluindo efeitos de uma lei-de-potência.

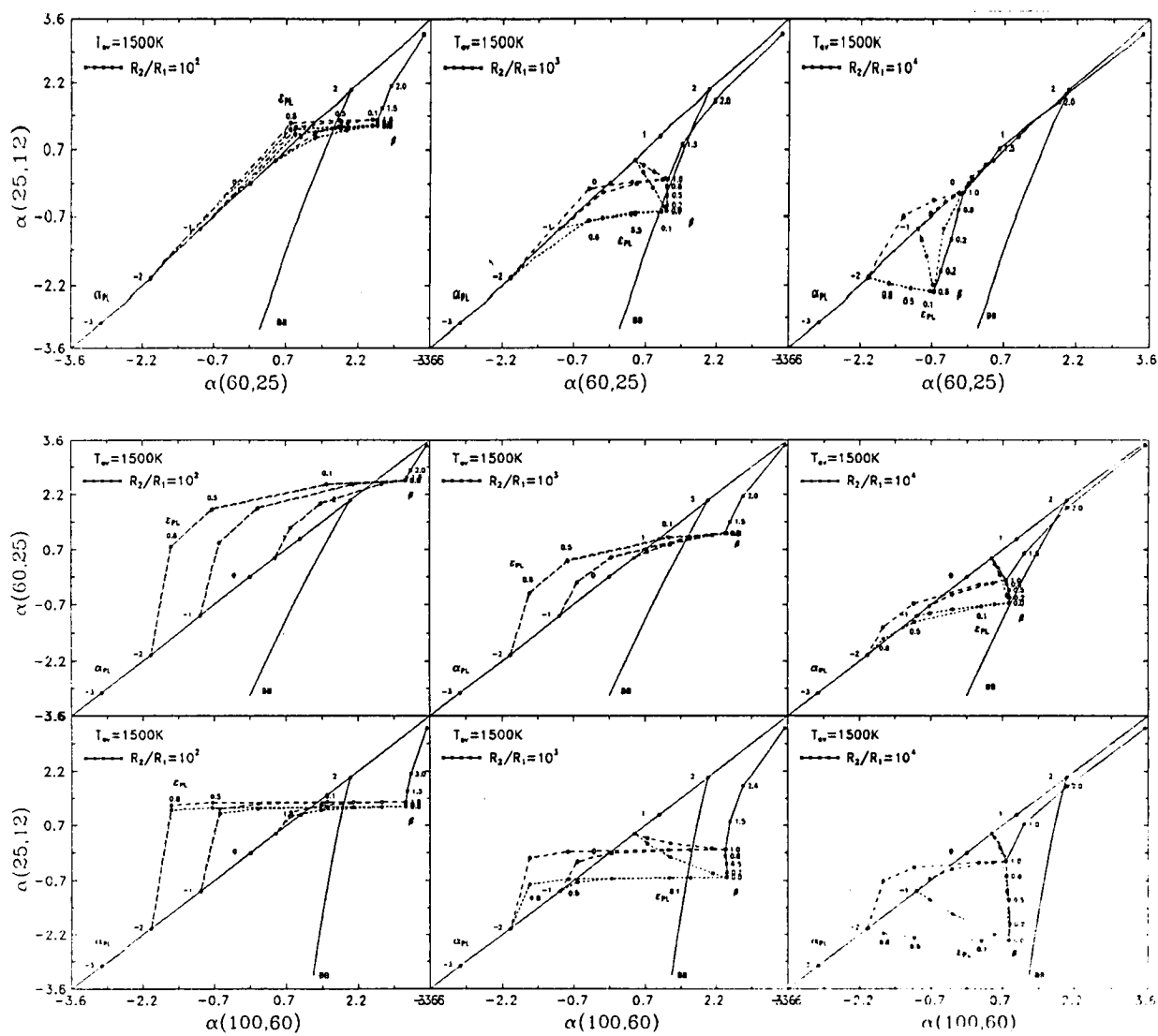


Figura I.12: Diagramas cor-cor para $T_{ev}=1500\text{K}$ incluindo efeitos de uma lei-de-potência.

Anteriormente, vimos que modelos de poeira 'puros' assumiam valores apenas à direita da lei-de-potência, mas a inclusão dos efeitos de uma lei-de-potência em diferentes proporções faz com que os índices possam assumir valores também à esquerda da lei-de-potência, podendo, assim, cobrir quase que todo o diagrama.

Capítulo II

A AMOSTRA DE GALÁXIAS

II.1 Introdução

A análise do espectro de emissão no óptico e no infra-vermelho será feita em galáxias pertencentes a 3 conjuntos de objetos previamente selecionados por serem brilhantes no infra-vermelho, a saber: 11 galáxias do hemisfério sul celeste, observadas e gentilmente cedidas pelo Dr. Sebastian Lípari, do Observatório de Córdoba, Argentina; 38 galáxias observadas no Cerro Tololo, Chile, por Charles Bonatto e a Dra. Thaisa Storchi-Bergmann, do Departamento de Astronomia do IF-UFRGS; e um terceiro conjunto de 188 galáxias AGNs compilado a partir da literatura pela Dra. Miriani G. Pastoriza do IF-UFRGS.

II.2 Apresentação da Amostra

II.2.1 Galáxias observadas no CASLEO

O primeiro conjunto a ser analisado é formado por 11 galáxias **IRAS** do hemisfério sul celeste, selecionadas a partir do catálogo de candidatas a **AGNs** (de Grijp *et al.*, 1987), sendo que 9 das 11 galáxias tinham “redshifts” não conhecidos. Seus espectros no óptico foram obtidos pelo Dr. S. Lípari com a ‘Z-MACHINE’ desenvolvida no Harvard Smithsonian Center for Astrophysics. Maiores detalhes a respeito deste instrumento podem ser encontrados nas seguintes referências: Tonry e Davis, 1979; Latham, 1982; da Costa

et al., 1984. As observações foram tomadas com o espectrógrafo Cassegrain do telescópio Ritchey-Chrétien de 2.15m do observatório de CASLEO, em San Juan, Argentina, no período entre maio e novembro de 1989 ¹.

Essas observações foram feitas usando uma rede com 600 linhas/mm, dando uma dispersão de 120Å/mm, e cobrindo o intervalo espectral entre $\lambda \approx 4000\text{Å}$ e $\lambda \approx 7100\text{Å}$.

As medições foram tomadas através de um par de fendas de $3 \times 6''$ separadas por $37''$ para que fossem tomadas exposições simultâneas do objeto e do céu. O detetor emprega um sistema *Reticon 936* duplo acoplado a um tubo de imagem de alto ganho. Uma exposição completa para um objeto consistiu de 2 exposições de mesmo tempo com a fonte colocada alternadamente em cada um dos canais. Exposições de lâmpadas de comparação de He-Ne-Ar foram tomadas logo antes e depois do objeto. Normalmente, entre 50 e 60 linhas da lâmpada (e também linhas do céu) foram usadas num ajuste polinomial de ordem 7 para a solução em comprimentos de onda, com um resíduo *rms* típico da ordem de 0.4Å. Exposições de lâmpadas incandescentes foram tomadas ao final de cada noite para remover o padrão fixo de ruído que aparece na eletrônica de leitura (Latham, 1982). Os espectros foram calibrados em fluxo com estrelas do catálogo *Southern Spectrophotometric Standard Stars* de Stone e Baldwin (1983), seguindo técnicas padrões de reduções espectrofotométricas. O pacote de software empregado nas reduções e nas análises das linhas de emissão foi desenvolvido por membros do Departamento de Astronomia do IF-UFRGS.

A Tabela II.1 abaixo relaciona alguns dados a respeito destes objetos. A primeira coluna dá a identificação de cada galáxia de acordo com suas coordenadas celestes, conforme o catálogo *IRAS Point Source Catalogue* (1985); a segunda dá o número de identificação constante no catálogo de de Grijp *et al.* (1987), e a terceira dá a identificação, quando existe, conforme vários outros catálogos de galáxias; depois está o “redshift” z ; a seguir está o excesso de cor devido à nossa Galáxia $E(B-V)_G$; na coluna 6 está o código do “template”

¹As galáxias dessa amostra foram analisadas no óptico e no infra-vermelho, e o resultado dessas análises foi publicado no artigo “Optical and IR Emission of a Sample of **IRAS** Galaxies”, Lipari, Bonatto e Pastoriza (1991).

IRAS	N	Nome	z	$E(B-V)_G$	T	$E(B-V)_P$	Class.
0019-7926	006	—	0.07289	0.02	—	—	Sey2
0135-1307	030	—	0.04050	0.00	S2	0.00	Sey2
0137-2230	031	543-G11	0.08657	0.00	—	—	Sey1
0310-5131	076	199-IG23	0.07823	0.00	—	—	Sey2
0336-1641	098	—	0.03735	0.00	S2	0.30	Sey2
1249-1308	309	M-02-33-034	0.01418	0.00	—	—	Sey1.5
1258-3039	312	M-05-31-013	0.01633	0.04	—	—	Sey2
1548-0344	383	—	0.03095	0.03	—	—	Sey2
1834-6728	472	103-G40	0.01452	0.07	S2	0.10	Sey2
1958-1818	495	—	0.03730	0.12	S2	0.00	Sey2
2020-5635	502	—	0.06011	0.03	—	—	Sey1.9

Tabela II.1: Dados gerais referentes às galáxias IRAS da primeira amostra.

(T) usado quando da subtração da população estelar (tópico a ser discutido na secção III.2); e $E(B-V)_P$ é o excesso de cor adicional necessário para a subtração da população estelar; e na coluna 8 está a classificação espectral de cada galáxia.

O avermelhamento Galáctico, $E(B-V)_G$, para cada objeto foi estimado procurando-se por galáxias “vizinhas” nos catálogos de Sandage e Tammann (1981) e de de Vaucouleurs *et al.* (1976). O “redshift” z foi calculado medindo-se a posição do centróide de uma gaussiana centrada principalmente na linha $[OIII]_{\lambda 5007}$, ou em $H\alpha$ quando a linha $[OIII]_{\lambda 5007}$ não fosse útil. As Figuras II.1-II.4 mostram os 12 espectros já corrigidos pelo avermelhamento Galáctico, calibrados nos comprimentos de onda de repouso e calibrados em fluxo.

II.2.2 Galáxias observadas no Cerro Tololo

O segundo conjunto de objetos é formado por 38 galáxias IRAS que, em 2 turnos, em maio e setembro de 1990, foram observadas com o detetor bi-dimensional 2D-FRUTTI acoplado ao foco Cassegrain do telescópio de 1m do observatório de Cerro Tololo, Chile, por Charles Bonatto e Thaisa Storchi-Bergmann. A rede utilizada foi a #26 (600 linhas/mm) com um ângulo de $10^\circ.25$ (‘blaze’ em torno de 4900\AA), sendo que a fenda usada para as galáxias tinha uma largura de $205\mu\text{m}$, o que equivale a $4''$. Das 38 galáxias, 32 foram selecionadas a partir do catálogo de de Grijp *et al.* (1987), e as outras a partir de outros

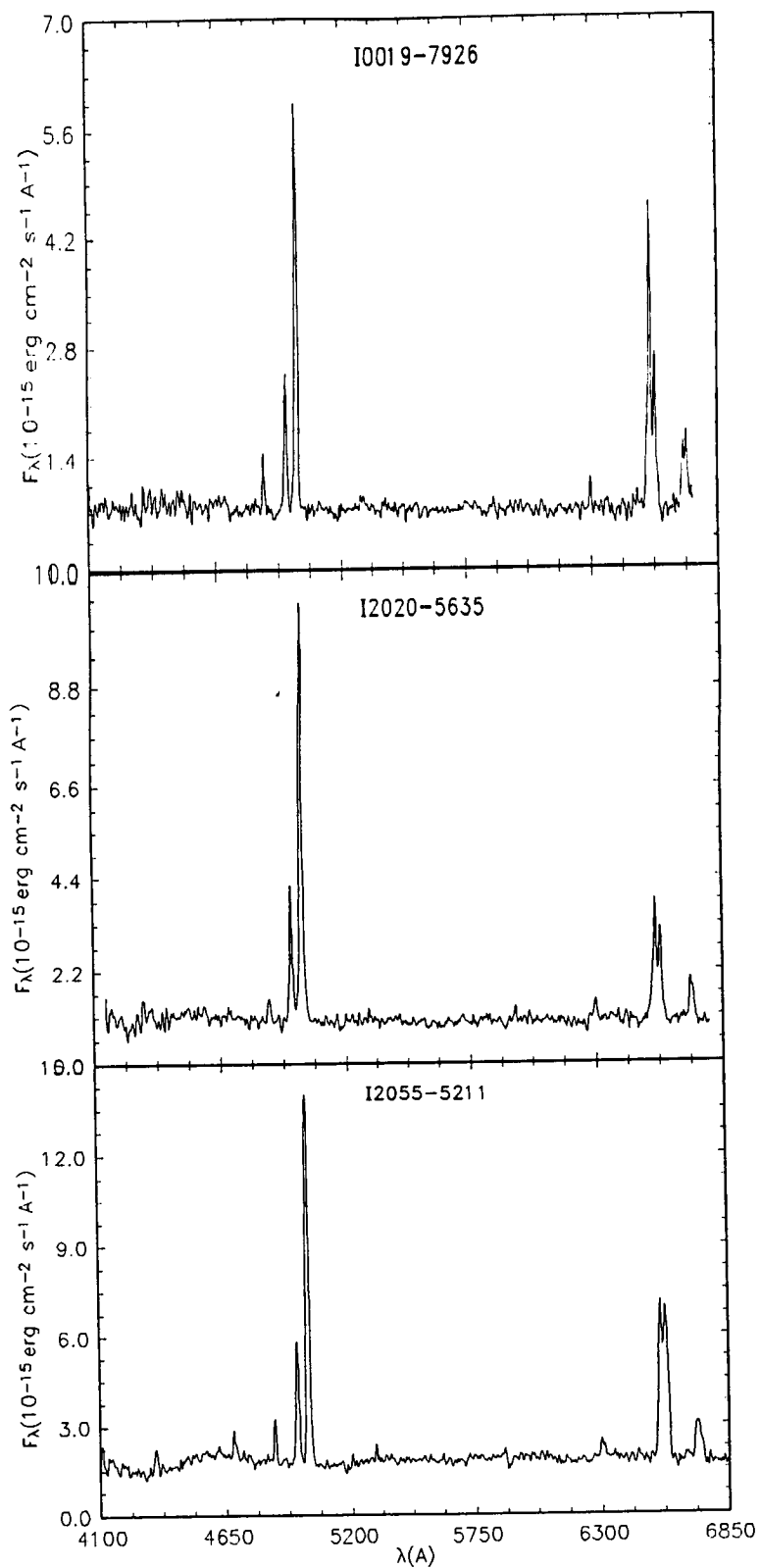


Figura II.1: Espectros das galáxias I0019-7926, I2020-5635 e I2055-5211 já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.

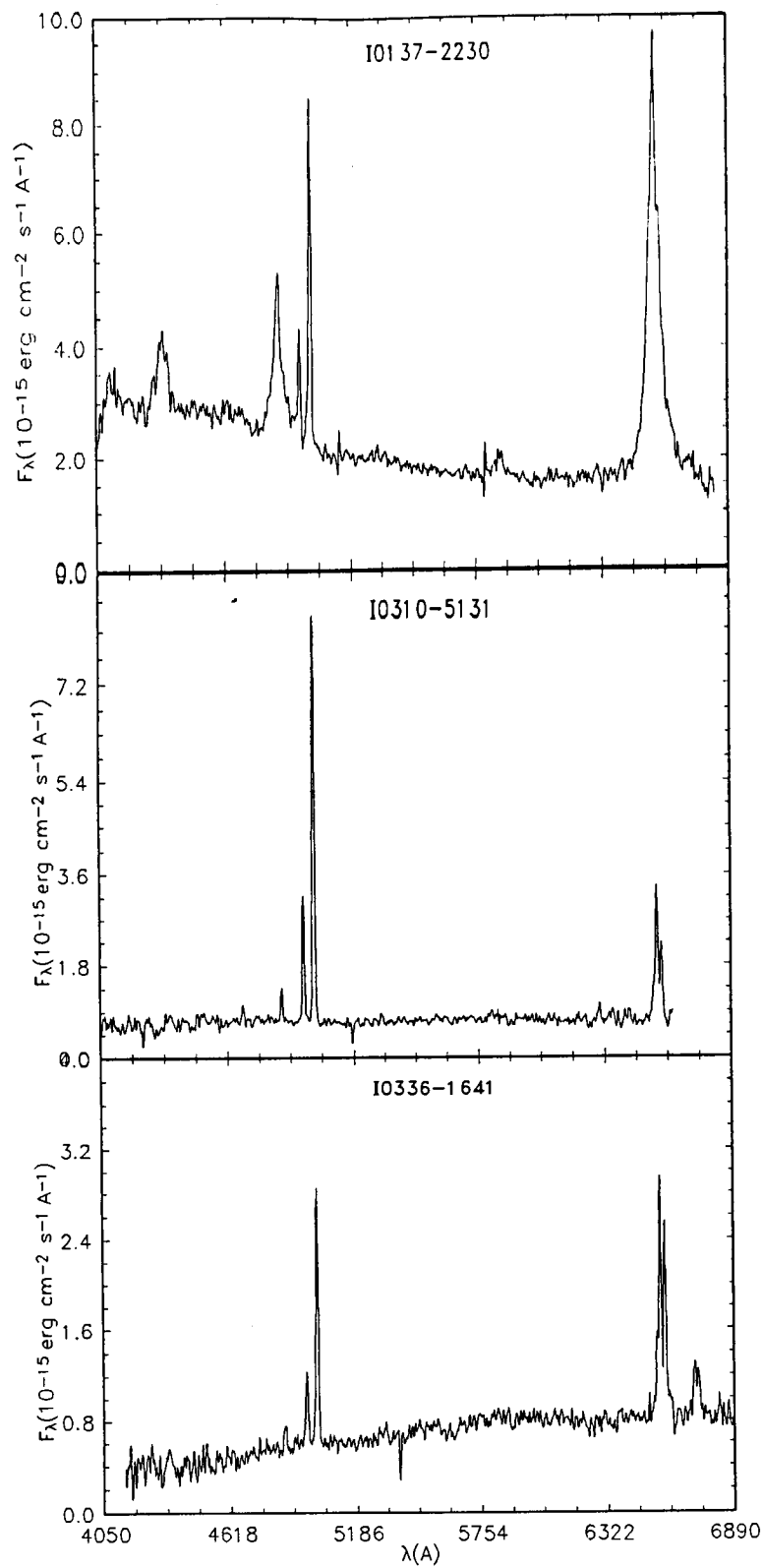


Figura II.2: Espectros das galáxias I0137-2230, I0310-5131 e I0336-1641 já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.

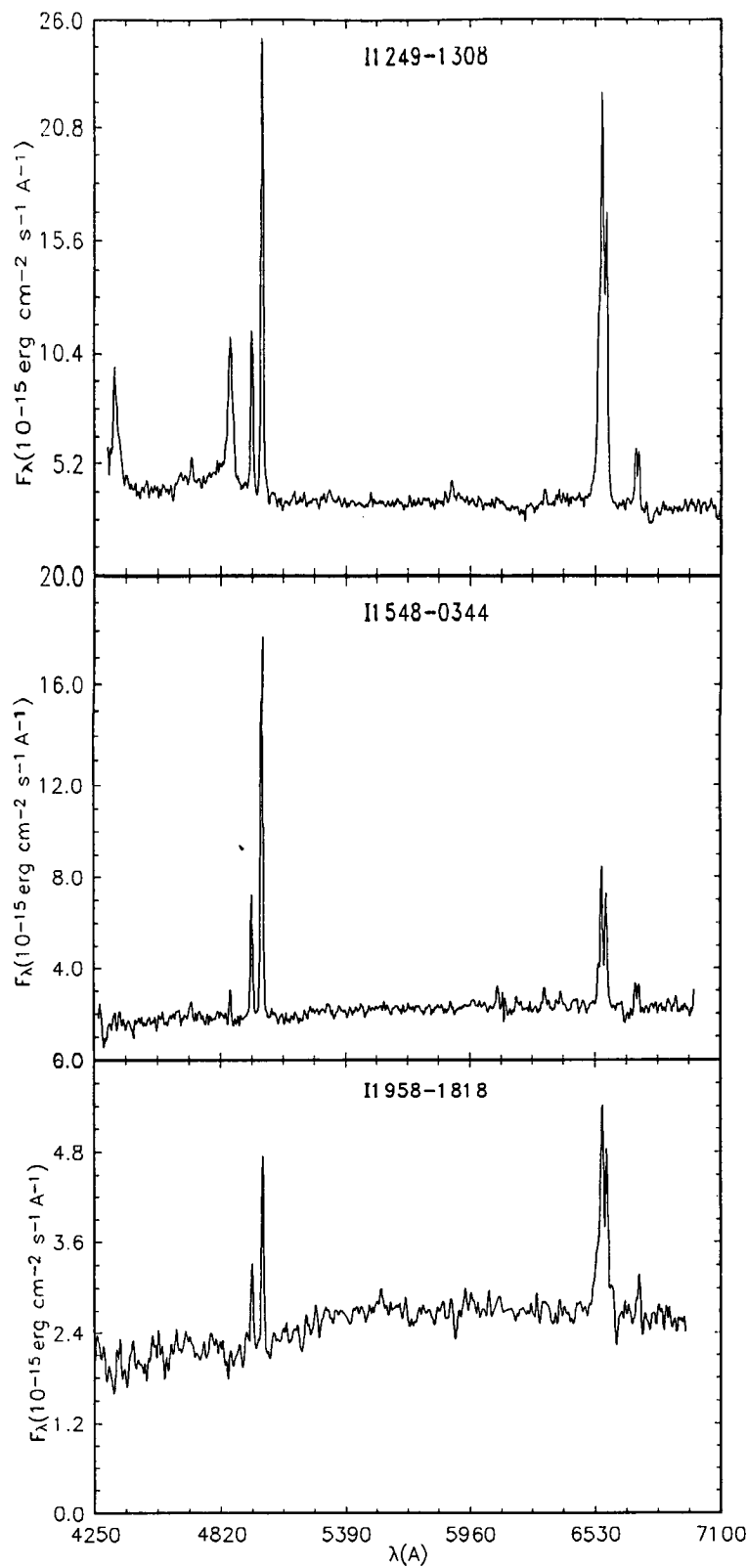


Figura II.3: Espectros das galáxias I1249-1308, I1548-0344, e I1958-1818 já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo "redshift", calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.

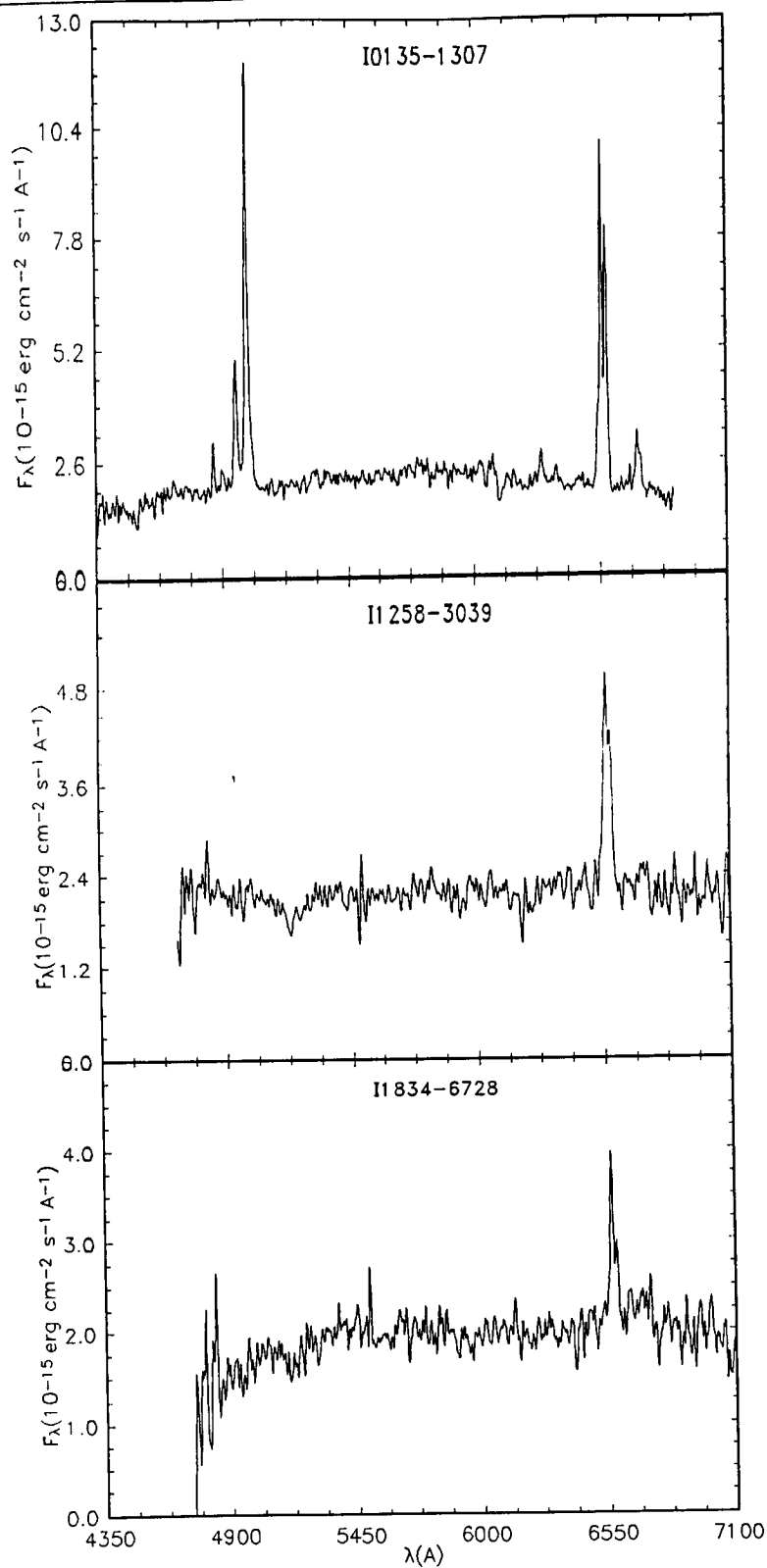


Figura II.4: Espectros das galáxias I0135-1307, I1258-3039, e I1834-6728 já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.

catálogos de galáxias.

O procedimento observacional seguido foi o padrão: ao começo e ao final de cada noite eram tomados “sky-flats”; durante as tardes eram tomados “flat-fields” variando-se o ângulo da rede de forma a obter mais sinal no CCD tanto na região do azul quanto na do vermelho; usualmente eram tomadas 3 exposições consecutivas para cada galáxia, de 20 ou 30 minutos cada; exposições de lâmpadas de comparação e de estrelas padrões eram feitas para cada galáxia. Ao final de cada noite eram tomados “darks” com 10000 segundos de exposição para cada um.

A redução dos espectros foi feita com o pacote **IRAF** disponível nas **SUN Workstations** do Cerro Tololo e do IF-UFRGS em Porto Alegre, e seguindo os procedimentos padrões de redução de espectros bi-dimensionais. Após a extração dos espectros uni-dimensionais foi estimada sua resolução ajustando-se as linhas de emissão do céu presentes com uma gaussiana. Foi obtida uma resolução da ordem de $FWHM \approx 4.5\text{\AA}$.

As galáxias dessa segunda amostra, e que constam do catálogo de de Grijp *et al.* (1987), estão listadas na Tabela II.2, sendo que as colunas têm o mesmo significado que na Tabela II.1.

A Tabela II.3 contém objetos que foram escolhidos a partir de outros catálogos e que não constam em de Grijp *et al.* (1987).

O avermelhamento Galáctico e o “redshift” foram estimados da mesma forma que para as galáxias da amostra anterior. As Figuras II.5 e II.6 mostram alguns espectros das Seyfert tipo 1 e 2 das galáxias dessa amostra já corrigidos pelo avermelhamento Galáctico, calibrados nos comprimentos de onda de repouso e calibrados em fluxo.

II.2.3 Compilação de galáxias

O terceiro grupo de galáxias foi compilado pela Dra. Miriani Pastoriza quando de sua estada no Royal Greenwich Observatory na Inglaterra. Este grupo é composto de 188 AGNs compilados a partir da literatura, e os dados a serem utilizados em nossas análises são as densidades de fluxo nas bandas **IRAS** obtidas do **IRAS Point Source Catalogue**

IRAS	N	Nome	z	$E(B-V)_G$	T	$E(B-V)_P$	Class.
0141+0206	033	Mk573	0.01678	0.01	S4	0.00	Sey2
0204-5526	041	153-G20	0.01997	0.00			Sey2
0230-3653	052	355-G25	0.01638	0.00	E4	0.00	Sey2
0230+0012	053	U02024	0.02177	0.01	E8	0.60	Sey2
0320-5150	080	200-IG9	0.05772	0.00	E8	0.15	Sey2
0322-0313	083	NGC1320	0.00859	0.02	S2	0.20	Sey2
0324-6055	085	116-G18	0.01812	0.01	E8	0.30	Liner?
0434-1029	139	Mk618	0.03495	0.03	—	—	Sey1
0457-7537	157	33-G2	0.01797	0.06	E4	0.10	Sey2
0509-3427	168	362-G8	0.01578	0.00	E8	0.40	Liner?
0518-3242	174	ESO362G18	0.01218	0.00	E4	0.00	Sey1
1832-5927	471	—	0.01957	0.10	E4	0.60	Sey1
1840-6225	473	140-G43	0.01438	0.05	S4	0.10	Sey1
1917-5846	484	141-G55	0.03715	0.04	—	—	Sey1
1924-4141	488	338-IG4	0.00938	0.08	—	—	HII
2004-6115	497	143-G9	0.01478	0.05	E4	0.30	Sey1
2016-5247	501	IC4995	0.01618	0.03	E4	0.30	Sey2
2024-0226	503	2Zw083	0.02896	0.05	E8	0.20	Sey2
2048-5715	512	IC5063	0.01118	0.06	E4	0.50	Sey2
2056-5211	513	235-IG26	0.05073	0.01	E4	0.20	Sey2
2117-2039	517	599-G6	0.03915	0.04	E4	0.00	HII
2136-2700	524	—	0.03076	0.01	E8	0.50	Liner?
2234-1248	537	Mk915	0.02397	0.04	E4	0.40	Sey1
2238+0748	538	U12138	0.02477	0.03	E8	0.42	Sey1
2247-1932	544	M-03-58-007	0.03156	0.01	E8	0.55	Sey2
2303-0005	549	U12348	0.02556	0.03	E4	0.35	Sey2
2325+0830	555	NGC7674	0.02876	0.02	E4	0.15	Sey2
0008-1223	565	Mk938	0.01837	0.01	E8	0.50	Sey2
0332-3618	601	NGC1365	0.00591	0.00	S2	0.10	Sey2
1940-1027	714	NGC6814	0.00499	0.15	S2	0.15	Sey2
2159-3207	720	NGC7172	0.00800	0.00	S2	0.50	HII
2316-4239	734	NGC7582	0.00499	0.00	S2	0.05	Sey2

Tabela II.2: Dados gerais referentes às galáxias IRAS da segunda amostra que constam em de Grijp et al. (1987).

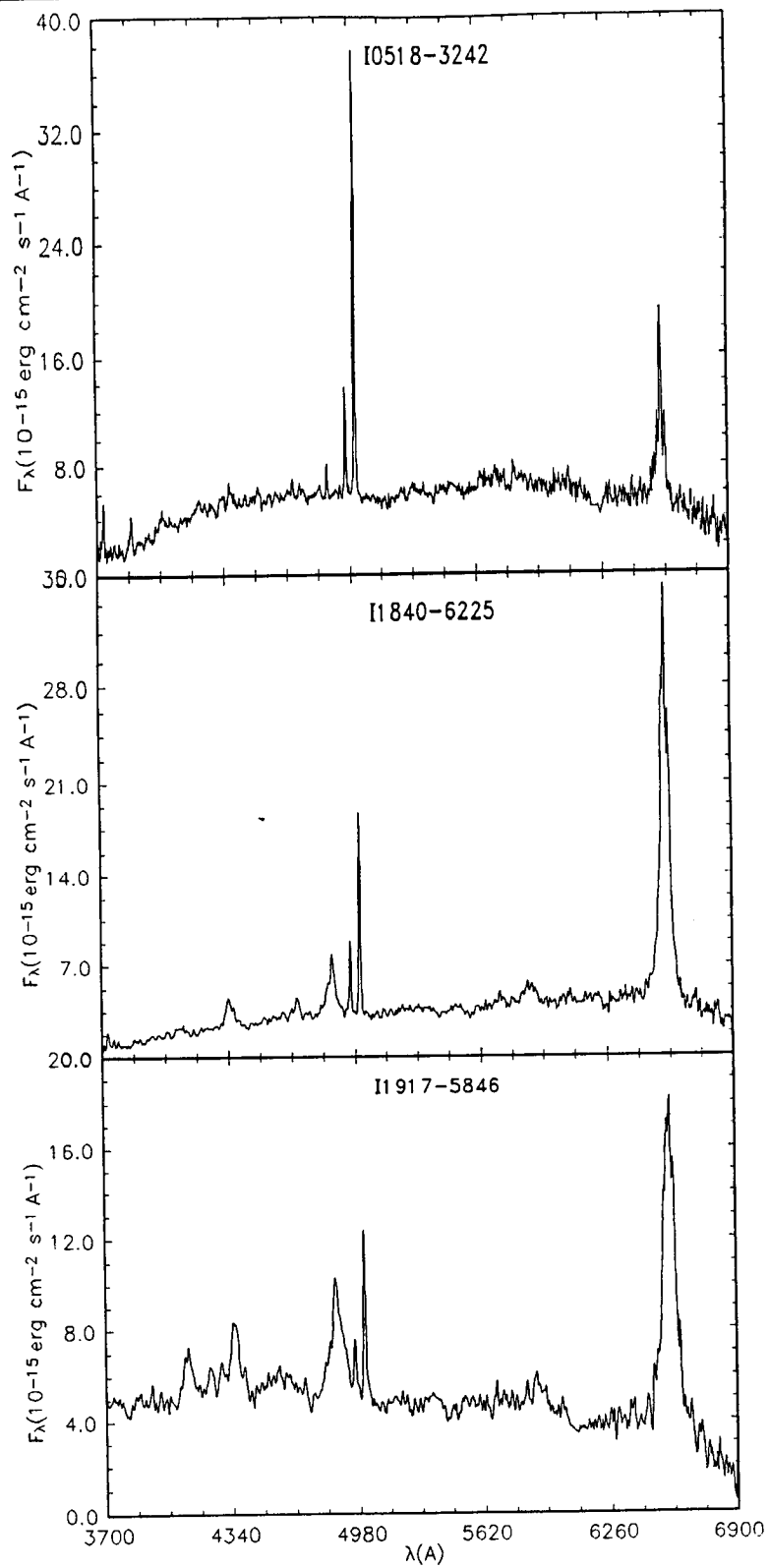


Figura II.5: Espectros das galáxias IRAS Seyfert 1 I058-3242, I1840-6225, e I1917-5846, já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.

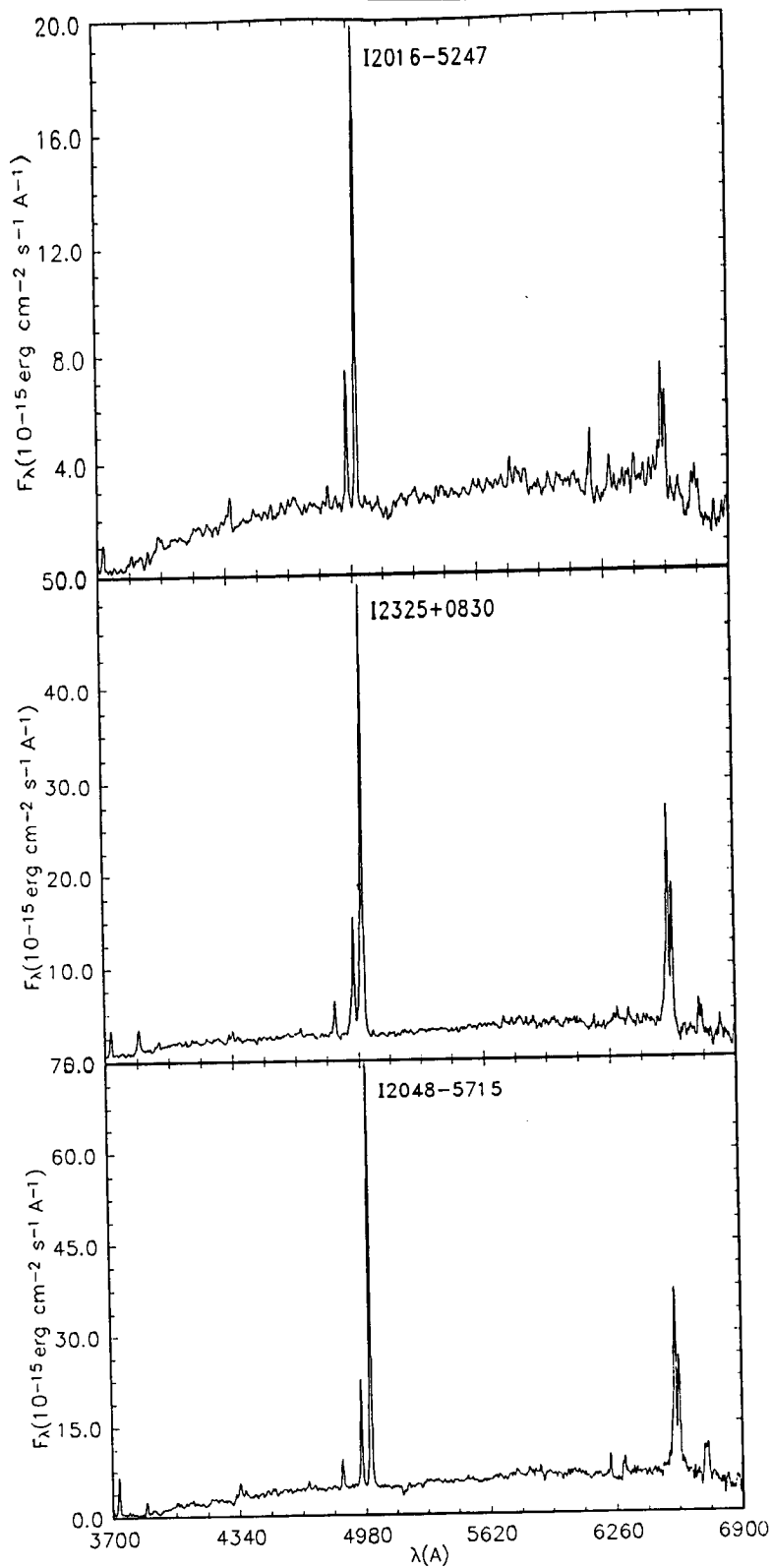


Figura II.6: Espectros das galáxias IRAS Seyfert 2 I2016-5247, I2325+0830, e I2048-5715, já corrigidos por avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, calibrados no comprimento de onda de repouso e em fluxo absoluto.

IRAS	Nome	z	$E(B-V)_G$	T	$E(B-V)_P$	Class.
0112-3255	IC1657	0.01238	0.00	E4	0.25	Sey2
0230-3654	IC1816	0.01698	0.00	E4	0.20	Sey2
0130-3323	ESO353G09	0.01578	0.04	E4	0.30	Sey2
0412-3208	ESO420G13	0.01138	0.00	E4	0.00	Sey2
2019-3127	ESO462G09	0.01917	0.05	E8	0.50	HII
0222-1922	ESO545G13	0.03315	0.00	E8	0.25	Sey2

Tabela II.3: Dados referentes às galáxias IRAS da segunda amostra e que não constam em de Grijp et al. (1987).

(1985).

As galáxias dessa compilação foram separadas conforme sua classificação espectral, assim, na Tabela II.4 estão reunidas as galáxias cuja classificação na literatura corresponde às Seyfert 1, na Tabela II.5 estão as Seyfert 2, na Tabela II.6 estão agrupados os LINERs, e na Tabela II.7 estão as regiões HII nucleares. Nestas Tabelas a letra ‘L’ indica limite superior de detecção, e ‘.’ indica valor incerto.

O dados estão reunidos da seguinte forma em cada Tabela: na primeira coluna está a identificação da galáxia, a seguir vêm suas coordenadas celestes (relativas à 1950), depois o “redshift” z , as densidades de fluxo nas 4 bandas IRAS, S_ν (em Jansky, sendo que $1\text{Jy} = 10^{-23} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}$); e na última coluna está o logaritmo da luminosidade no infra-vermelho, L_{IR} (calculada conforme a secção II.4), em relação à luminosidade Solar, $\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$.

Galáxia	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	z	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$
				$12\mu\text{ m}$	$25\mu\text{ m}$	$60\mu\text{ m}$	$100\mu\text{ m}$	
Mk334	00 00 35.5	21 40 53	0.0220	0.25L	1.06L	4.19	4.33	10.67
Mk335	00 03 36.3	19 55 29	0.0250	0.34	0.48	0.45	0.85L	9.91
ESO012-G21	00 39 16.0	-79 30 54	0.0310	0.25L	0.36	1.45	2.81	10.61
0048+29	00 48 53.1	29 07 46	0.0360	0.25	0.63	0.94	1.82:	10.56
Mk975	01 11 12.7	13 00 27	0.0500	0.37L	0.41L	0.78	1.42L	10.76
IIZw1	01 19 26.5	-01 18 05	0.0540	0.25L	0.45L	1.44	2.02	11.05
PG	01 19 57.0	22 54 35	0.0479	0.48	0.26	0.96	0.85	10.71
NGC526A	01 21 42.0	-35 20 00	0.0180	0.29	0.52	0.36L	0.85L	9.56
Mk359	01 24 50.1	18 55 07	0.0170	0.25L	0.55:	1.24	1.76	9.96
UGC1395	01 52 44.6	06 22 06	0.0177	0.25	0.99	0.54	1.38	9.74
Mk1014	01 57 15.8	00 09 10	0.0162	0.25L	0.63	2.30	2.20	10.13
Mk590	02 12 00.4	-00 59 58	0.0270	0.30L	0.38L	0.53	1.41	10.11
Mk1040	02 25 14.5	31 05 23	0.0160	0.66	1.32	2.73	4.73	10.28
Mk1048	02 32 10.5	-09 00 21	0.0433	0.27L	0.58	1.43	1.91	10.84
2S4U0241+61	02 41 01.3	62 15 27	0.0436	0.59	0.89:	0.79L	31.51L	11.63
Mk609	03 22 57.3	-06 19 09	0.0343	0.29L	0.48	2.55	4.76	10.94
1E0412.5-0803	04 12 27.0	-08 03 08	0.0386	0.25L	0.54	0.66	1.00	10.42
NGC1566	04 18 53.3	-55 03 23	0.0040	0.56	0.94	12.50	41.27	9.86
3C120	04 30 31.6	05 15 00	0.0330	0.38	0.71	1.30	2.56	10.62
0456+04	04 56 30.0	04 54 29	0.0180	0.25	0.31	1.67	3.10	10.18
Mk1095	05 13 37.9	-00 12 15	0.0330	0.40	0.48	0.65	1.31	10.32
MCG8-11-11	05 51 09.7	46 25 51	0.0766	0.63	1.99	2.76	4.32	11.68
H0557-385	05 56 21.0	-38 20 15	0.0399	0.53	0.70	0.42L	1.00	10.34
Mk6	06 45 43.9	74 29 10	0.0190	0.31L	0.68	1.11	0.94	9.94
Mk376	07 10 36.2	45 47 07	0.0560	0.35L	0.58	0.86	1.27L	10.87
Mk9	07 32 42.2	58 52 56	0.0390	0.30	0.53	0.87	1.47	10.57
Mk79	07 38 47.3	49 55 41	0.0220	0.31	0.78	1.49	2.09	10.26
Mk10	07 43 07.4	61 03 25	0.0300	0.25	0.30	0.84	2.13	10.40
NGC2639	08 40 00.0	50 23 29	0.0110	0.35L	0.40L	1.99	6.79	9.95
NGC2691	08 51 32.3	39 43 40	0.0130	0.37L	0.28L	1.28	3.43	9.85
Mk704	09 15 39.4	16 30 59	0.0290	0.44:	0.60	0.47L	1.00L	10.08
Mk705	09 23 20.0	12 57 03	0.0280	0.25L	0.30L	0.67	1.56L	10.22
NGC2992	09 43 17.4	-14 05 48	0.0070	0.60	1.38	6.76:	13.98	9.98
Mk124	09 45 24.3	50 43 29	0.0560	0.25L	0.29	0.67	1.00L	10.76
Mk1239	09 49 46.3	-01 23 35	0.0190	0.71	1.21	1.39	1.14	10.03
NGC3031	09 51 30.0	69 18 18	0.0004	0.25	0.25L	2.35	25.25	7.49
Mk141	10 15 39.3	64 13 06	0.0360	0.25L	0.25L	0.75	1.73	10.49

Tabela II.4: Galáxias da terceira amostra classificadas como Seyfert 1.

Continuação da Tabela II.4.

Galáxia	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	z	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$
				$12\mu\text{ m}$	$25\mu\text{ m}$	$60\mu\text{ m}$	$100\mu\text{ m}$	
NGC3227	10 20 46.8	20 07 06	0.0030	0.67	1.75	7.84	16.93	9.31
TON524A	10 28 46.4	29 02 27	0.0600	0.25L	0.86	2.18	3.26	11.34
A1058+45	10 58 42.0	45 55 29	0.0290	0.25L	0.26L	0.61	1.60	10.24
NGC3516	11 03 22.8	72 50 20	0.0090	0.46	0.93	1.73	2.08	9.52
ESO438-G9	11 08 22.0	-28 13 42	0.0243	0.37L	0.57	3.24	4.06	10.67
Mk734	11 19 10.9	12 00 47	0.0490	0.30L	0.48L	0.51	1.08L	10.59
MK423	11 24 07.6	35 31 17	0.0320	0.28L	0.25L	1.36	2.20	10.58
NGC3718	11 29 50.0	53 20 42	0.0030	0.36L	0.62L	0.81L	2.81	8.43
NGC3783	11 36 33.0	-37 27 41	0.0090	0.80	2.45	3.33	4.93	9.83
1SZ96	11 58 06.0	-20 34 00	0.0619	0.25L	0.39L	1.67	2.38	11.25
NGC4051	12 00 36.4	44 48 35	0.0020	0.79	1.42	8.16	20.35	9.01
NGC4253	12 15 55.6	30 05 26	0.0126	0.41	1.38	4.01	4.07	10.15
Mk205	12 19 31.8	75 35 10	0.0700	0.25L	0.66L	0.40L	1.31	10.90
NGC4579	12 35 12.0	12 05 36	0.0060	0.38L	0.33L	4.46	17.38	9.81
NGC4593	12 37 05.0	-05 04 12	0.0090	0.37	0.93	2.75	5.79	9.81
NGC4594	12 37 23.0	-11 21 00	0.0020	0.57L	0.43:	3.12	11.72	8.68
Mk231	12 54 05.0	57 08 38	0.0409	1.82	8.56	33.26	30.05	12.11
NGC5033	13 11 08.0	36 51 50	0.0030	0.78	1.06	13.08	43.55	9.63
Mk1347	13 20 25.0	08 25 20	0.0500	0.32L	0.50L	0.90	1.69:	10.83
IC4329A	13 46 27.9	-30 03 41	0.0140	1.06	2.27	2.01	1.55	9.92
Mk279	13 51 52.5	69 33 16	0.0310	0.25L	0.31	1.08	2.49	10.52
IZw81	14 06 20.4	49 05 56	0.0520	0.28L	0.25L	0.49	1.08	10.63
NGC5548	14 15 43.7	25 21 59	0.0170	0.38:	0.77	1.04	1.66	9.90
Mk471	14 20 46.9	33 04 37	0.0340	0.25L	0.33L	0.64	1.99	10.44
NGC5683	14 33 06.1	48 52 47	0.0409	0.25L	0.25L	0.52	1.28	10.46
Mk478	14 40 04.8	35 38 56	0.0783	0.25L	0.25L	0.59	1.02	11.04
Mk841	15 01 36.3	10 37 56	0.0363	0.39L	0.45	0.51	1.00	10.30
Mk845	15 06 12.5	51 38 41	0.0420	0.25L	0.25L	0.40L	1.09	10.39
NGC5940	15 28 51.3	07 37 38	0.0330	0.25L	0.25L	0.78	1.71:	10.42
Mk493	15 57 16.6	35 10 13	0.0310	0.25L	0.29	0.64	1.29	10.26
Mk871	16 06 15.6	12 27 41	0.0340	0.25L	0.41	0.81	1.04:	10.37
Mk876	16 13 36.3	65 50 38	0.0127	0.25L	0.25	0.63	1.06:	9.43
NGC6104	16 14 40.1	35 49 50	0.0280	0.25L	0.25L	0.54	1.69	10.19
Mk1498	16 24 48.5	51 53 05	0.0563	0.25L	0.30	0.41:	1.00L	10.65

Continuação da Tabela II.4 .

Galáxia	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	z	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$
				$12\mu\text{ m}$	$25\mu\text{ m}$	$60\mu\text{ m}$	$100\mu\text{ m}$	
Mk883	16 27 47.1	24 33 06	0.0380	0.38L	0.31L	1.10	1.11	10.57
VII Zw653	16 36 00.0	85 36 00	0.0627	0.27L	0.32:	0.46	1.00L	10.77
Mk700	17 01 21.1	31 31 26	0.0340	0.25L	0.33	2.19	2.56	10.79
UGC10683B	17 02 24.7	-01 28 23	0.0310	0.25L	0.30L	0.56	1.56	10.27
Kz163	17 47 18.0	68 36 58	0.0626	1.15L	0.25L	0.44	2.61L	11.00
ESO103-G35	18 33 22.0	-65 28 18	0.0133	0.58	2.38	2.25	1.46	9.90
3C390.3	18 45 37.6	79 43 06	0.0570	0.25L	0.29	0.40L	1.00L	10.65
Mk509	20 41 26.2	-10 54 17	0.0353	0.35	0.75	1.40	1.37	10.61
Mk896	20 43 44.5	-02 59 47	0.0270	0.25	0.25	0.63	1.53	10.17
IIZw136	21 30 01.2	09 55 01	0.0617	0.29	0.45	0.52	1.00L	10.79
Mk516	21 53 52.8	07 07 43	0.0280	0.39L	0.31L	1.35	2.18	10.46
NGC7214	22 06 30.0	-28 05 10	0.0227	0.25L	0.50:	2.10	5.03	10.53
NGC7314	22 33 00.0	-26 18 30	0.0060	0.27L	0.66	3.33	14.41	9.71
Akm564	22 40 18.3	29 27 47	0.0250	0.25L	0.57	1.00	1.11	10.17
NGC7469	23 00 44.5	08 36 18	0.0170	1.30	5.50	26.67	34.40	11.27
Mk315	23 01 35.8	22 21 13	0.0400	0.39L	0.41	1.49	2.73L	10.84
NGC7603	23 16 22.7	-00 01 48	0.0290	0.36	0.48L	0.82	2.03	10.35
UM163	23 27 58.0	-02 44 20	0.0320	0.25	0.31L	0.73	1.27	10.32

Galáxia	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	z	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$
				$12\mu\text{ m}$	$25\mu\text{ m}$	$60\mu\text{ m}$	$100\mu\text{ m}$	
Mk955	00 35 08.1	00 00 21	0.0350	0.25L	0.41L	0.94	2.05:	10.55
Mk957	00 39 09.7	40 04 51	0.0370	0.25L	0.28	2.14	3.33	10.90
Mk348	00 46 04.9	31 41 04	0.0159	0.34	0.78	1.43	1.75	9.94
TOL109-383	01 09 09.8	-38 20 56	0.0109	1.09	1.77	1.83	1.95	9.69
Mk1	01 13 19.6	32 49 33	0.0160	1.80	0.81	2.28:	2.73	10.14
ESO195-G35	01 13 45.0	-50 27 00	0.0170	0.25	1.78	0.66	1.54	9.77
NGC513	01 21 37.3	33 32 22	0.0160	0.25L	0.29L	1.83	4.08	10.15
Mk993	01 22 42.7	31 52 35	0.0170	0.25L	0.73L	0.40L	1.23	9.61
Mk1157	01 30 38.9	35 24 45	0.0150	0.25L	0.46	1.97	3.19	10.07
VZw85	01 37 35.7	31 59 38	0.0650	0.27L	0.30L	0.75L	1.44	10.99
ESO197-G27	02 09 02.0	-49 55 50	0.0460	0.25L	0.26	0.58	1.37	10.61
NGC1068	02 40 07.1	-00 13 31	0.0030	38.30	86.83	185.58	238.70	10.60
NGC1097	02 44 12.0	-30 29 00	0.0040	1.85	5.83	45.49	82.53	10.29
Mk1058	02 46 47.0	34 46 54	0.0180	0.25L	0.26L	0.66	1.45	9.81
NGC1144	02 52 38.0	-00 23 10	0.0290	0.33	0.71	5.23	11.21	11.13
Mk1066	02 56 49.0	36 37 18	0.0120	0.50	2.32	10.28	12.71	10.55
NGC1229	03 05 59.0	-23 08 50	0.0350	0.28	0.81	1.54	1.86	10.67
Mk1073	03 11 42.9	41 51 03	0.0230	0.47	1.43	8.11	11.42	11.04
Mk612	03 28 09.9	-03 18 35	0.0199	0.25L	0.30L	1.13	1.77	10.07
NGC1386	03 34 51.0	-36 09 47	0.0020	0.50	1.45	5.82	9.54	8.78
NGC1409	03 38 38.0	-01 27 44	0.0247	0.25L	0.25L	0.86	2.00	10.22
NGC1667	04 46 10.0	-06 24 20	0.0150	0.40	0.67	5.77	14.21	10.61
NGC1685	04 50 02.8	-03 01 29	0.0140	0.38	0.39L	1.06	1.69	9.73
UGC3255	05 07 10.0	07 25 29	0.0190	0.25	0.25	1.12	2.49	10.09
NGC2110	05 49 46.4	-07 28 02	0.0070	0.39	0.89	4.39	6.08	9.72
Mk3	06 09 48.4	71 03 11	0.0140	0.70	2.86	3.88	3.35	10.21
NGC2273	06 45 37.5	60 54 13	0.0060	0.46	1.37	6.24	9.91	9.76
Mk78	07 37 56.8	65 17 42	0.0380	0.25L	0.54	1.12	1.18	10.59
Mk1210	08 01 27.0	05 15 22	0.0130	0.56	2.10	1.82	1.44	9.81
NGC3281	10 29 37.0	-34 35 48	0.0110	0.88	2.58	6.66	7.40	10.27
Mk34	10 30 51.4	60 17 22	0.0510	0.26	0.47	0.95	1.10	10.79
NGC3393	10 46 00.0	-24 53 48	0.0120	0.25L	0.72	2.35	3.78	9.95
NGC3660	11 21 00.5	-08 23 16	0.0110	0.26L	0.25L	1.91	4.48	9.85
Mk176	11 29 54.3	53 13 30	0.0270	0.29L	0.28:	0.75	1.31L	10.18
Mk1457	11 44 42.6	52 43 39	0.0490	0.25L	0.32L	0.89	1.12L	10.74
NGC3982	11 53 52.1	55 24 10	0.0030	0.49	0.84	6.83	15.45	9.26
Mk198	12 06 43.2	47 20 07	0.0240	0.25L	0.27L	0.63	2.20L	10.15

Tabela II.5: Galáxias da terceira amostra classificadas como Seyfert 2.

Continuação da Tabela II.5.

Galáxia	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	z	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{IR}}{L_\odot}\right)$
				$12\mu\text{m}$	$25\mu\text{m}$	$60\mu\text{m}$	$100\mu\text{m}$	
NGC4388	12 23 14.0	12 56 20	0.0080	0.10	3.57	10.73	17.27	10.25
NGC4507	12 32 54.5	-39 38 02	0.0120	0.46	1.42	4.52	5.40	10.19
ESO381-G8	12 38 09.0	-36 29 20	0.0109	0.66	2.32	7.08	10.77	10.33
NGC4922B	12 59 00.0	29 35 29	0.0240	0.32L	1.32	6.51	6.80	10.94
NGC4941	13 01 37.0	-05 17 00	0.0030	0.25L	0.58L	1.31	3.95	8.61
NGC4968	13 04 23.5	-23 24 31	0.0093	0.40	1.26	2.30	3.23	9.69
NGC5005	13 08 37.0	37 19 20	0.0033	0.66	1.09	18.47	58.25	9.85
1319-164P11	13 19 42.3	-16 27 53	0.0167	0.86	2.81	5.61	5.61	10.55
NGC5135	13 22 56.6	-29 34 24	0.0130	0.68	2.49	15.94	30.05	10.88
NGC5194	13 27 46.0	47 27 20	0.0010	1.37	2.40	31.68	121.42	9.09
1331-234P11	13 31 51.2	-23 25 26	0.0087	0.25	0.37	0.91	1.72	9.28
1331-231P11	13 31 56.4	-23 11 36	0.0446	0.98	0.63	0.89	1.60	10.71
1335+39	13 35 30.0	39 25 29	0.0200	0.25	0.28L	0.93	2.29	10.07
NGC5256	13 36 14.6	48 31 53	0.0277	0.48L	1.03L	7.20	11.80	11.18
Mk268	13 38 54.0	30 37 49	0.0410	0.25L	0.28	1.42	1.71	10.78
NGC5347	13 51 04.0	33 44 15	0.0080	0.34	0.93	1.44	2.59	9.40
NGC5427	14 00 49.0	-05 47 30	0.0087	0.34:	0.63:	4.77	15.96	10.12
Mk673	14 15 06.1	27 05 15	0.0360	0.25	0.36	2.85	5.35	11.03
NGC5643	14 29 28.0	-43 57 15	0.0030	0.87	3.37	18.45	43.26	9.70
NGC5674	14 31 22.5	05 40 38	0.0250	0.25L	0.36L	1.48	3.36	10.46
Mk477	14 39 02.5	53 43 04	0.0380	0.25L	0.54	1.35	1.77	10.70
ESO273-IG04	14 45 26.0	-43 43 25	0.0373	0.55	1.80	4.75	5.37	11.21
1524+117P11	15 24 04.5	00 46 04	0.0507	0.25	0.47	0.90	1.28:	10.79
NGC5929	15 24 19.0	41 50 40	0.0080	0.40	1.63	9.30	13.26	10.17
ESO1530-085	15 30 37.0	-08 31 22	0.0230	0.25L	0.48:	1.94	3.48	10.46
NGC5953	15 32 13.2	15 21 40	0.0073	0.57	1.08	10.24	19.71	10.18
IC4553/Arp220	15 32 48.6	23 40 07	0.0180	0.48	8.15	103.68	116.25	11.89
3C327	15 59 54.1	02 06 30	0.1040	0.30L	0.38	0.60	1.00L	11.31
NGC6221	16 48 25.0	-59 08 00	0.0040	1.51	5.31	35.96	33.23	10.09
NGC6300	17 12 18.0	-62 45 50	0.0030	0.75	2.17	13.80	39.35	9.62
Mk507	17 48 55.4	68 42 50	0.0530	0.25L	0.25L	0.60	1.15	10.71
IC4777	18 44 11.0	-53 12 30	0.0187	0.27L	0.26L	0.71	1.44L	9.86
F513	19 18 25.0	-74 04 00	0.0700	0.25L	0.25L	1.74	1.96	11.34
3C405/(CygA)	19 57 44.4	40 35 46	0.0570	0.25L	1.07	2.29	0.11	11.12
NGC6890	20 14 50.0	-44 57 20	0.0080	0.46	0.76	3.66	8.59	9.85
IC5135	21 45 19.6	-35 11 07	0.0160	0.63	2.16	16.41	25.52	11.04
NGC7212	22 04 33.9	09 59 20	0.0260	0.34L	0.74	2.95	4.96	10.74

Continuação da Tabela II.5.

Galáxia	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	z	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$
				$12\mu\text{ m}$	$25\mu\text{ m}$	$60\mu\text{ m}$	$100\mu\text{ m}$	
F357	22 23 39.0	-70 39 00	0.0280	0.25L	0.25L	0.76	1.55	10.25
NGC7319	22 33 50.0	33 43 29	0.0220	0.25L	0.29L	0.64	2.89	10.15
Mk917	22 38 48.2	31 54 30	0.0250	0.32L	0.69	3.86	5.58	10.79
NGC7496	23 06 59.0	-43 42 00	0.0500	0.33	1.53	8.42	14.81	11.79
NGC7592	23 15 47.3	-04 41 22	0.0223	0.36	1.10	7.95	10.36	10.99
NGC7590	23 16 11.0	-42 30 40	0.0050	0.52	0.85	7.27	17.43	9.75
NGC7682	23 26 31.0	03 15 30	0.0170	0.51	1.16	7.29	9.53	10.71

Galáxia	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	z	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$
				$12\mu\text{ m}$	$25\mu\text{ m}$	$60\mu\text{ m}$	$100\mu\text{ m}$	
NGC253	00 45 05.8	-25 33 39	0.0010	20.57	117.08	758.62	1044.83	10.26
NGC1052	02 38 37.0	-08 28 06	0.0050	0.30L	0.53	0.93	1.37:	8.76
NGC4438	12 25 14.0	13 17 10	0.0003	0.25L	0.27L	4.01	10.44	7.06
NGC5635	14 26 18.9	27 37 54	0.0140	0.25L	0.25L	0.40L	1.68	9.52
NGC5675	14 30 36.4	36 31 19	0.0140	0.25L	0.25L	0.56	2.01	9.63
NGC6240	16 50 28.0	02 28 55	0.0240	0.57	3.52	23.21	25.88	11.50
NGC6500	17 53 48.1	18 20 40	0.0100	0.25L	0.25L	0.73	2.55	9.44
NGC7213	22 06 12.0	-47 25 00	0.0060	0.64	0.75	2.54	8.28	9.52

Tabela II.6: Galáxias da terceira amostra classificadas como LINERs.

II.3 Obtenção dos Fluxos das Linhas de Emissão

Para a análise de correlação entre linhas no óptico e a luminosidade no infra-vermelho é necessário que os fluxos integrados dessas linhas sejam bem determinados. Nesta seção descreveremos como foram obtidos esses fluxos integrados.

Várias das galáxias de nossas amostras apresentam em seus espectros características de absorção que podem ser atribuídas à população estelar subjacente. A contribuição da população estelar ao espectro observado varia para cada galáxia, e é importante que ela seja levada em conta para que a emissão seja isolada e para que possamos analisar puramente o gás de emissão dessas galáxias.

Galáxia	$\alpha(1950)$	$\delta(1950)$	z	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$
				$12\mu\text{ m}$	$25\mu\text{ m}$	$60\mu\text{ m}$	$100\mu\text{ m}$	
3C178	07 22 34.4	-09 34 05	0.0080	0.44	0.96	8.76	17.43	10.20
Mk739A	11 33 52.8	21 52 22	0.0293	4.25L	0.36:	1.41	2.33	10.52
1246-111P11	12 46 53.3	-11 07 42	0.0483	0.25L	0.47L	2.68	5.20	11.28
NGC4990	13 06 41.8	-05 00 24	0.0100	0.34	0.99L	2.89	2.63	9.80
Mk789	13 29 55.4	11 21 43	0.0320	0.28	0.74	3.79	5.36	11.00
Mk298	16 03 21.9	17 56 06	0.0340	0.25L	0.25L	0.53	1.00L	10.25
NGC6764	19 07 01.5	50 51 06	0.0080	0.38	1.34	6.41	11.47	10.04
IC4870	19 32 48	-65 55 30	0.0026	0.38L	0.25L	0.71	1.28L	8.11
Mk309	22 50 09.9	24 27 54	0.0430	0.25L	0.72	3.46	5.53L	11.25
NGC7466	22 59 38.3	26 46 59	0.0247	0.38L	0.25L	0.87	2.44	10.26

Tabela II.7: Galáxias da terceira amostra classificadas como Regiões HII nucleares.

Para este fim, nós seguimos o método de síntese de população estelar desenvolvido pelo Dr. Eduardo Bica, membro do Departamento de Astronomia do IF-UFRGS, e descrito em Bica (1988). A aplicação deste método às nossas galáxias e os resultados estão descritos na secção III.2.

Após as correções dos espectros pelo avermelhamento Galáctico e pelo “redshift”, e a subtração da população estelar (para os objetos passíveis disto), os fluxos foram medidos ajustando-se Gaussianas às linhas de emissão livres de absorção. Exemplos deste procedimento podem ser vistos na Figura II.7. ² Os fluxos integrados assim obtidos estão listados nas Tabelas II.8 a II.11.

II.3.1 Avermelhamento interno

O decremento de Balmer observado nos objetos indica a presença de poeira nas regiões emissoras de linhas. Nós assumimos que as propriedades ópticas da poeira nestas galáxias são as mesmas que em nossa Galáxia e, por falta de outras linhas, usamos apenas a razão

²No processo de decomposição de linhas por Gaussianas, encontra-se que, para algumas galáxias são necessárias mais de uma componente para se chegar a um bom ajuste dos perfis, especialmente para $H\alpha$. Em geral, para esse casos, encontramos uma componente ‘larga’ com $FWHM \geq 2000 \text{ km s}^{-1}$, e outra ‘estreita’ com $FWHM \leq 700 \text{ km s}^{-1}$.

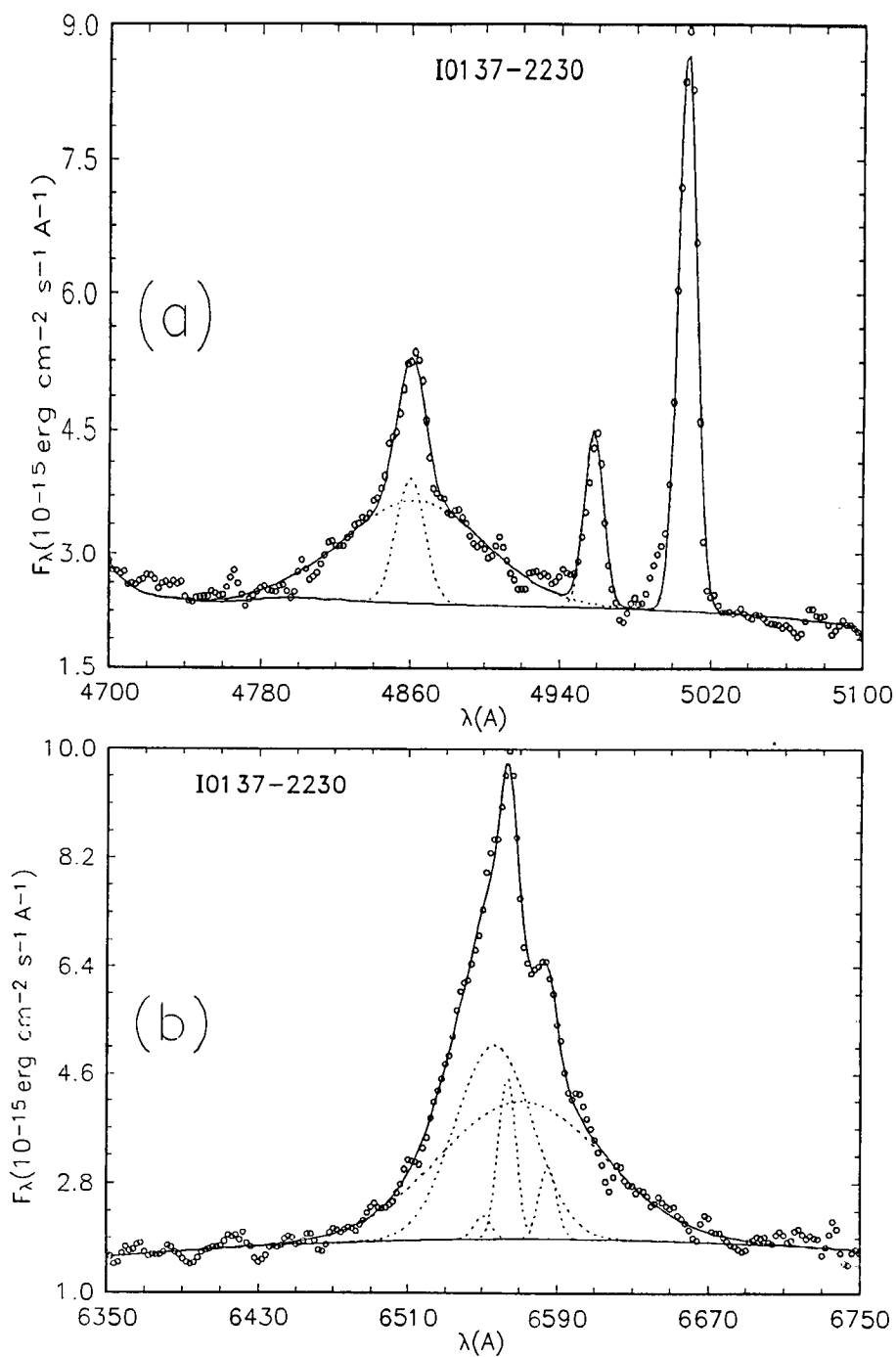


Figura II.7: Exemplos da decomposição por Gaussianas de linhas de emissão da galáxia Seyfert 1 I0137-2230. Painel (a) mostra $H\beta + [OIII]_{\lambda 5007}$, e Painel (b) $H\alpha + [NII]_{\lambda 6548,83}$.

observada de $H\alpha/H\beta$ para a determinação da extinção interna. Seguindo Veilleux e Osterbrock (1987), assumimos uma razão intrínseca $(H\alpha/H\beta)_O = 3.0$ para nossos objetos porque a excitação colisional desempenha um papel importante na determinação do espectro de linhas de emissão em AGNs. A correção pelo avermelhamento interno foi efetuada assumindo as curvas da extinção interestelar publicadas por Seaton (1979), e aplicando a seguinte expressão :

$$F_O(\lambda) = F_{Obs}(\lambda) \times 10^{[0.4E(B-V)_I\chi(x)]},$$

onde $F_O(\lambda)$ e $F_{Obs}(\lambda)$ são , respectivamente, os fluxos corrigido e observado em λ , $\chi(x)$ é a função de extinção , e $x = 1/\lambda$, com λ expresso em μm . $\chi(x)$ foi expresso como um polinômio de terceira ordem obtido do ajuste dos pontos da curva de extinção dados por Nandy *et al.* (1975).

O excesso de cor interno $E(B-V)_I$ foi obtido da seguinte expressão:

$$E(B - V)_I = 2.5 \frac{\log \left[\frac{(H\alpha/H\beta)_{obs}}{(H\alpha/H\beta)_O} \right]}{\chi(H\beta) - \chi(H\alpha)} .$$

Na Tabela II.8 abaixo, estão listados os fluxos integrados absolutos de algumas linhas, medidos nas galáxias da amostra do CASLEO que apresentam apenas uma componente em $H\alpha$ e em $H\beta$, quando da decomposição por Gaussianas. As linhas listadas são: $[OIII]_{\lambda 5007}$, $[OI]_{\lambda 6300}$, $H\alpha$, $[NII]_{\lambda 6583}$, e $[SII]_{\lambda 6717+6731}$, e seus fluxos estão dados em relação ao fluxo de $H\beta$ e multiplicados por 100. O valor absoluto de $H\beta$ (em 10^{14} ergs s^{-1} cm^{-2}) está na coluna 7, e na coluna 8 está o excesso de cor interno $E(B-V)_I$, calculado a partir da razão $(H\alpha/H\beta)_{Obs}$. Na primeira linha para cada objeto estão os fluxos obtidos nos espectros observados e descontados da contribuição da população estelar, e na segunda linha estão dados os valores dos fluxos corrigidos pelo avermelhamento interno.

Note-se que para I1258-3039 e I1834-6728, apenas as linhas $H\alpha$ e $[NII]_{\lambda 6583}$ puderam ser medidas. Seus fluxos absolutos, não relativos à $H\beta$, e em 10^{14} ergs s^{-1} cm^{-2} , estão dados na Tabela II.8.

Na Tabela II.9 abaixo, estão listados os fluxos integrados absolutos de algumas linhas, medidos nas galáxias da amostra do CASLEO que apresentam 2 componentes em $H\alpha$ e

Galáxia	$100 \times \frac{F}{F(H\beta)}$					$10^{14} \times F(H\beta)$ ergs s ⁻¹ cm ⁻²	E(B-V) _I
	[OIII]	[OI]	H α	[NII]	[SII]		
0019-7926	785	45	514	294	163	0.9	0.50
Corr.	743	28	300	171	91	5.1	
0135-1307	1021	85	717	621	169	1.4	0.81
Corr.	933	40	300	257	66	22.4	
0310-5131	1277	66	510	297	—	0.7	0.49
Corr.	1209	41	300	174	—	3.7	
0336-1641	608	—	405	327	190	0.6	0.28
Corr.	589	—	300	242	138	1.6	
1258-3039	—	—	4.98	3.72	—	—	—
Corr.	—	—	—	—	—	—	
1548-0344	1109	48	429	328	176	1.8	0.33
Corr.	1069	35	300	228	120	5.5	
1834-6728	—	—	2.94	1.16	—	—	—
Corr.	—	—	—	—	—	—	
1958-1818	927	—	1168	716	292	0.4	1.27
Corr.	806	—	300	182	68	26.9	

Tabela II.8: Fluxos integrados, observados e corrigidos, de linhas das galáxias com 1 componente em H α da amostra do CASLEO.

Galáxia	$100 \times \frac{F}{F(H\beta)_T}$								$10^{14} \times F(H\beta)_T$ ergs s ⁻¹ cm ⁻²	E(B-V) _I
	(Hβ) _B	(Hβ) _N	[OIII]	[OI]	(Hα) _B	(Hα) _N	[NII]	[SII]		
0137-2230	79	21	58	—	289	22	11	—	14.6	0.04
Corr.	79	21	57	—	278	21	10	—	16.4	
1249-1308	100	—	199	8	260	74	65	38	15.0	0.10
Corr.	100	—	197	7	234	66	59	34	24.0	
2020-5635	100	—	1436	62	445	243	235	186	1.0	0.77
Corr.	100	—	1318	30	194	106	102	76	13.7	

Tabela II.9: Fluxos integrados, observados e corrigidos, de linhas das galáxias com 2 componentes em Hα da amostra do CASLEO.

em Hβ, quando da decomposição por Gaussianas: uma componente “larga” (indicada pelo subscrito ‘B’) e outra estreita (indicada pelo subscrito ‘N’). Note-se que a normalização é feita em relação à soma das componentes de Hβ (para I0137-2230), e o excesso de cor interno é calculado levando-se em conta os fluxos totais de Hα e de Hβ.

Na Tabela II.10 abaixo, estão listados os fluxos integrados absolutos de algumas linhas, medidos nas galáxias da amostra de Tololo que apresentam apenas uma componente em Hα e em Hβ. Como estes espectros se estendem no azul até $\lambda \approx 3700\text{Å}$, foi incluída nesta Tabela a linha [OII]_{λ3727}. Na Tabela II.11 estão listados os fluxos obtidos das galáxias com mais de uma componente em Hα.

Galáxia	$100 \times \frac{F}{F(H\beta)}$						$10^{14} \times F(H\beta)$ ergs s ⁻¹ cm ⁻²	E(B-V) _I
	[OII]	[OIII]	[OI]	H α	[NII]	[SII]		
0141+0206	315	1505	33	451	336	292	7.2	0.38
Corr.	437	1443	23	300	223	189	25.9	
0204-5526	864	888	—	780	945	—	0.3	0.89
Corr.	1863	805	—	300	360	—	5.4	
0230+0012	320	413	—	326	356	—	6.5	0.08
Corr.	342	410	—	300	327	—	8.4	
0320-5150	51	620	—	307	168	88	1.1	0.02
Corr.	52	619	—	300	164	86	1.2	
0322-0313	292	1649	95	1072	523	640	0.9	1.19
Corr.	813	1446	31	300	144	163	51.8	
0324-6055	366	157	85	302	173	—	4.0	0.01
Corr.	367	157	85	300	172	—	4.1	
0457-7537	203	576	—	578	498	—	1.4	0.61
Corr.	344	538	—	300	257	—	11.1	
0509-3427	406	233	—	304	453	—	5.0	0.01
Corr.	410	233	—	300	447	—	5.2	
1924-4141	144	825	8	380	11	—	8.6	0.22
Corr.	174	805	6	300	8	—	18.2	
2016-5247	212	1522	132	411	307	422	3.4	0.29
Corr.	273	1473	100	300	223	301	9.3	
2024-0226	—	380	—	313	157	—	9.0	0.04
Corr.	—	379	—	300	150	—	10.3	
2048-5715	347	1110	46	401	269	204	34.1	0.27
Corr.	438	1077	36	300	201	149	84.9	
2056-5211	310	1101	37	370	609	217	1.9	0.19
Corr.	367	1078	31	300	493	174	3.7	
2117-2039	86	101	148	934	414	232	0.8	1.06
Corr.	214	89	55	300	131	69	30.0	
2136-2700	208	175	62	300	210	123	4.4	0.00
Corr.	208	175	62	300	210	123	4.4	
2247-1932	102	548	40	300	84	49	8.8	0.00
Corr.	102	548	40	300	84	49	8.8	
2303-0005	224	815	—	622	516	—	1.6	0.68
Corr.	404	756	—	300	247	—	16.0	

Tabela II.10: Fluxos integrados, observados e corrigidos, de linhas das galáxias com 1 componente em H α da amostra de Tololo.

Continuação da Tabela II.10.

Galáxia	$100 \times \frac{F}{F(H\beta)}$						$10^{14} \times F(H\beta)$ ergs s ⁻¹ cm ⁻²	E(B-V) _I
	[OII]	[OIII]	[OI]	H α	[NII]	[SII]		
0008-1223	441	251	—	823	682	411	3.2	0.94
Corr.	993	226	—	300	246	139	76.7	
2159-3207	117	83	—	517	131	—	11.5	0.51
Corr.	181	78	—	300	75	—	64.0	
2316-4239	70	283	29	745	489	253	4.4	0.85
Corr.	146	258	13	300	195	96	78.0	
0112-3255	284	213	—	356	347	—	1.0	0.16
Corr.	326	209	—	300	292	—	1.8	
0130-3323	176	322	110	491	490	—	2.9	0.46
Corr.	261	306	72	300	298	—	13.8	
0412-3208	120	321	70	786	567	226	4.6	0.90
Corr.	260	291	30	300	214	81	95.4	
2019-3127	72	95	21	307	126	103	8.5	0.02
Corr.	74	95	20	300	123	101	9.2	
0222-1922	87	526	81	337	202	—	5.0	0.11
Corr.	95	520	73	300	180	—	7.2	

II.4 Luminosidades no Óptico e no Infra-Vermelho

Tendo já obtido os fluxos integrados absolutos das linhas de emissão, pode-se calcular suas luminosidades. Para este cálculo foi utilizado uma constante de Hubble $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Assim, numa mesma tabela foram reunidos dados referentes às luminosidades no infra-vermelho e no óptico. Na Tabela II.12 abaixo para a amostra de CASLEO, as densidades de fluxo nas bandas **IRAS** estão listadas nas colunas 2 a 5, e a luminosidade no infra-vermelho está na coluna 6; nas colunas 7 a 9 estão as luminosidades de $H\beta$, $[OIII]_{\lambda 5007}$, e de $H\alpha$ (em relação à Solar) medidas nos espectros sem ter sido feita a correção pelo avermelhamento interno; e nas 3 últimas colunas estão as luminosidades de $H\beta$, $[OIII]_{\lambda 5007}$, e de $H\alpha$ corrigidas pelo avermelhamento interno.

A luminosidade no infra-vermelho é calculada da seguinte forma:

$$\log(L_{\text{IR}}) = \log(F_{\text{IR}}) + 2 \log[z(1+z)] + 57.28,$$

Galáxia	$100 \times \frac{F}{F(H\beta)_T}$									$10^{14} \times F(H\beta)_T$ ergs s ⁻¹ cm ⁻²	E(B-V) _I
	[OII]	(Hβ) _B	(Hβ) _N	[OIII]	[OI]	(Hα) _B	(Hα) _N	[NII]	[SII]		
0230-3653 Corr.	222 474	— —	100 100	783 710	74 32	575 224	195 76	186 72	229 83	2.7 52.8	0.82
0434-1029 Corr.	4 4	91 91	9 9	48 48	2 1	253 231	76 69	22 20	— —	18.7 25.2	0.09
0518-3242 Corr.	262 871	— —	100 100	898 770	58 16	917 207	418 94	147 32	— —	3.2 352.0	1.39
1832-5927 Corr.	123 209	58 58	41 42	347 324	31 18	349 180	233 120	155 79	76 37	44.0 356.0	0.62
1840-6225 Corr.	15 28	92 93	8 7	75 65	— —	298 139	348 161	26 12	— —	34.1 384	0.71
1917-5846 Corr.	— —	83 83	17 17	26 26	— —	141 140	161 160	5 5	— —	41.7 42.6	0.01
2004-6115 Corr.	28 47	85 85	15 14	85 79	17 9	466 244	107 56	48 25	36 18	41.0 316	0.69
2234-1248 Corr.	259 500	14 14	86 86	921 847	40 19	453 200	225 100	102 45	137 57	18.0 236.1	0.76
2238+0748 Corr.	45 45	77 77	23 23	148 148	10 10	230 230	70 70	51 51	32 32	30.5 30.5	0.00
2325+0830 Corr.	122 232	56 57	43 43	1196 1103	19 9	344 154	326 146	250 111	152 64	9.8 123.0	0.75
0332-3618 Corr.	15 39	42 42	58 58	120 106	21 8	572 178	389 122	146 45	71 20	15.1 593.0	1.08
1940-1027 Corr.	23 34	97 97	3 3	108 103	— —	437 270	50 30	54 33	76 45	23.0 106.0	0.45
0230-3654 Corr.	97 200	81 81	19 18	892 814	58 27	629 256	106 43	120 49	178 68	6.4 108.0	0.83

Tabela II.11: Fluxos integrados, observados e corrigidos, de linhas das galáxias com 2 componentes em Hα da amostra de Tololo.

onde $F_{\text{IR}} = 1.26 \times 10^{-11} (2.58S_{60} + S_{100}) \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$, e S_{60} e S_{100} são as densidades de fluxo (em Jy) medidas em 60 e 100 μm respectivamente.

Galáxia	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_\odot}\right)$	$\log\left(\frac{L}{L_\odot}\right)$ (ÑCorr.)			$\log\left(\frac{L}{L_\odot}\right)$ (Corr.)		
	12 μm	25 μm	60 μm	100 μm		H β	[OIII]	H α	H β	[OIII]	H α
0019-7926	0.31	1.21	3.20	2.75	11.62	7.71	8.60	8.42	8.40	9.27	8.89
0135-1307	0.46L	0.47	0.97	1.22	10.61	7.39	8.40	8.25	8.54	9.51	9.03
0137-2230	0.25L	0.29	0.53:	1.00L	11.11	9.04	8.80	9.53	9.04	8.80	9.53
0310-5131	0.25L	0.18:	0.54	0.92:	11.01	7.64	8.74	8.35	8.32	9.40	8.81
0336-1641	0.39L	0.54	1.05	3.55L	10.76	6.97	7.75	7.58	7.34	8.11	7.83
1249-1308	0.25L	0.50:	1.19	2.31	9.84	7.51	7.81	8.04	7.62	7.91	8.11
1258-3039	0.25L	0.26:	0.95	2.33	9.91	—	—	7.16	—	—	—
1548-0344	0.28L	0.75	1.18	4.27L	10.66	7.25	8.30	7.89	7.70	8.73	8.19
1834-6728	0.25L	0.30:	1.46	4.24	10.03	—	—	6.83	—	—	—
1958-1818	0.36:	0.69	0.92	1.21	10.52	6.74	7.70	7.80	8.55	9.46	9.04
2020-5635	0.25L	0.16:	0.65	1.23L	10.86	7.57	8.73	8.41	8.66	9.78	9.15

Tabela II.12: Luminosidades de linhas no óptico e no infra-vermelho para as galáxias da amostra de CASLEO.

O mesmo foi feito para os objetos observados em Tololo e suas luminosidades no óptico e no infra-vermelho estão reunidas na Tabela II.13 abaixo. As colunas têm o mesmo significado que na Tabela II.12.

Para alguns dos objetos mais luminosos no infra-vermelho listados nas Tabelas II.4 e II.5, encontramos na literatura (Dahari e De Robertis, 1988; Morris e Ward, 1988) fluxos absolutos de H β , [OIII] $_{\lambda 5007}$, e de H α . As luminosidades correspondentes a essas linhas estão reunidas na Tabela II.14 juntamente com L_{IR} e com o excesso de cor interno.

Galáxia	S_ν (Jy)				$\log\left(\frac{L_{IR}}{L_\odot}\right)$	$\log\left(\frac{L}{L_\odot}\right)$ (ÑCorr.)			$\log\left(\frac{L}{L_\odot}\right)$ (Corr.)		
	12 μ m	25 μ m	60 μ m	100 μ m		H β	[OIII]	H α	H β	[OIII]	H α
0141+0206	0.29L	0.80	1.27	1.26:	9.91	7.34	8.52	7.99	7.90	9.06	8.37
0204-5526	0.32L	0.23:	0.90	2.53	10.28	6.05	7.00	6.95	7.36	8.27	7.84
0230-3653	0.25L	0.42	1.42	2.40	10.01	6.89	7.79	7.78	8.19	9.04	8.66
0230+0012	0.25L	0.87	2.76	2.72	10.48	7.52	8.14	8.03	7.63	8.25	8.11
0320-5150	0.25L	0.51	0.59	1.00L	10.76	7.58	8.37	8.07	7.62	8.41	8.10
0322-0313	0.33	1.08	2.36	2.88	9.62	5.86	7.08	6.89	7.62	8.78	8.10
0324-6055	0.18:	0.63	1.51	2.07	10.10	7.15	7.35	7.63	7.16	7.36	7.64
0434-1029	0.33	0.79	2.75	4.07	10.95	8.38	8.07	8.90	8.51	8.17	8.99
0457-7537	0.39	0.44	0.70	1.55	9.84	6.69	7.45	7.45	7.59	8.32	8.07
0509-3427	0.25L	0.19:	0.64	0.82	9.59	7.13	7.50	7.61	7.15	7.51	7.62
0518-3242	0.25L	0.59	1.49	2.02	9.74	6.71	7.66	7.83	8.75	9.64	9.23
1832-5927	0.59	1.37	3.21	4.25	10.49	8.26	8.80	9.02	9.17	9.68	9.64
1840-6225	0.38	0.86	2.00	2.62	10.01	7.88	7.76	8.69	8.93	8.75	9.41
1917-5846	0.25:	0.35	0.62	4.76L	10.76	8.79	8.20	9.27	8.79	8.21	9.27
1924-4141	0.43L	0.44	1.64	1.11:	9.47	6.92	7.84	7.50	7.24	8.15	7.72
2004-6115	0.24:	0.35	1.05	2.58	9.86	7.99	7.92	8.75	8.87	8.77	9.35
2016-5247	0.25L	0.36	0.90	1.28	9.78	6.99	8.17	7.60	7.42	8.59	7.90
2024-0226	0.37	0.91	1.12	1.68	10.40	7.91	8.49	8.40	7.97	8.54	8.44
2048-5715	1.16	3.84	5.98	4.43	10.19	7.67	8.71	8.27	8.06	9.09	8.54
2056-5211	0.25L	0.35	1.20	1.44	10.90	7.71	8.75	8.28	8.00	9.03	8.47
2117-2039	0.25L	0.36:	1.94	2.39	10.88	7.11	7.12	8.08	8.69	8.64	9.16
2136-2700	0.25L	0.30	1.22	1.74	10.48	7.65	7.89	8.12	7.65	7.89	8.12
2234-1248	0.52L	0.32	0.45:	1.08L	9.92	8.05	9.01	8.88	9.16	10.09	9.64
2238+0748	0.41L	0.41:	0.86	1.43	10.16	8.30	8.47	8.78	8.30	8.47	8.78
2247-1932	0.39L	0.88	2.45	3.66	10.81	7.97	8.71	8.45	7.97	8.71	8.45
2303-0005	0.25L	0.49	1.06	1.62	10.27	7.05	7.96	7.84	8.05	8.93	8.53
2325+0830	0.72	1.92:	5.57	8.48	11.09	7.94	9.01	8.76	9.04	10.08	9.51
0008-1223	0.42L	2.38	17.03:	17.85	11.12	7.07	7.47	7.98	8.45	8.80	8.92
0332-3618	3.21	11.09	78.15	141.50	10.76	6.76	6.84	7.74	8.36	8.38	8.83
1940-1027	0.33	0.59	5.69	18.16	9.71	6.80	6.83	7.48	7.46	7.47	7.94
2159-3207	0.46	0.78	5.96	12.85	10.05	6.90	6.82	7.62	7.65	7.54	8.13
2316-4239	1.35	6.33	48.01	72.76	10.48	6.08	6.53	6.95	7.33	7.74	7.80
0112-3255	0.25L	0.37L	2.77	7.64	10.16	6.22	6.55	6.77	6.48	6.80	6.95
0230-3654	0.25L	0.42	1.42	2.40	10.05	7.30	8.25	8.17	8.53	9.44	9.00
0130-3323	0.28L	0.33:	2.42	5.98	10.29	6.89	7.40	7.58	7.57	8.06	8.05
0412-3208	0.52	2.19	13.74	21.64	10.67	6.81	7.32	7.70	8.13	8.59	8.61
2019-3127	0.27L	0.34L	0.82	1.23	9.90	7.53	7.51	8.01	7.56	7.54	8.04
0222-1922	0.25L	0.37L	1.47	3.52	10.72	7.76	8.49	8.29	7.92	8.64	8.40

Tabela II.13: Luminosidades de linhas no óptico e no infra-vermelho para as galáxias da amostra de Tololo.

Galáxia	$\log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right)$ (\tilde{N} Corr.)			$E(B-V)_I$	$\log\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right)$ (Corr.)			$\log\left(\frac{L_{IR}}{L_{\odot}}\right)$
	H β	[OIII]	H α		H β	[OIII]	H α	
IIZw1	7.22	7.29	7.71	0.01	7.24	7.31	7.72	11.05
MCG8-11-11	8.10	8.55	8.61	0.08	8.21	8.66	8.69	11.68
Mk231	8.03	7.61	8.51	0.01	8.05	7.63	8.52	12.11
Mk1073	6.27	7.12	7.08	0.70	7.30	8.11	7.78	11.04
NGC1144	5.47	6.59	6.43	1.03	6.99	8.06	7.47	11.13
NGC5256	6.03	6.69	6.80	0.63	6.96	7.59	7.44	11.18
NGC6240	5.69	5.86	6.77	1.29	7.59	7.70	8.06	11.50
NGC7469	7.74	7.60	8.27	0.11	7.90	7.76	8.38	11.27
NGC7592	5.77	6.36	6.41	0.35	6.28	6.86	6.76	10.99

Tabela II.14: Luminosidades no óptico de algumas galáxias muito brilhantes no infra-vermelho.

Capítulo III

POPULAÇÃO ESTELAR E CLASSIFICAÇÃO ESPECTRAL

III.1 Introdução

Neste capítulo descreveremos brevemente o método de síntese da população estelar e daremos algumas características gerais dos “templates” usados para sua subtração . Após a subtração da população estelar, os espectros resultantes devem corresponder ao gás de emissão puro. A seguir, os espectros serão classificados conforme seu principal mecanismo de excitação , sendo que para isto, serão usadas razões entre fluxos de linhas medidas nos espectros de emissão pura, e diagramas-diagnóstico.

III.2 População Estelar

Para 4 objetos da amostra tomada no CASLEO, I0135–1307, I0336–1641, I1834–6728, e I1958–1818, a contribuição da população estelar é bem visível, principalmente através da forma geral do contínuo, da característica de absorção do MgI, da linha $H\beta$ em absorção, e da banda de absorção do $TiO_{\lambda 6290}$. Nos outros objetos essa contribuição não é muito notável. A população estelar contribui significativamente também para o espectro de várias galáxias da amostra de Tololo (por exemplo, I0322–0313, I0509–3427, e I0130–3323), sendo que nestes objetos o ângulo da rede de dispersão e o detetor utilizados permitiram a

observação das linhas H e K do [CaII]. É importante que a contribuição da população estelar seja levada em conta para que a emissão seja isolada e para que possamos analisar puramente o gás de emissão dessas galáxias.

O método de síntese da população estelar empregado aqui foi desenvolvido pelo Dr. Eduardo Bica e está descrito em Bica (1988). A seguir apresentaremos as principais características dos “templates” de população estelar empregados em nossos objetos.

S2: Este “template” é uma média de galáxias Espirais, atingindo uma metalicidade máxima $[Z/Z_{\odot}]_{Max}=+0.3$, e dominado por uma população velha com , sendo que a contribuição mais importante para o fluxo, 87% em $\lambda = 5870\text{\AA}$, vem de componentes que são aglomerados globulares;

S4: A metalicidade máxima atingida pelas galáxias deste “template” é $[Z/Z_{\odot}]_{Max}=0.0$, e a população velha domina com uma contribuição de 82% para o fluxo em $\lambda = 5870\text{\AA}$, existindo ainda uma contribuição de $\approx 10\%$ da população com idade $\leq 1 \times 10^9$ anos;

E4: Para este “template”, $[Z/Z_{\odot}]_{Max} = -0.5$, e a contribuição máxima para o fluxo em $\lambda = 5870\text{\AA}$ é de 94%, e vem de componentes que são aglomerados globulares; o restante vem de componentes com $1 \times 10^9 \leq \text{idade} \leq 5 \times 10^9$ anos;

E8: Para este “template” $[Z/Z_{\odot}]_{Max}=-0.5$; a população velha (idade $> 5 \times 10^9$ anos) contribui com 21% para o fluxo em $\lambda = 5870\text{\AA}$; a máxima contribuição , 56%, vem de componentes com idade $\approx 5 \times 10^8$ anos, existindo ainda uma fração de $\approx 20\%$ proveniente de população com idade $\leq 1 \times 10^8$ anos.

Para os 4 objetos da amostra do CASLEO citados acima, encontramos que o “template” de população vermelha S2 representa muito bem sua população estelar. Um exemplo da aplicação deste método está na Figura III.1 onde é mostrada a subtração do “template” S2 para o espectro de I1958–1818.

Uma correção adicional por avermelhamento, indicada por $E(B-V)_P > 0.0$ nas Tabelas II.1, II.2 e II.3, foi necessária ser aplicada para vários objetos para que os contínuos do

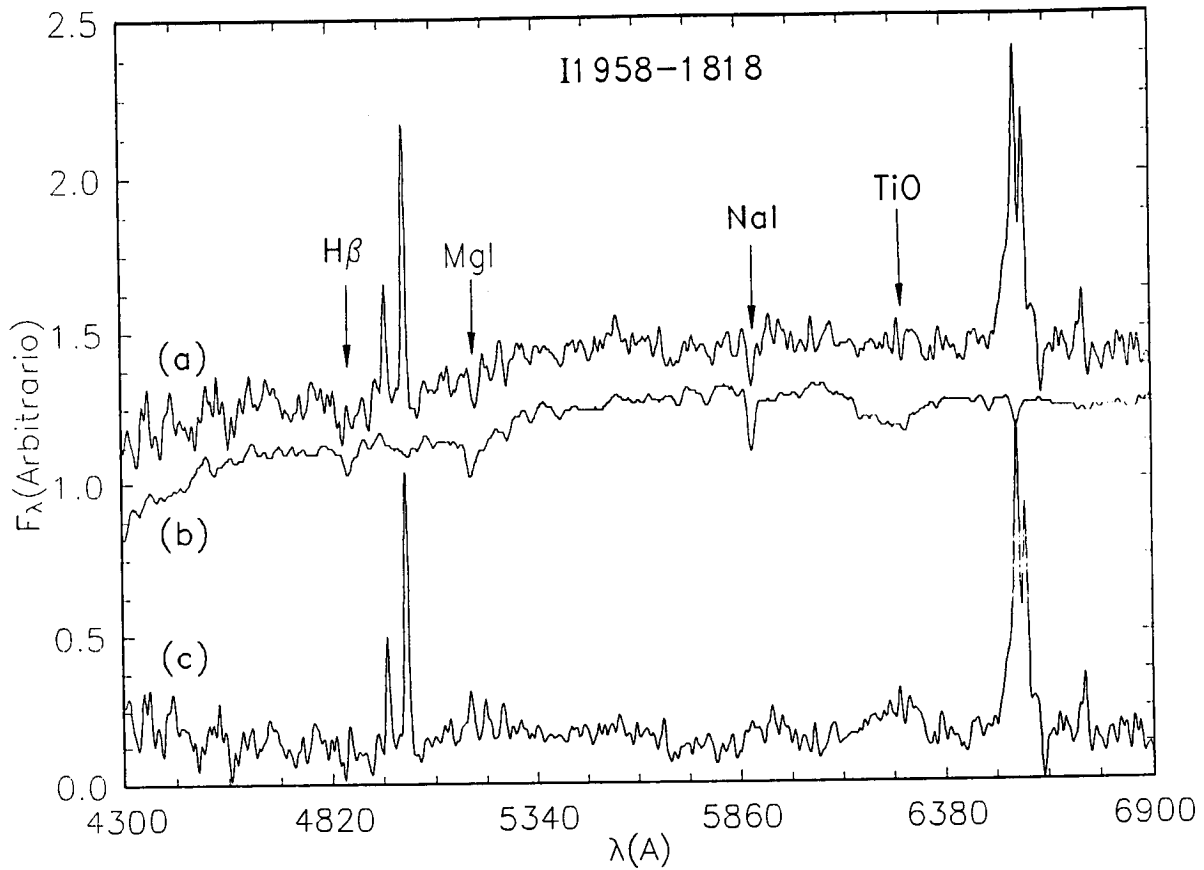


Figura III.1: O espectro da galáxia IRAS Seyfert 2 I1958-1818 é mostrado antes (a) e após (c) a subtração do “template” de população estelar S2 (b). Linhas de absorção salientes são indicadas. Unidades na ordenada são arbitrárias.

“template” e das galáxias ficassem bem superpostos. Maiores detalhes e exemplos deste método de síntese de população estelar podem ser encontrados em Bica (1988) e Bonatto, Bica e Alloin (1989).

“Templates” de populações vermelhas apresentam um perfil de $H\alpha$ em absorção muito pequeno. Assim, quando da subtração desses “templates”, o fluxo de $H\alpha$ praticamente não se altera. Dessa forma, podemos usar o fluxo de $H\alpha$ não-subtraído como escala de fluxo absoluto para as outras linhas (mais afetadas pela subtração dos “templates” devido às absorções presentes nos “templates”). Após essa subtração, se o “template” foi bem ajustado ao espectro da galáxia, não devem permanecer vestígios de absorções devidas à população estelar.

III.3 Classificação Espectral

Inicialmente apresentaremos a classificação espectral obtida a partir de linhas no óptico, e a seguir, empregaremos os índices de cor no infra-vermelho.

III.3.1 Dados Ópticos

Nestes últimos anos, diversas tentativas têm sido feitas para tentar encontrar-se um esquema objetivo de classificar os espectros de objetos extra-galácticos conforme seu principal mecanismo de excitação. Usualmente, são empregados os assim chamados ‘diagramas-diagnóstico’ com razões de linhas de emissão de linhas facilmente observáveis para este fim.

Veilleux e Osterbrock (1987) apresentam diagramas-diagnóstico envolvendo as razões de linhas $[OIII]_{\lambda 5007}/H\beta$, $[NII]_{\lambda 6583}/H\alpha$, $[SII]_{\lambda\lambda 6717,31}/H\alpha$, e $[OI]_{\lambda 6300}/H\alpha$, que fazem a distinção entre galáxias ativas de linhas estreitas e galáxias tipo região HII. Essas razões de linhas praticamente não são afetadas pela correção por avermelhamento e pelos erros na calibração em fluxo.

Mesmo visualmente é fácil de se identificar as galáxias Seyfert tipo 1: as linhas de Balmer do HI são muito mais largas do que as linhas proibidas, sendo que a componente

larga de $H\alpha$ tem, em geral, $FWHM \geq 4000 \text{ km s}^{-1}$. As seguintes galáxias satisfazem este critério e podem ser classificadas como Seyfert 1: I0137–2230, I0434–1029, I0518–3242, I1832–5927, I1840–6225, I1917–5846, I2004–6115, I2234–1248, I2238+0748, e I0332–3618; uma galáxia, I1249–1306 pode ser classificada como Seyfert 1.5, conforme os critérios de Osterbrock e de Robertis (1985).

Para classificar os objetos que não se enquadram na categoria de Seyfert tipo 1, e que não apresentam componentes largas em $H\alpha$ ou $H\beta$, foram usados os seguintes diagramas-diagnóstico:

$$(a) \log \left(\frac{[\text{OIII}]_{\lambda 5007}}{H\beta} \right) \text{ vs. } \log \left(\frac{[\text{NII}]_{\lambda 6583}}{H\alpha} \right);$$

$$(b) \log \left(\frac{[\text{OIII}]_{\lambda 5007}}{H\beta} \right) \text{ vs. } \log \left(\frac{[\text{SII}]_{\lambda\lambda 6717,31}}{H\alpha} \right); \text{ e}$$

$$(c) \log \left(\frac{[\text{OIII}]_{\lambda 5007}}{H\beta} \right) \text{ vs. } \log \left(\frac{[\text{OI}]_{\lambda 6300}}{H\alpha} \right),$$

os quais foram adaptados de Veilleux e Osterbrock (1987), e estão mostrados na Figura III.2. Em cada diagrama a área delimitada pela linha sólida é ocupada pelas Seyfert 2 e pelas Rádio-Galáxias de Linhas Estreitas (NLRGs), objetos fotoionizados por um contínuo não térmico tipo lei-de-potência; a curva tracejada demarca a área ocupada pelas regiões HII, regiões HII nucleares, galáxias “Starburst”, e galáxias tipo região HII, objetos fotoionizados por estrelas quentes; a curva de traços mais longos encerra os **LINERs**.

Podemos observar que a grande maioria dos objetos caem dentro da área ocupada pelas Seyfert 2 e NLRGs. As exceções são as seguintes:

- [2159–3207: não apresenta em seu espectro as linhas $[\text{OI}]_{\lambda 6300}$ e $[\text{SII}]_{\lambda\lambda 6717,31}$, mas no diagrama (a) ela cai na área das regiões HII;
- [0324–6055: não tem as linhas $[\text{SII}]_{\lambda\lambda 6717,31}$, em (a) encontra-se na borda das regiões HII e numa região intermediária em (c), pode ser classificada como um objeto de transição entre os **LINERs** e as regiões HII;
- [2019–3127: nos 3 diagramas encontra-se próxima à linha que separa as regiões HII das galáxias ativas;

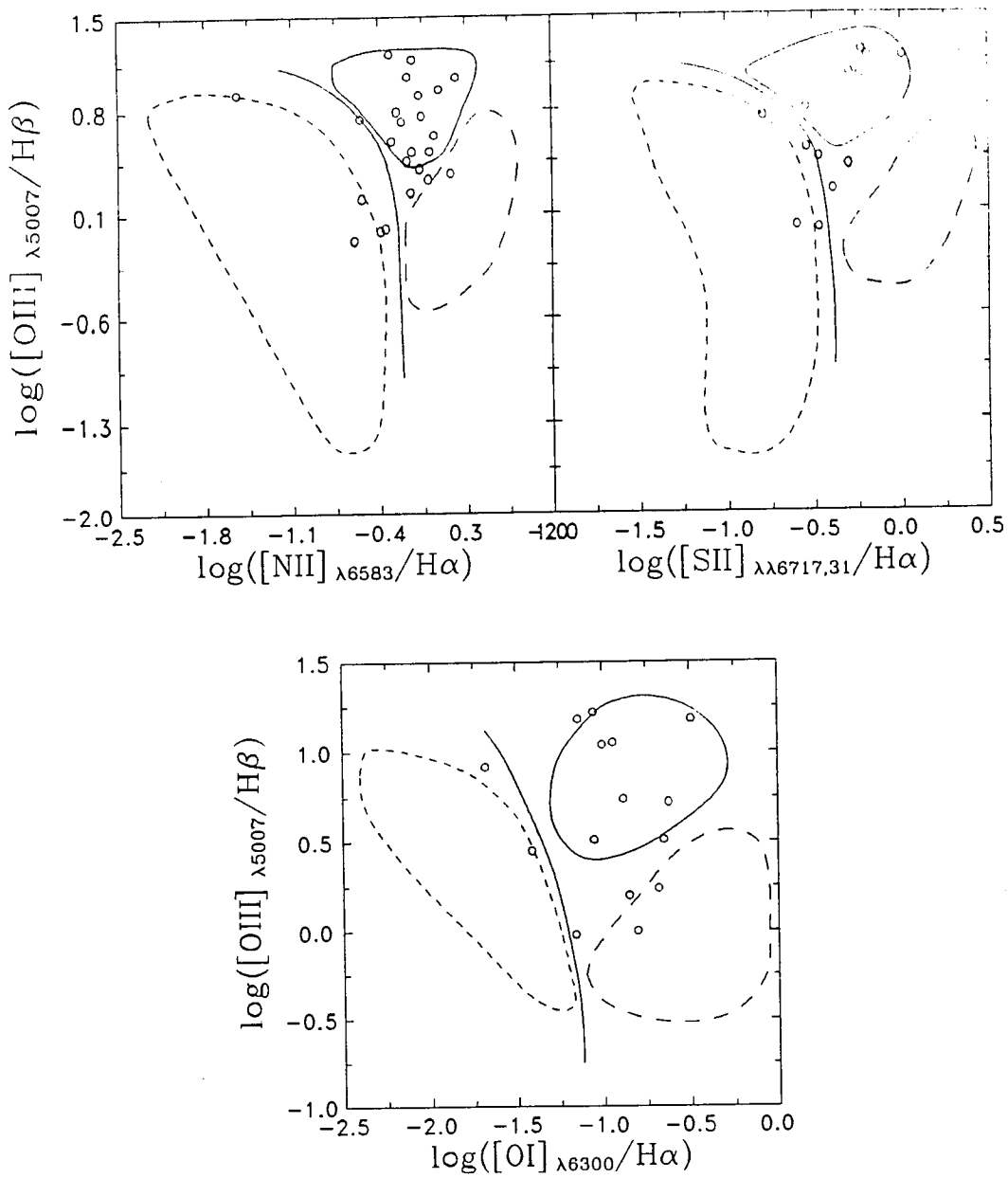


Figura III.2: Diagramas-diagnóstico para galáxias ativas e regiões HII.

0509-3427: não apresenta as linhas $[OI]_{\lambda 6300}$ e $[SII]_{\lambda\lambda 6717,31}$, e em (a) está na borda da região dos **LINERs**;

2117-2039: classifica-se como região HII em (a) e (b), mas se desloca para os **LINERs** em (c);

2136-2700: nos 3 diagramas encontra-se próxima aos **LINERs**;

0112-3255: não apresenta as linhas $[OI]_{\lambda 6300}$ e $[SII]_{\lambda\lambda 6717,31}$, e em (a) está na borda da região dos **LINERs**;

1924-4141: não tem as linhas $[SII]_{\lambda\lambda 6717,31}$, mas pode ser classificada como região HII em (a) e (c).

É importante ressaltar que, do ponto de vista do espectro óptico, as galáxias Seyfert 2 luminosas no infra-vermelho apresentam razões de linhas que não as diferenciam das galáxias “normais”, *i.e.*, Seyfert 2 fracas no infra-vermelho.

III.3.2 Dados no Infra-Vermelho.

As densidades de fluxo no infra-vermelho nas bandas observadas pelo satélite **IRAS** em 12, 25, 60, e 100μ m, foram obtidas do ‘**IRAS Point Source Catalogue**’ (1985).

A partir das densidades de fluxo, os índices de cor são calculados da seguinte forma:

$$-\alpha(\lambda_2, \lambda_1) = \frac{\log(F_2/F_1)}{\log(\lambda_2/\lambda_1)},$$

onde F_i é a densidade de fluxo (em Jy) medida em λ_i , e $\lambda_2 > \lambda_1$.

Sekiguchi (1987) apresenta um diagrama com os índices de cor $\alpha(100,60)$ vs. $\alpha(60,25)$, no qual diferentes classes de objetos ficam razoavelmente separadas. Neste diagrama, mostrado na Figura III.3, a área limitada pela curva de traço curto é ocupada pelas galáxias espirais não-ativas, enquanto que dentro da área limitada pela curva de traço longo estão as galáxias “Starburst”. Para comparação estão plotadas as curvas correspondentes a uma lei-de-potência pura ($F_\nu \propto \nu^\alpha$), e a um corpo-negro a diferentes temperaturas.

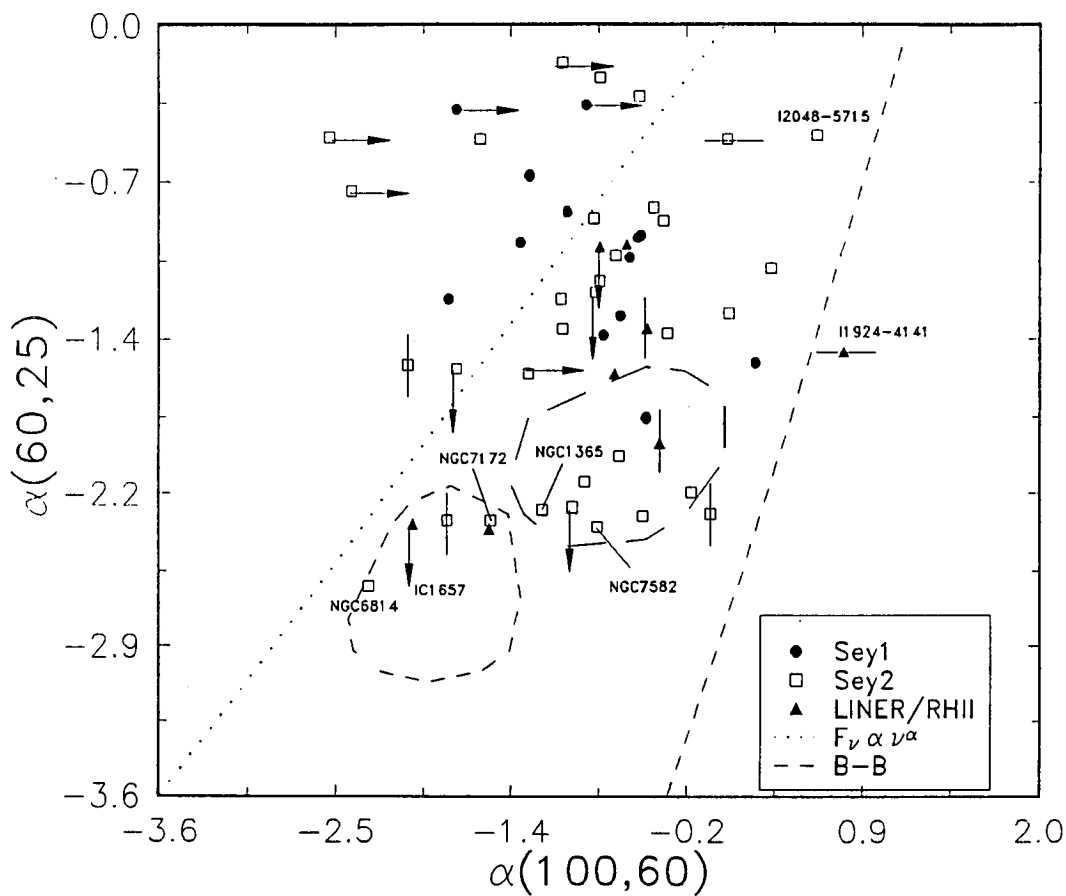


Figura III.3: Diagrama cor-cor no infra-vermelho. Galáxias espirais normais (não-ativas) estão dentro da curva de traço estreito, e galáxias ‘Starburst’ dentro da curva de traço longo; flechas indicam limite superior, e linhas medição incerta. Objetos classificados pelos dados no óptico.

Na Figura III.3, as galáxias classificadas como Seyfert 1 estão plotadas como um círculo fechado, as Seyfert 2 como um quadrado aberto, e regiões HII e LINERs, como um triângulo aberto. Flechas apontando para a direita indicam objetos com limite superior na detecção em $100\mu\text{m}$, e flechas apontando para baixo indicam limite superior em $25\mu\text{m}$. Uma linha sobre o símbolo indica medição incerta: sentido horizontal em $100\mu\text{m}$ e vertical em $25\mu\text{m}$.

Para as galáxias com $z \geq 0.013$, correspondendo a uma velocidade radial ($H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$) $V_R \geq 4000 \text{ km s}^{-1}$, não devemos esperar perdas de fluxo devido aos diferentes tamanhos dos diafragmas do **IRAS** em $25\mu\text{m}$ ($\sim 0'.76 \times 4'.6$), $60\mu\text{m}$ ($\sim 1'.5 \times 4'.75$), e em $100\mu\text{m}$ ($\sim 3'.0 \times 5'.0$). No caso dos objetos com $0.005 < z < 0.013$, este efeito só se torna importante se houver muita contribuição à emissão de regiões fora do núcleo da galáxia. Por exemplo, para uma galáxia com $z \approx 0.005$, um diafragma com diâmetro de $\sim 0'.76$ corresponde a uma distância $r \sim 3.3 \text{ kpc}$ do núcleo, compreendendo parte do disco.

O efeito de diafragmas com tamanhos diferentes parece estar afetando bastante à NGC6814 (=I1940–1027), IC1657 (=I0112–3255), e NGC7172 (=I2316–4239), pois suas posições dentro da região das espirais n-ativas podem ser explicadas pela subestimação de fluxo em $25\mu\text{m}$ em relação a $60\mu\text{m}$ o que as deslocaria para baixo no diagrama. Já para NGC1365 (=I0332–3618) e NGC7582 (=I2316–4239), pode estar ocorrendo alguma perda de fluxo em $25\mu\text{m}$, o que as desloca para a região das “Starburst”.

Embora a amostra de objetos não seja muito numerosa, pode-se observar que as Seyfert tipo 1 e 2 espalham-se pelo diagrama à esquerda da linha do corpo-negro e acima das espirais não-ativas, não se observando uma clara distinção entre os dois tipos, embora se observe que há várias Seyfert 2 localizadas na região das “Starburst”, onde há apenas uma Seyfert 1.

Capítulo IV

PROPRIEDADES NO ÓPTICO *vs.* INFRA-VERMELHO

Nos Capítulos II e III as galáxias de nossas amostras foram apresentadas e classificadas conforme seu principal mecanismo de excitação, e a luminosidade no infra-vermelho longínquo (L_{IR}) e a luminosidade de algumas linhas no óptico foram calculadas.

Neste capítulo analisaremos inicialmente, a contribuição da emissão do disco das galáxias e seu efeito sobre os índices de cor; a seguir, mostraremos que, do ponto de vista de parâmetros do infra-vermelho, as galáxias Seyfert de tipo 1 e 2 não se diferenciam entre si; depois, usando razões entre L_{IR} e luminosidades de linhas no óptico, mostraremos como os dois tipos de Seyfert apresentam comportamentos diferenciados.

IV.1 Efeito da Emissão da Galáxia nos Índices de Cor

Além da poeira ‘quente’, existe uma contribuição ao fluxo observado que vem de uma componente ‘fria’ ($T \sim 30$ K): o disco das galáxias espirais apresenta uma emissão no infra-vermelho, cujo máximo se localiza próximo a $100\mu\text{m}$.

Para as galáxias com $z > 0.014$, os diafragmas usados nas observações pelo satélite **IRAS** devem cobrir parte das regiões extra-nucleares, de forma que o disco dessas galáxias também contribui à emissão observada. Vamos agora apresentar um cálculo estimativo de quanto a componente ‘disco’ contribui aos índices de cor.

Rowan-Robinson e Crawford (1989) apresentam um espectro empírico que representa a componente de emissão de um disco normal (comparável à uma porção de Cirrus em nossa Galáxia, uma pequena nuvem de gás neutro e poeira interestelar iluminada pelo campo de radiação interestelar), e outro que representa a emissão das Seyferts. Essa componente galáctica é ‘fria’, tendo o máximo da emissão em $\lambda \approx 100\mu\text{m}$, o que significa que é devida a grãos aquecidos a uma temperatura $T \sim 30\text{ K}$. As densidades de fluxo, normalizadas ao fluxo em $12\mu\text{m}$, estão reunidas na Tabela IV.1.

	$\frac{S_{25}}{S_{12}}$	$\frac{S_{60}}{S_{12}}$	$\frac{S_{100}}{S_{12}}$
Sey.	2.34	2.29	1.55
Gal.	0.93	11.75	36.31

Tabela IV.1: Densidades de fluxo das componentes Seyfert e Galáxia, normalizadas à S_{12} .

Consideremos o efeito da componente Galáctica sobre os índices de cor: podemos assumir que o fluxo observado em ν é a soma das contribuições das componentes Seyfert e Galáctica, ou seja:

$$S_\nu = S_\nu^S + S_\nu^G, \quad (\text{IV.1})$$

onde os índices S e G representam as componentes Seyfert e Galáctica, respectivamente.

Assim, para um índice de cor qualquer, temos:

$$\begin{aligned} -\alpha(\lambda_2, \lambda_1) &= \log(S_{\nu_2}/S_{\nu_1}) / \log(\lambda_2/\lambda_1) \\ &= \log\left(\frac{S_{\nu_2}^S + S_{\nu_2}^G}{S_{\nu_1}^S + S_{\nu_1}^G}\right) / \log(\lambda_2/\lambda_1) \\ &= \log(S_{\nu_2}^S/S_{\nu_1}^S) / \log(\lambda_2/\lambda_1) + \log\left(\frac{1 + S_{\nu_2}^G/S_{\nu_2}^S}{1 + S_{\nu_1}^G/S_{\nu_1}^S}\right) / \log(\lambda_2/\lambda_1) \\ &= -\alpha(\lambda_2, \lambda_1)^S + K(\lambda_2, \lambda_1)^G, \end{aligned} \quad (\text{IV.2})$$

onde $\alpha(\lambda_2, \lambda_1)^S$ é o índice de cor da componente Seyfert pura, e $K(\lambda_2, \lambda_1)^G$ é a correção que deve ser aplicada aos índices pelo efeito da emissão da galáxia. As razões de fluxo que aparecem em $K(\lambda_2, \lambda_1)^G$ podem ser expressas unicamente em termos de S_{12}^G/S_{12}^S . Da

Tabela IV.1, temos que:

$$\begin{aligned}\frac{S_{100}^G}{S_{100}^S} &= 23.4 \frac{S_{12}^G}{S_{12}^S}, \\ \frac{S_{60}^G}{S_{60}^S} &= 5.13 \frac{S_{12}^G}{S_{12}^S}, \\ \frac{S_{25}^G}{S_{25}^S} &= 0.40 \frac{S_{12}^G}{S_{12}^S}.\end{aligned}$$

Por ser ‘fria’, a componente da galáxia contribui bem menos para o fluxo em $12\mu\text{m}$ do que a componente Seyfert. Supondo que $S_{12}^G/S_{12}^S = 0.01$, as correções aos índices de cor ficam da seguinte forma:

$$\begin{aligned}\alpha(100,60) &= \alpha^S(100,60) - 0.31, \\ \alpha(60,25) &= \alpha^S(60,25) - 0.05, \\ \alpha(25,12) &= \alpha^S(25,12) + 0.01 .\end{aligned}$$

Num caso extremo, no qual a componente G contribuísse com $\approx 10\%$ ao fluxo em $12\mu\text{m}$, teríamos o seguinte:

$$\begin{aligned}\alpha(100,60) &= \alpha^S(100,60) - 1.53, \\ \alpha(60,25) &= \alpha^S(60,25) - 0.42, \\ \alpha(25,12) &= \alpha^S(25,12) + 0.08 .\end{aligned}$$

O efeito da componente galáctica ‘fria’ é tornar os índices $\alpha(100,60)$ e $\alpha(60,25)$ mais negativos em relação aos valores da componente Seyfert pura, embora no caso em que $S_{12}^G/S_{12}^S = 0.01$, apenas $\alpha(100,60)$ é alterado significativamente.

IV.2 Distribuição das Galáxias em Termos de L_{IR}

Combinando as galáxias das três amostras introduzidas no Capítulo II, temos um total de 96 Seyfert 1 e 124 Seyfert 2. Todas essas galáxias tiveram suas densidades de fluxo em 12, 25, 60, e $100\mu\text{m}$ medidas pelo satélite **IRAS** (as quais constam no **IRAS Point Source**

Catalogue (1985)). Embora estes dois grupos de galáxias não sejam completos, o número de objetos que cada um contém é estatisticamente significativo e suas propriedades devem ser representativas dos objetos de suas classes. Em termos da luminosidade no infra-vermelho (L_{IR}), ambas as amostras contém objetos fracos e brilhantes, cujo L_{IR} cobre um intervalo de ≈ 4 magnitudes, entre $8.0 \leq \log \left(\frac{L_{IR}}{L_{\odot}} \right) \leq 12.1$.

Inicialmente, vamos analisar como as Seyfert tipo 1 e 2 se distribuem em termos da luminosidade no infra-vermelho. Para este fim, os valores de $\log \left(\frac{L_{IR}}{L_{\odot}} \right)$ foram divididos em intervalos com tamanho de 0.5 dex cada um, entre os valores correspondentes ao mínimo e máximo de cada grupo. A seguir, foi contado o número de objetos contidos em cada intervalo. Com isto, foram construídos os dois histogramas mostrados na Figura IV.1.

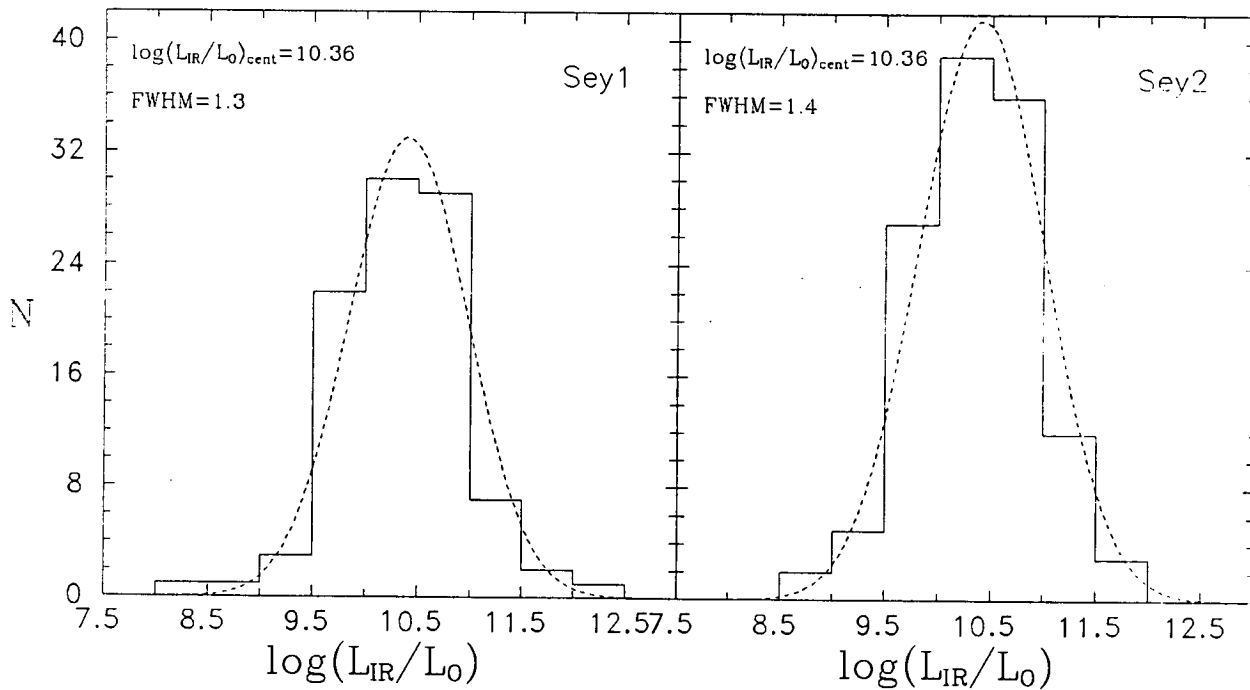


Figura IV.1: Histogramas do número de galáxias com determinada L_{IR} ; à esquerda estão as Seyfert 1, e à direita as Seyfert 2.

Claramente, ambas as distribuições são muito semelhantes, não ocorrendo desvios para maior ou menor L_{IR} em cada grupo. Para quantificar esta semelhança, foi ajustada uma

gaussiana a cada uma das distribuições (a curva pontilhada na Figura IV.1). Encontramos que para ambos os grupos, a luminosidade correspondente ao centróide da Gaussiana é a mesma: $\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_{\odot}}\right) = 10.36$; a única diferença é que a distribuição das Seyfert tipo 2 é cerca de 8% mais larga que a das Seyfert 1.

IV.3 Diagramas Cor-Cor.

Na Figura III.3 vimos que as Seyfert tipo 1 e 2 das amostras de CASLEO e de Tololo ocupavam praticamente a mesma região no diagrama $\alpha(100,60)$ vs. $\alpha(60,25)$, de tal forma que os dois tipos não se diferenciavam por seus índices de cor. Esta análise será ampliada agora, com a inclusão das galáxias da 3ª amostra.

IV.3.1 Separação das galáxias em grupos.

Inicialmente, observamos que o índice de cor $\alpha(100,60)$ é aquele que apresenta o maior intervalo de valores. Partimos da hipótese de que as propriedades no infra-vermelho de objetos com $\alpha(100,60)$ semelhante não devem variar muito. Assim, dividindo-se todo o intervalo compreendido por $\alpha(100,60)$ em intervalos menores de tamanho 0.5 dex, e tomando-se a média dos índices $\alpha(60,25)$ e $\alpha(25,12)$ para os objetos contidos em cada intervalo, foi formada uma série de grupos. As galáxias contidas em cada grupo devem apresentar propriedades semelhantes no infra-vermelho. É importante ressaltar que, no processo de cálculo das médias, foram consideradas unicamente as densidades de fluxo não anotadas como limite superior de detecção ou medição incerta, de forma a aumentar o significado estatístico do procedimento.

As galáxias que compõem cada grupo das Seyfert 1 são as seguintes:

Grupo 1: NGC1566, NGC2639, NGC4594, NGC5033, Mk471, e NGC6104;

Grupo 2: I2004-6115, UGC1395, Mk590, Mk10, NGC2691, A1058+45, NGC4051, NGC5683, UGC10683B, Mk896, NGC7214, e NGC7603;

Grupo 3: I1249–1308, I0332–3618, ESO012–G21, Mk609, 3C120, 0456+04, Mk1095, Mk141, NGC3227, NGC4593, Mk279, IZw81, Mk841, e Mk493;

Grupo 4: I0434–1029, I2238+0748, II Zw1, Mk359, Mk1040, 1E0412.5–0803, MCG8–11–11, Mk9, Mk79, TON524A, Mk423, NGC3783, 1Sz96, NGC5548, Mk478, Mk516, e UM163;

Grupo 5: I0518–3242, I1832–5927, I1840–6225, Mk1048, NGC3516, ESO438–G9, Mk700, Akm564, e NGC7469;

Grupo 6: Mk334, PG, Mk1014, Mk6, NGC4253, Mk231, Mk883, e Mk509;

Grupo 7: Mk1239, e IC4329A.

Os grupos das Seyfert 2 são formados pelas seguintes galáxias:

Grupo 1: NGC5194, e NGC7319;

Grupo 2: I1834–6728, I0204–5526, I1940–1027, I0112–3255, NGC4941, NGC5005, NGC5427, e NGC6300;

Grupo 3: I1258–3039, I0457–7537, I2159–3207, I0130–3323, I0222–1922, ESO195–G35, NGC513, ESO197–G27, Mk1058, NGC1144, NGC1409, NGC1667, UGC3255, NGC3660, NGC3982, 1335+39, NGC5643, NGC5674, NGC6890, e NGC7590;

Grupo 4: I0230–3653, I0230–3654, NGC1097, NGC1386, NGC5135, 1331–234P11, 1331–231P11, NGC5256, NGC5347, Mk673, ESO1530–085, NGC5953, Mk507, NGC7212, F357, e NGC7496;

Grupo 5: I1958–1818, I2016–5247, I2024–0226, I2247–1932, I2303–0005, I2325+0830, I2316–4239, I0412–3208, Mk957, Mk1157, NGC1068, Mk1073, Mk612, NGC1685, NGC2110, NGC2273, NGC3393, NGC4388, ESO381–G8, NGC4968, Mk477, NGC5929, IC5135, Mk917, NGC7592, e NGC7682;

Grupo 6: I0135–1307, I0230+0012, I0322-0313, I2056–5211, Mk348, TOL109–383, Mk1066, NGC1229, Mk78, NGC3281, Mk34, NGC4507, NGC4922B, 1319–164P11, Mk268, ESO273–IG04, IC4553/Arp220, e F513;

Grupo 7: I0019–7926, Mk3, Mk1210, e NGC6221.

Os valores médios dos índices de cor, densidades de fluxo (normalizadas à $S_{60} = 1$), e de $\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_{\odot}}\right)$, estão listados na Tabela IV.2 para as Seyfert 1 e na Tabela IV.3 para as Seyfert 2.

Grupo	$\langle\alpha(25,12)\rangle$	$\langle\alpha(60,25)\rangle$	$\langle\alpha(100,60)\rangle$	$\langle S_{12}\rangle$	$\langle S_{25}\rangle$	$\langle S_{100}\rangle$	$\langle\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_{\odot}}\right)\rangle$
1	-0.56 ± 0.17	-2.91 ± 0.05	-2.36 ± 0.15	0.05	0.08	3.34	10.03
2	-0.73 ± 0.75	-0.96 ± 0.91	-1.83 ± 0.09	0.34	0.62	2.55	10.21
3	-0.94 ± 0.54	-1.28 ± 0.65	-1.38 ± 0.15	0.22	0.39	2.03	10.48
4	-1.21 ± 0.29	-0.66 ± 0.37	-0.87 ± 0.15	0.23	0.59	1.57	10.92
5	-1.30 ± 0.41	-1.26 ± 0.54	-0.45 ± 0.13	0.17	0.37	1.26	10.68
6	-1.60 ± 0.46	-1.17 ± 0.40	0.10 ± 0.13	0.23	0.38	0.95	11.27
7	-0.88 ± 0.18	-0.01 ± 0.17	0.45 ± 0.07	0.52	1.00	0.79	9.98

Tabela IV.2: Valores médios dos índices de cor, densidades de fluxo (normalizadas à $S_{60} = 1$), e da luminosidade no infra-vermelho, para os grupos de Seyfert 1.

Grupo	$\langle\alpha(25,12)\rangle$	$\langle\alpha(60,25)\rangle$	$\langle\alpha(100,60)\rangle$	$\langle S_{12}\rangle$	$\langle S_{25}\rangle$	$\langle S_{100}\rangle$	$\langle\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_{\odot}}\right)\rangle$
1	$-0.76\pm$ —	$-2.95\pm$ —	-2.79 ± 0.18	0.04	0.08	4.17	9.89
2	-0.97 ± 0.35	-2.64 ± 0.44	-2.15 ± 0.13	0.08	0.13	3.00	9.97
3	-0.84 ± 0.75	-1.61 ± 1.06	-1.65 ± 0.09	0.20	0.44	2.32	10.34
4	-1.06 ± 0.73	-1.60 ± 0.60	-1.15 ± 0.12	0.22	0.30	1.80	10.88
5	-1.54 ± 0.32	-1.51 ± 0.63	-0.76 ± 0.14	0.14	0.31	1.48	10.61
6	-1.62 ± 0.80	-1.18 ± 0.62	-0.25 ± 0.14	0.20	0.40	1.14	10.98
7	-1.82 ± 0.08	-0.87 ± 0.91	0.30 ± 0.11	0.16	0.60	0.86	11.05

Tabela IV.3: Valores médios dos índices de cor, densidades de fluxo (normalizadas à $S_{60} = 1$), e da luminosidade no infra-vermelho, para os grupos de Seyfert 2.

É interessante ressaltar que os grupos seguem uma seqüência quase perfeita de L_{IR} crescente, o que dá apoio à hipótese de que cada grupo reúne objetos com propriedades semelhantes no infra-vermelho.

Para melhor visualizarmos a forma que o contínuo no infra-vermelho que cada grupo assume, foi tomada a média das densidades de fluxo (normalizadas à $S_{60} = 1$). Estes espectros médios estão mostrados na Figura IV.2, para as Seyfert 1 (à esquerda) e Seyfert 2 (à direita).

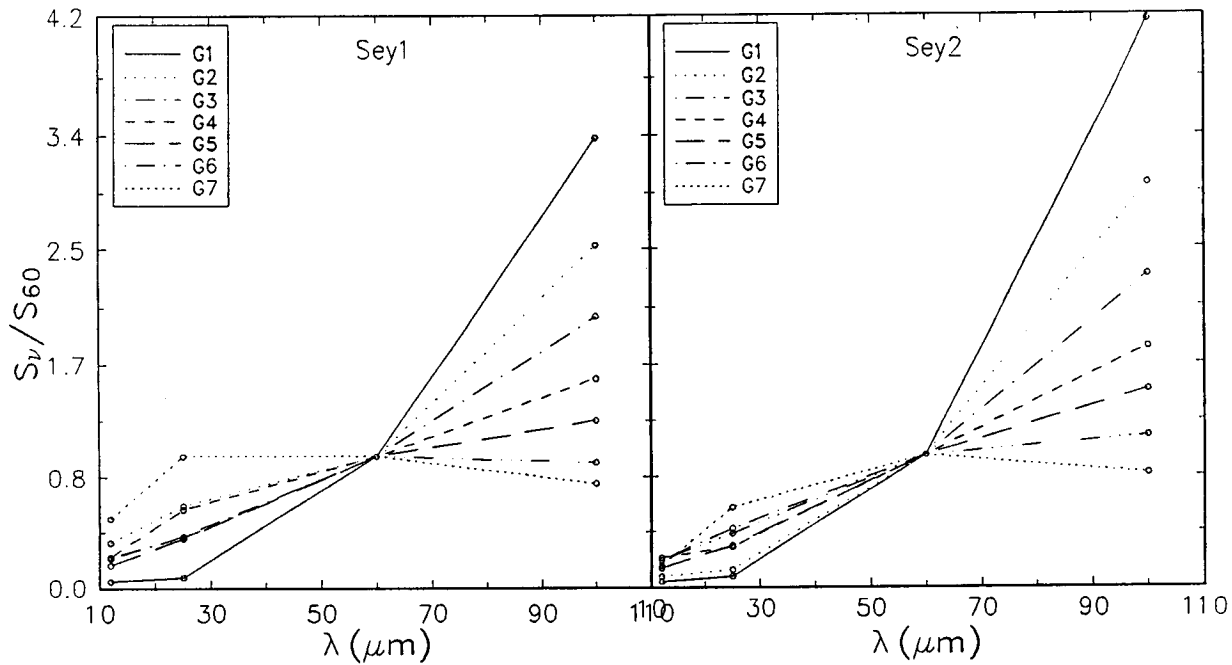


Figura IV.2: Espectros infra-vermelhos médios dos grupos de Seyfert tipo 1 (à esquerda) e tipo 2 (à direita); fluxos normalizados à $S_{60} = 1$.

Observemos que os espectros correspondentes a grupos equivalentes de Seyfert tipo 1 e 2 são muito parecidos entre si: os grupos formam uma seqüência cuja característica principal é o decrescimento da razão S_{100}/S_{12} de G1 para G7. Os espectros G1 são muito íngremes (especialmente para as Seyfert 2), enquanto que G7 (para as Seyfert 1) é plano entre 25 e $100 \mu\text{m}$, e plano entre 60 e $100 \mu\text{m}$ para as Seyfert 2. Nas Seyfert 2, emissão de poeira com temperaturas mais baixas deve contribuir bem mais ao grupo G1 do que nas Seyfert

1, pois sua razão S_{100}/S_{60} é 4.17 contra 3.34. De $G1$ para $G7$ a contribuição de grãos mais frios diminui, e domina a componente mais quente, o que explica a seqüência observada de $\langle L_{\text{IR}} \rangle$ crescente.

IV.3.2 Visualização dos Grupos nos Diagramas Cor-Cor

Passemos agora os grupos já definidos aos diagramas cor-cor. Na figura IV.3 os grupos foram plotados nos diagramas $\alpha(100,60)$ *vs.* $\alpha(25,12)$ e *vs.* $\alpha(60,25)$ junto com os modelos de $T_{\text{ev}}=1500\text{K}$ e $r_2/r_1 = 10^3$ e 10^4 . Os grupos estão identificados conforme seu número, e sobre o valor médio de $\alpha(100,60)$ foi plotada uma barra que representa o desvio padrão da média (para o grupo) dos índices correspondentes.

Fica claro que ambas as curvas assumidas pelos tipos de Seyfert são muito parecidas, embora as Seyfert 2 apresentem uma variação maior em $\alpha(60,25)$ e $\alpha(100,60)$. Observe-se que o efeito da contribuição da galáxia só se torna importante no caso extremo de $S_{12}^G/S_{12}^S = 0.1$, para o qual os índices dos grupos seriam deslocados para a direita e para cima. No caso normal onde a galáxia contribui com $\approx 1\%$ em $12\mu\text{m}$, o único efeito notável é o deslocamento de $\alpha(100,60)$ mais para à direita por uma quantidade 0.31.

No diagrama envolvendo $\alpha(25,12)$, mais sensível às altas temperaturas, os modelos conseguem reproduzir os índices de cor dos grupos razoavelmente bem usando a razão $r_2/r_1 = 10^4$ e diferentes contribuições de leis-de-potência com $\alpha = -2.5$ a -1.0 , o que implicaria uma distribuição de poeira estendendo-se por $\approx 10^3$ pc em torno do núcleo. Os grupos que se encontram à esquerda da curva da lei-de-potência pura necessitam um parâmetro $\beta > 1.0$, ou seja, que a distribuição de poeira seja muito concentrada perto de r_1 ; já os grupos mais próximos da curva de um corpo-negro, necessitam de $\beta \leq 0.2$, significando distribuições com densidades mais uniformes e estendidas. Observe-se que, para o primeiro caso, a contribuição da lei-de-potência fica mais importante para os grupos 1–4 (de menor L_{IR}), e a emissão da poeira é mais importante para os outros grupos (com maior L_{IR}). Esta pode ser uma conseqüência de uma baixa profundidade óptica da poeira, que deixa passar o contínuo UV/óptico da fonte ionizante central sem aquecer muito os grãos e não

produzindo L_{IR} muito alto. Para os grupos mais altos, nos quais L_{IR} é maior, a poeira é mais eficiente em absorver o contínuo da fonte central, que é re-emitido no infra-vermelho, de forma que um observador externo deve observar uma contribuição menos importante da lei-de-potência.

Embora grãos de grafite (com $T_{ev} \approx 1500$ K) sejam os principais contribuidores para a emissão observada no infra-vermelho, é interessante ver como modelos com grãos de menor T_{ev} se comportam nos diagramas cor-cor. Para isto, usamos modelos com $T_{ev}=350$ K, e razões $r_2/r_1 = 10^2, 10^3, e 10^4$, os quais estão plotados na figura IV.4.

No diagrama $\alpha(100,60)$ *vs.* $\alpha(60,25)$ os índices dos grupos conseguem ser razoavelmente reproduzidos por modelos de poeira pura (sem incluir lei-de-potência) com $r_2/r_1 > 10^3$. Mas, como foi visto no Capítulo I, $r_1 \approx 1.4 T_{1500}^{-2.8} \approx 340$, e assim, para $T_{ev}=350$, $r_2/r_1 > 10^3 \rightarrow r_2 > 10^5$ pc. Portanto, se grãos com baixas T_{ev} forem importantes na emissão no infra-vermelho, pode-se esperar que suas distribuições tenham $r_2/r_1 < 10^2$, o que implica necessariamente importantes contribuições de uma lei-de-potência.

IV.4 Comparação da Luminosidade no Infra-Vermelho com Luminosidades no Óptico

Examinemos agora o comportamento da luminosidade no infra-vermelho em relação à luminosidade de linhas no óptico. Este tipo de relação pode dar indicações a respeito do mecanismo da emissão no infra-vermelho e da geometria da distribuição dos grãos.

Consideremos a relação $L_{\text{IR}}/L_{H\alpha}$. Para as galáxias com dados no óptico, foram construídos os histogramas mostrados na Figura IV.5 (à esquerda) para o número de objetos com $\log(L_{\text{IR}}/L_{H\alpha})$ dentro de um dado intervalo, e separando-as conforme a classificação como Seyfert tipo 1 ou 2.

As Seyfert tipo 1 apresentam um pico em sua distribuição para $10 \leq L_{\text{IR}}/L_{H\alpha} \leq 100$, e outro de menor intensidade para $1000 \leq L_{\text{IR}}/L_{H\alpha} \leq 2500$; já as Seyfert tipo 2 apresentam uma distribuição com um bom número de galáxias com $10 \leq L_{\text{IR}}/L_{H\alpha} \leq 2500$, com um

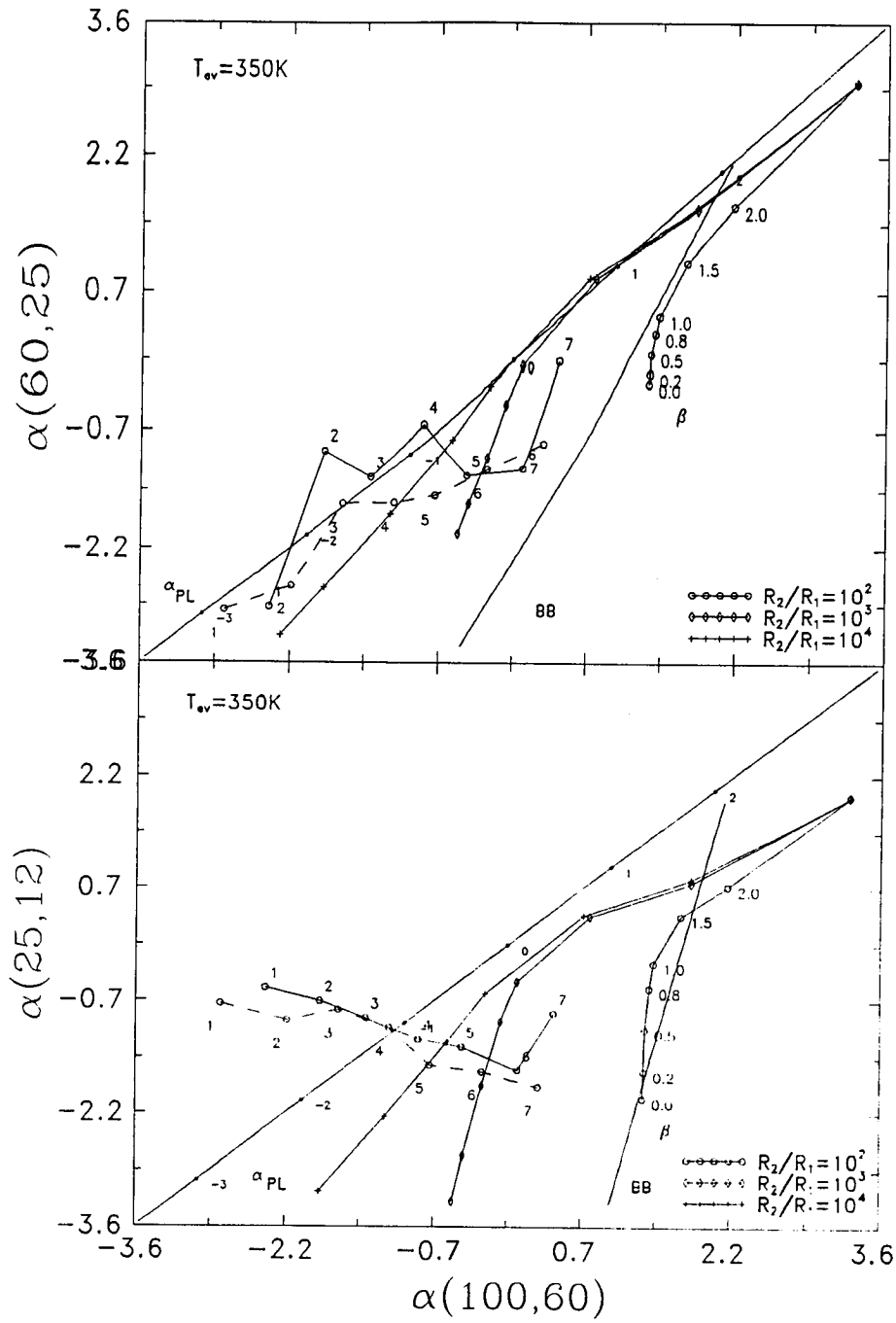


Figura IV.4: Diagramas cor-cor para $T_{ev} = 350K$.

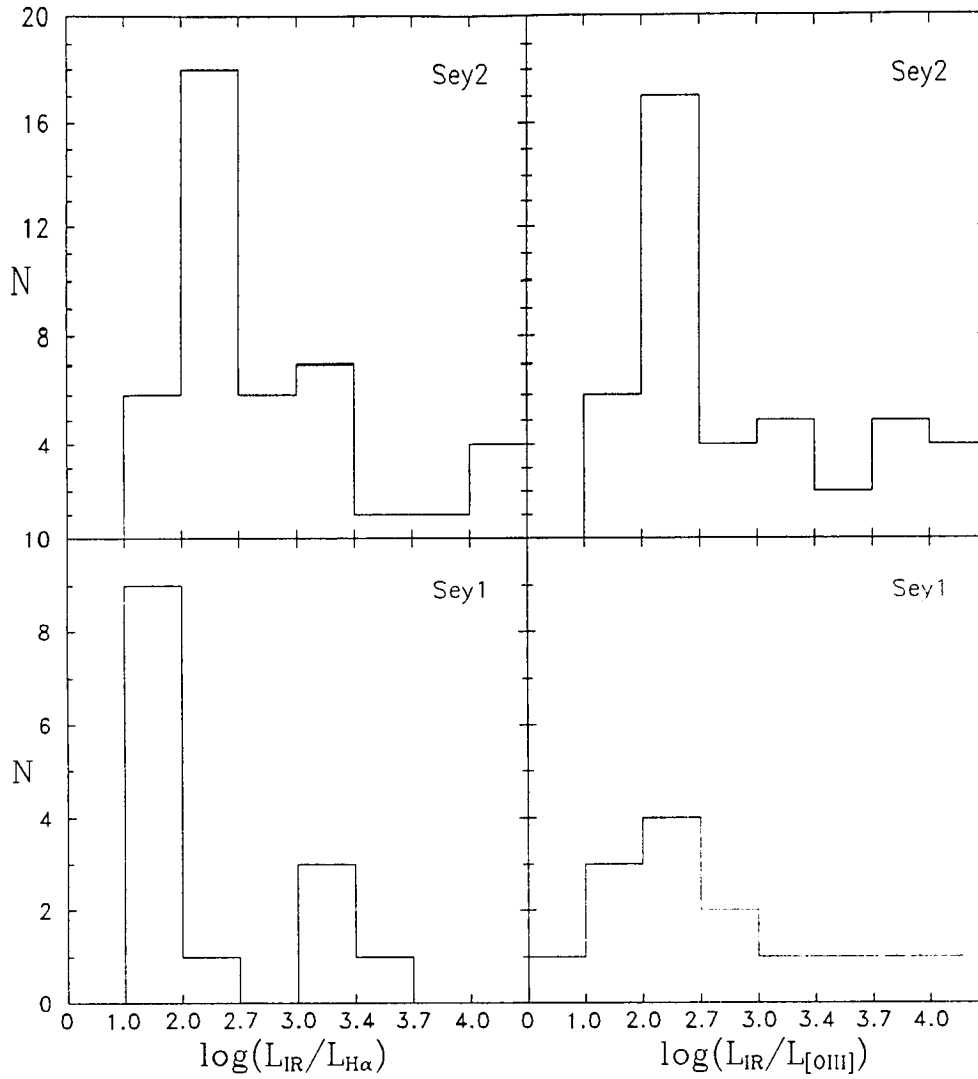


Figura IV.5: Histogramas do número de galáxias com uma dada razão $L_{IR}/L_{H\alpha}$ (à esquerda) e $L_{IR}/L_{[OIII]}$ (à direita).

pico máximo entre $100 \leq L_{IR}/L_{H\alpha} \leq 500$, e ainda têm evidência de um pico menor para $L_{IR}/L_{H\alpha} \geq 10000$.

Os histogramas podem ser interpretados da seguinte forma: podemos imaginar uma

galáxia que tenha em seu núcleo, uma fonte ionizante central emitindo um contínuo de fótons no UV/óptico; esta fonte central está envolta por uma região de gás muito denso e quente (densidade de elétrons $N_e > 10^9 \text{ cm}^{-3}$, e temperatura eletrônica $T_e > 10^4 \text{ K}$) com dimensão típica $r \leq 1 \text{ pc}$, na qual são emitidas as linhas largas, principalmente linhas de Balmer do H β ; esta região das linhas largas (**BLR**) pode estar, por sua vez, envolta por uma distribuição esférica de poeira com baixa profundidade óptica τ_{UV} (ou em forma de um disco ou toro, com $\tau_{UV} \gg 1$, cujo plano forma um determinado ângulo com relação à nossa linha de visada); mais distante do núcleo, $r \sim 1 - 10^3 \text{ pc}$, está a região das linhas estreitas (**NLR**) contendo gás e poeira misturados. Na situação mais geral, a fonte ionizante central emite fótons isotropicamente, e estes fótons vão, inicialmente, ionizar o gás nas nuvens da **BLR**, chegando depois à poeira. No caso da distribuição esférica com baixo τ_{UV} , a poeira absorve uma fração do fluxo incidente de fótons $\propto (1 - e^{-\tau_{UV}})$ (ou $\propto \frac{\Omega}{4\pi}$ para um disco ou toro) que são re-emitidos no infra-vermelho e escapam da galáxia; para um disco ou toro com $\tau_{UV} \gg 1$, os fótons emitidos dentro do ângulo sólido Ω subtendido pela poeira são totalmente absorvidos e re-emitidos no infra-vermelho. Com τ_{UV} baixo (ou alternativamente, $\frac{\Omega}{4\pi} \ll 1$), muitos fótons vão chegar à **NLR** e ionizar o gás que aí se encontra. Assim, a presença de um pico bem definido entre $10 \leq L_{IR}/L_{H\alpha} \leq 100$ nas Seyfert 1 indica que τ_{UV} (ou $\frac{\Omega}{4\pi}$) tem um intervalo típico de valores para estes objetos, pois desta forma, da equação A.11 temos que $L_{IR}/L_{UV} \approx cte$, e quanto maior for o fluxo de fótons UV da fonte central, maior vai ser a luminosidade de H α , $L_{H\alpha} \propto L_{UV}$, e assim, $L_{IR}/L_{H\alpha} \approx cte$.

Este histograma parece favorecer a idéia de uma distribuição de poeira com geometria especial (tipo disco ou toro), pois nesse caso, como a orientação espacial da distribuição de poeira é aleatória, é muito mais provável que encontremos objetos com a **BLR** parcialmente desobstruída. Desta forma, como para estes casos $\frac{\Omega}{4\pi}$ é semelhante, é natural que apareça um pico na distribuição de $L_{IR}/L_{H\alpha}$. O outro pico, entre $1000 \leq L_{IR}/L_{H\alpha} \leq 2500$ pode ser devido aos objetos que tenham parte de sua **BLR** obstruída pela poeira. Esta poderia ser a situação encontrada nas Seyfert intermediárias tipo 1.5–1.9, nas quais são observadas

evidências de componentes largas apenas em $H\alpha$.

Agora, para a mesma situação descrita acima, apenas mudando a condição de que no caso da distribuição esférica τ_{UV} é maior (ou, no caso do disco ou toro, que sua orientação espacial seja aproximadamente paralela à nossa linha de visada, de tal forma que a poeira bloqueie a visão do núcleo e da **BLR**), os fótons das linhas largas produzidas na **BLR** e emitidos em nossa direção, serão quase que totalmente absorvidos pela poeira e transformados em fótons infra-vermelhos, escapando da galáxia. Desta forma, apenas as linhas estreitas vão ser observadas, o que produz uma deficiência de fótons de linhas ópticas em relação à situação anterior, pois os fótons ópticos das linhas largas terão se transformados em infra-vermelhos. Este efeito produz um realçamento da luminosidade no infra-vermelho em detrimento das linhas ópticas.

Esta situação parece se aplicar às Seyfert 2, para as quais não são observadas componentes largas em linhas de Balmer do HI. O pico da distribuição de $L_{IR}/L_{H\alpha}$ se localiza entre 100 e 500 (intervalo mais alto que o correspondente ao pico das Seyfert 1), mas existe também um desvio para valores maiores de $L_{IR}/L_{H\alpha}$, o que é um indício de profundidades ópticas maiores (ou então que o disco ou toro obscurecem mais completamente o núcleo e a **BLR**), situações nas quais os fótons das linhas da **BLR** estariam sendo mais eficientemente absorvidos.

As linhas do [OIII] são emitidas, em grande parte, fora da **BLR**¹. Assim, quanto mais eficiente for a poeira em bloquear a **BLR**, absorver fótons UV da fonte central e re-emití-los no infra-vermelho, menos fótons vão sobrar para ionizar o gás fora da **BLR** e produzir as linhas estreitas do [OIII] e de $H\alpha$. Desta forma, quando τ_{UV} for grande, ou o disco ou toro encobrem mais eficientemente o núcleo e a **BLR**, é natural esperar-se que a distribuição

¹No entanto, modelos de fotoionização produzidos por Kwan e Krolik (1979, 1981) indicam que existe formação de [OIII] em nuvens de gás com alta densidade eletrônica, próximas à **BLR**. Componentes largas em [OIII] $_{\lambda 5007}$ são também observadas em algumas Seyferts tipo 1: na Seyfert 1 NGC7469, Bonatto e Pastoriza (1990) encontraram uma componente larga em [OIII] $_{\lambda 5007}$ com *FWHM* aproximadamente igual ao medido na componente intermediária de $H\alpha$, sendo que esta componente larga contribui com $\approx 40\%$ ao fluxo total de [OIII] $_{\lambda 5007}$.

de $L_{\text{IR}}/L_{H\alpha}$ seja muito semelhante à de $L_{\text{IR}}/L_{[\text{OIII}]}$. E isto é observado nas Seyfert 2, pois ambas as distribuições têm um pico entre 100 e 500, e apresentam desvios para valores maiores.

Já para as Seyfert 1, como a **BLR** está desobstruída (em grande parte), vai haver a contribuição da componente larga do $[\text{OIII}]$ (para os objetos que produzem esta componente), o que explica a distribuição aproximadamente uniforme entre $1 \leq L_{\text{IR}}/L_{[\text{OIII}]} \leq 1000$.

Do que foi discutido acima, pode-se dizer que as Seyfert 2 seriam iguais às Seyfert 1, mas com o núcleo Seyfert e a **BLR** ‘escondidas’. Antonucci (1984) e Antonucci e Miller (1985) mostraram que as regiões nucleares da rádio-galáxia de linhas largas 3C234 e da Seyfert tipo 2 NGC1068 estão, provavelmente, obscurecidas por um disco óptica e geometricamente espesso. NGC1068 apresenta linhas de emissão largas em luz polarizada, e apareceria como uma Seyfert tipo 1 quando vista de direções não obstruídas. Além disto, Krolik e Begelman (1986) postularam a presença de um vento em NGC1068 devido ao aquecimento de nuvens moleculares pelo contínuo nuclear, implicando numa extensa região de poeira quente.

No caso de um núcleo Seyfert e de uma **BLR** estarem ‘escondidas’ por um toro de acreção espesso, campos de radiação bi-cônicos poderiam ser produzidos pela colimação produzida pelas paredes do toro. Este tipo de estrutura cônica foi observada em NGC1365 e NGC7582 através de imagens feitas com filtros de banda estreita da linha $[\text{OIII}]_{\lambda 5007}$ em emissão pura, *i.e.*, após a subtração do contínuo adjacente (Storchi-Bergmann e Bonatto, 1991). Nas duas galáxias foi encontrado que $L_{\text{IR}}/L_H \approx 10$, onde L_H é a luminosidade do contínuo UV/óptico (observado), obtida integrando-se uma lei-de-potência $F_\nu \propto \nu^{-1.5}$ entre $0.01-1\mu\text{m}$. Este resultado mostra que parte da radiação que aquece a poeira não está sendo observada. Além disso, Véron *et al.* (1980) encontraram evidências de uma componente larga em $H\alpha$ em NGC1365, que poderia indicar a presença do núcleo Seyfert ‘escondido’. Mais exemplos deste tipo de situação podem ser encontrados em Wilson, Ward e Hanniff (1988).

Para as situações descritas acima, podemos esperar que, quanto maior a luminosidade da fonte central, maior deve ser a luminosidade devida à poeira e também as luminosidades

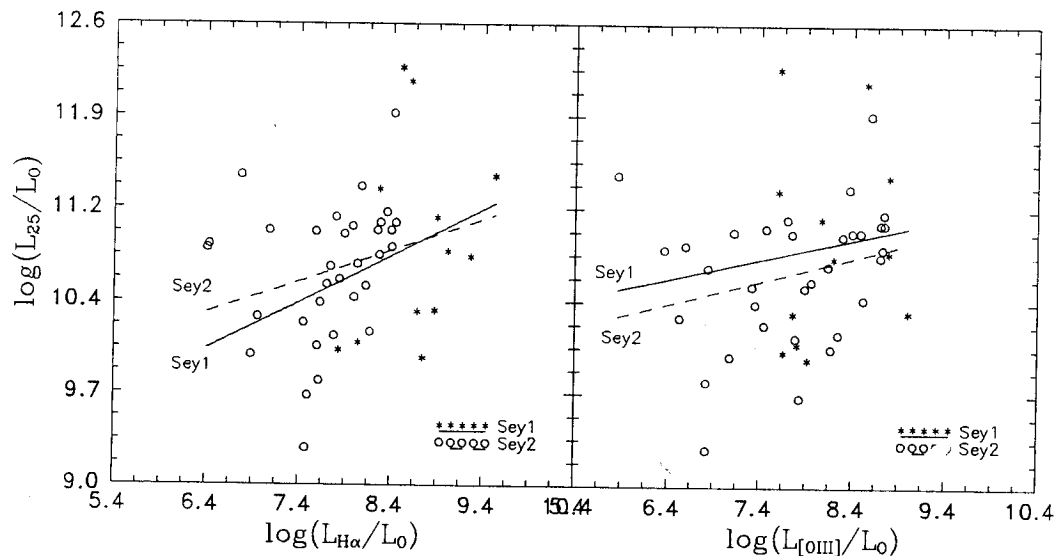


Figura IV.6: L_{25} vs. $L_{[OIII]}$ (à esquerda) e vs. $L_{H\alpha}$ (à direita).

das linhas no óptico. Para investigar este item, usamos a luminosidade em $25\mu\text{m}$, L_{25} , pois esta banda reflete diretamente os efeitos da poeira quente ². Na Figura IV.6 estão plotados os pontos correspondentes à L_{25} vs. $L_{[OIII]}$ (à esquerda) e vs. $L_{H\alpha}$ (à direita): um asterisco para as Seyfert tipo 1 e um círculo para as tipo 2. Sobre os pontos foi feito um ajuste linear, o qual está plotado como uma linha cheia (Seyfert 1) e tracejada (Seyfert 2).

Apesar de haver um considerável espalhamento dos pontos, pode-se dizer que para todas as curvas há uma correlação positiva entre L_{25} e $L_{[OIII]}$ e $L_{H\alpha}$. Embora não estejam mostradas aqui, as correlações positivas são também encontradas para a luminosidade em

²A luminosidade em $12\mu\text{m}$ não foi usada porque para grande parte dos objetos apenas temos o limite superior de detecção nesta banda.

12, 60, e $100\mu\text{m}$.

Capítulo V

CONCLUSÃO

No Capítulo I deste trabalho, foi apresentado um modelo para a emissão de grãos de poeira. Índices de cor dos espectros produzidos pelo modelo foram calculados, e diagramas cor-cor foram construídos. Os efeitos da inclusão de uma lei-de-potência da fonte central estendendo-se até o infra-vermelho também foram considerados.

As amostras de galáxias que foram usadas neste trabalho foram apresentadas no Capítulo II, no qual também foram apresentadas a redução dos dados e a obtenção de fluxos absolutos e luminosidades de linhas de emissão; e no Capítulo III as galáxias foram classificadas conforme seu principal mecanismo de excitação, tiveram a contribuição de sua população estelar subtraída, e a luminosidade no infra-vermelho longínquo (L_{IR}) foi calculada.

No Capítulo IV, analisamos inicialmente, a contribuição da emissão do disco das galáxias e seu efeito sobre os índices de cor observados. Mostramos que para uma contribuição da componente 'disco' de $\approx 1\%$ (ao fluxo em $12\mu\text{m}$) em relação á componente 'Seyfert', este efeito não é muito significativo. Depois, construindo histogramas para o número de galáxias com determinada L_{IR} , encontramos que ambas as distribuições são muito semelhantes, não ocorrendo desvios para maior ou menor L_{IR} em cada grupo, e ajustando-se uma gaussiana a cada uma das distribuições, encontramos que a luminosidade correspondente ao centróide da Gaussiana é a mesma: $\log\left(\frac{L_{\text{IR}}}{L_{\odot}}\right) = 10.36$; a única diferença é que a distribuição das Seyfert tipo 2 é cerca de 8% mais larga que a das Seyfert 1.

Usando o índice de cor $\alpha(100,60)$ como base, as galáxias foram separadas em diver-

dos grupos que formam uma seqüência de L_{IR} crescente. Construindo espectros médios no infra-vermelho de cada grupo, encontramos que nas Seyfert 2, emissão de poeira com temperaturas mais baixas deve contribuir bem mais ao grupo $G1$ do que nas Seyfert 1, pois sua razão S_{100}/S_{60} é mais pronunciada. De $G1$ para $G7$ a contribuição de grãos mais frios diminui, e domina a componente mais quente, o que explica a seqüência observada de $\langle L_{\text{IR}} \rangle$ crescente.

Plotando os grupos de Seyfert nos diagramas cor-cor, e superpondo modelos de grãos, encontramos que modelos com $r_2/r_1 = 10^4$ e diferentes contribuições de leis-de-potência com $\alpha = -2.5$ a -1.0 , conseguem reproduzir razoavelmente bem os índices observados. Mostramos também que os grupos que se encontram à esquerda da curva da lei-de-potência pura necessitam um parâmetro $\beta > 1.0$, ou seja, que a distribuição de poeira seja muito concentrada perto de r_1 ; já os grupos mais próximos da curva de um corpo-negro, necessitam de $\beta \leq 0.2$, significando distribuições com densidades mais uniformes e estendidas.

Examinamos também o comportamento da luminosidade no infra-vermelho em relação à luminosidade de linhas no óptico. Vimos que as Seyfert tipo 1 apresentam um pico em sua distribuição para $10 \leq L_{\text{IR}}/L_{H\alpha} \leq 100$, e outro de menor intensidade para $1000 \leq L_{\text{IR}}/L_{H\alpha} \leq 2500$; enquanto que as Seyfert tipo 2 apresentam uma distribuição com um bom número de galáxias com $10 \leq L_{\text{IR}}/L_{H\alpha} \leq 2500$, com um pico máximo entre $100 \leq L_{\text{IR}}/L_{H\alpha} \leq 500$, e ainda têm evidência de um pico menor para $L_{\text{IR}}/L_{H\alpha} \geq 10000$. Estes resultados foram interpretados através de um modelo no qual uma galáxia que tem em seu núcleo, uma fonte ionizante central emitindo um contínuo de fótons no UV/óptico; esta fonte central está envolta por uma região de gás muito denso e quente, a **BLR**. Por fora da **BLR** a poeira se distribui de alguma forma, e absorve fótons emitidos pela fonte central e pela **BLR**. Variando as condições sobre a profundidade óptica da poeira e/ou sobre sua distribuição espacial, conseguimos explicar os histogramas apresentados pelas Seyfert tipo 1 e 2. Os resultados parecem favorecer a idéia de uma distribuição de poeira com geometria especial tipo disco ou toro. Com os resultados apresentados no Capítulo IV, pode-se dizer que as Seyfert 2 seriam iguais às Seyfert 1, mas com o núcleo Seyfert e a **BLR** ‘escondidas’.

Detalhes particulares a cada galáxia, como a massa da poeira responsável pela emissão no infra-vermelho, a razão r_2/r_1 , o parâmetro β , ou a fração da luminosidade UV total que é absorvida e re-emitida no infra-vermelho, dependem fundamentalmente de se ter o contínuo no Ultra-Violeta e em torno de 1–10 μ m bem observados. Com isto, usando as equações mostradas no Capítulo I e no Apêndice B (e usando o programa **DUST**), todos os parâmetros acima podem ser calculados.

Esperamos que com o passar do tempo, mais galáxias próximas a nós (e não apenas os Quasares), venham a ter essas regiões devidamente observadas, o que permitiria uma análise mais detalhada dos mecanismos de emissão e da geometria da distribuição de poeira em cada objeto.

Apêndice A

PROPRIEDADES ANALÍTICAS DO MODELO DE EMISSÃO

Neste apêndice vamos estudar algumas propriedades analíticas dos modelos de emissão da poeira. Obteremos o comportamento assintótico de L_ν^D e dos índices de cor para uma temperatura de evaporação muito alta, e obteremos uma expressão para a luminosidade total devida à poeira, somando a contribuição de L_ν^D em cada frequência.

A.1 Comportamento Assintótico de L_ν^D e dos Índices de Cor Com a Temperatura

A expressão para a luminosidade espectral (por unidade de frequência) da poeira, em termos de ν e da temperatura é dada por:

$$L_\nu^D = \kappa \nu^{\gamma+3} \int_{r_1}^{r_2} \frac{\eta(r)}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} r^2 dr \quad (\text{erg s}^{-1} \text{ Hz}^{-1}), \quad (\text{A.1})$$

onde κ engloba todas as outras constantes independentes de ν e de T . A expressão para o perfil radial da temperatura é:

$$T(r) = T_{ev} \left(\frac{r}{r_1} \right)^{-2/\gamma+4} e^{-\frac{\tau_{UV}(r)}{\gamma+4}}. \quad (\text{A.2})$$

Ao tomarmos o limite

$$T_{ev} \rightarrow \infty,$$

podemos fazer a seguinte aproximação :

$$e^{\frac{h\nu}{kT}} \approx 1 + \frac{h\nu}{kT}.$$

Assim,

$$\begin{aligned}
 L_\nu^D &= \kappa \nu^{\gamma+3} \int_{r_1}^{r_2} \frac{\eta(r)}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} r^2 dr \\
 &\approx \kappa \nu^{\gamma+3} \int_{r_1}^{r_2} \eta(r) \frac{kT}{h\nu} r^2 dr \\
 &= \kappa \frac{K}{h} \nu^{\gamma+2} \int_{r_1}^{r_2} \eta(r) T(r) r^2 dr \\
 &\propto \nu^{\gamma+2}.
 \end{aligned} \tag{A.3}$$

Portanto, a curva da luminosidade da emissão do pó (νL_ν^D), para uma temperatura de evaporação muito alta, varia com $\nu^{\gamma+3}$.

Assim, o índice de cor, para 2 bandas quaisquer, fica dado por:

$$\begin{aligned}
 -\alpha(\lambda_2, \lambda_1) &= \frac{\log(L_{\nu_2}^D/L_{\nu_1}^D)}{\log(\lambda_2/\lambda_1)} \\
 &= \frac{\log(\nu_2/\nu_1)^{\gamma+2}}{\log(\lambda_2/\lambda_1)} \\
 &= -(\gamma + 2).
 \end{aligned} \tag{A.4}$$

Ou seja:

$$\alpha(\lambda_2, \lambda_1) = \gamma + 2.$$

Portanto, o índice de cor, para uma temperatura de evaporação muito alta, e para 2 bandas quaisquer, é o mesmo, independente de λ ou T_{ev} , e é igual a $\gamma + 2$.

A.2 Comportamento dos Índices de Cor Para $\beta \gg 1$

Embora os modelos utilizados se restrinjam apenas a $0 \leq \beta \leq 1$, vale a pena apresentarmos cálculo do comportamento dos índices de cor para $\beta \gg 1$ (já que o ponto correspondente a $\lim_{\beta \rightarrow \infty} \alpha(\lambda_2, \lambda_1)$ está presente em diversos gráficos apresentados neste trabalho).

Partindo-se da equação I.18, e omitindo-se das constantes que ali aparecem, pode-se escrever a seguinte expressão para a luminosidade espectral:

$$L_\nu \propto \nu^{\gamma+3} \int_{r_1}^{r_2} \left(\frac{r}{r_1}\right)^{-\beta} \frac{r^2}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} dr, \tag{A.5}$$

onde $T=T(r)=T_{ev} \left(\frac{r}{r_1}\right)^{-2/\gamma+4} e^{-\frac{\tau_{UV}(r)}{\gamma+4}}$,

e $\tau_{UV}(r)=\tau_2 \frac{\left(\frac{r}{r_1}\right)^{1-\beta} - 1}{\left(\frac{r_2}{r_1}\right)^{1-\beta} - 1}$, para $\beta \neq 1$.

Fazemos a seguinte mudança de variáveis:

$$x = \left(\frac{r}{r_1}\right)^{-\beta},$$

de forma que

$$\frac{dr}{r_1} = -\frac{1}{\beta} x^{-1-\frac{1}{\beta}} dx.$$

Assim, podemos expressar $\tau_{UV}(r)$ em função de x e tomarmos o limite para $\beta \gg 1$:

$$\begin{aligned} \tau_{UV}(x) &= \tau_2 \frac{x^{1-\frac{1}{\beta}} - 1}{x_2^{1-\beta} - 1} \\ &\stackrel{\beta \gg 1}{\approx} \tau_2 \frac{x - 1}{x_2^{1-\beta} - 1} \end{aligned} \tag{A.6}$$

$$\approx \tau_2(1 - x), \tag{A.7}$$

onde definimos $x_2 = \left(\frac{r_2}{r_1}\right)$, e T fica da seguinte forma:

$$T(x) = T_{ev} x^{\frac{2}{\beta(\gamma+4)}} e^{-\tau_2 \left(\frac{1-x}{\gamma+4}\right)}.$$

Assim, definindo $\omega = \frac{h\nu}{kT}$, a equação A.5 fica:

$$\begin{aligned} L_\nu &\propto \nu^{\gamma+3} \int_1 \left(\frac{r_2}{r_1}\right)^{-\beta} \frac{x^{-3/\beta}}{e^{\omega x^{-\frac{2}{\beta(\gamma+4)}}} e^{\tau_2 \left(\frac{1-x}{\gamma+4}\right)} - 1} dx \\ &\stackrel{\beta \gg 1}{\approx} \nu^{\gamma+3} \int_0^1 \frac{1}{e^{\omega e} \tau_2 \left(\frac{1-x}{\gamma+4}\right)} - 1} dx. \end{aligned} \tag{A.8}$$

Esta última integral pode ser facilmente calculada numericamente para qualquer T_{ev} e, desta forma, podemos obter os valores assintóticos dos índices de cor. Na Tabela A.2 abaixo apresentamos estes valores para algumas temperaturas de evaporação .

	$T_{ev}(K)$				
	350	500	800	1000	1500
$\alpha(25,12)$	1.91	2.50	2.96	3.11	3.28
$\alpha(60,25)$	2.94	3.16	3.34	3.39	3.46
$\alpha(100,60)$	3.30	3.40	3.48	3.50	3.54

Tabela A.1: Índices de cor calculados para várias temperaturas de evaporação correspondentes a modelos com $\beta \gg 1$.

A.3 Energia Total Emitida Pelos Grãos

Somando-se a contribuição de L_ν^D em cada intervalo de frequência, podemos calcular a energia total (L_T) que, absorvida pela poeira, é re-emitada no infra-vermelho.

$$\begin{aligned} L_T &= \int_0^\infty L_\nu^D d\nu \\ &= \Omega(4\pi a^2)(\pi q_{IR}) \left(\frac{2h}{c^2}\right) \int_{r_1}^{r_2} r^2 \eta(r) dr \int_0^\infty \frac{\nu^{\gamma+3}}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} d\nu. \end{aligned} \quad (A.9)$$

Mas,

$$\int_0^\infty \frac{\nu^{\gamma+3}}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1} d\nu = \zeta(\gamma + 4)\Gamma(\gamma + 4) \left(\frac{kT}{h}\right)^{\gamma+4}.$$

Com a relação obtida na equação A.2, podemos escrever:

$$\left[\frac{kT(r)}{h}\right]^{\gamma+4} = \left(\frac{kT_{ev}}{h}\right)^{\gamma+4} \left(\frac{r}{r_1}\right)^{-2} e^{-\tau_{UV}(r)}$$

Assim, L_T fica:

$$L_T = \Omega(4\pi a^2)(\pi q_{IR}) \left(\frac{2h}{c^2}\right) \zeta(\gamma + 4)\Gamma(\gamma + 4) \left(\frac{kT_{ev}}{h}\right)^{\gamma+4} r_1^2 \int_{r_1}^{r_2} \eta(r) e^{-\tau_{UV}(r)} dr.$$

Observando-se a seguinte relação :

$$x = e^{-\tau_{UV}(r)} \Rightarrow dx = -e^{-\tau_{UV}(r)} \frac{d}{dr} [\tau_{UV}(r)] dr = -\pi a^2 \eta(r) e^{-\tau_{UV}(r)} dr.$$

Assim:

$$\begin{aligned} \pi a^2 \int_{r_1}^{r_2} \eta(r) e^{-\tau_{UV}(r)} dr &= - \int_{r_1}^{r_2} \frac{d}{dr} (e^{-\tau_{UV}(r)}) dr \\ &= 1 - e^{-\tau_2}. \end{aligned} \quad (\text{A.10})$$

Finalmente, notando-se que calculando a equação I.10 para $r=r_1$ podemos obter a seguinte relação :

$$\frac{L_{UV}}{4\pi r_1^2} = 8\pi q_{IR} \left(\frac{h}{c^2} \right) \zeta(\gamma + 4) \Gamma(\gamma + 4) \left(\frac{kT_{ev}}{h} \right)^{\gamma+4},$$

temos:

$$\frac{L_T}{L_{UV}} = \left(\frac{\Omega}{4\pi} \right) (1 - e^{-\tau_2}). \quad (\text{A.11})$$

No caso de estarmos considerando uma distribuição dos grãos suave, não esférica, e opticamente espessa no óptico/UV apenas em determinadas direções (mas não ao longo de nossa linha de visada), a radiação UV do núcleo, emitida dentro do ângulo sólido definido pela distribuição dos grãos é completamente absorvida e re-emitida no infra-vermelho. Neste caso, $\tau_2 \rightarrow \infty$, e

$$\frac{L_T}{L_{UV}} = \left(\frac{\Omega}{4\pi} \right).$$

Mas, como mostrado em Barvainis (1987), há pouca diferença se considerarmos que a poeira se distribui com simetria esférica, mas com uma profundidade óptica efetiva baixa (ou fator de cobertura baixo). Neste caso $\Omega = 4\pi$, e a fração da energia UV absorvida e re-emitida no infra-vermelho pelo pó é dada por:

$$\frac{L_T}{L_{UV}} = 1 - e^{-\tau_{ef}},$$

onde τ_{ef} é a profundidade óptica efetiva ao longo de nossa linha de visada.

A.4 Massa Total da Distribuição de Poeira

Para calcularmos a massa total dos grãos que estão contribuindo para a emissão no infra-vermelho, basta calcularmos o número de grãos entre r_1 e r_2 e multiplicarmos este número pela massa de 1 grão.

Sendo ρ_g a densidade de massa (g cm^{-3}) de um grão, e a seu raio, a massa desse grão é simplesmente:

$$m_g = \rho_g \frac{4}{3} \pi a^3.$$

O número total de grãos entre r_1 e r_2 pode ser calculado, usando para isso uma geometria esférica, da seguinte forma:

$$\begin{aligned} N_D &= 4\pi \int_{r_1}^{r_2} \eta(r) r^2 dr \\ &= 4\pi \eta_1 r_1^3 \int_1^{r_2/r_1} x^{2-\beta} dx \\ &= 4\pi \eta_1 r_1^3 \begin{cases} \frac{\left(\frac{r_2}{r_1}\right)^{3-\beta} - 1}{3-\beta}, & \beta \neq 3, \\ \ln\left(\frac{r_2}{r_1}\right), & \beta = 3. \end{cases} \end{aligned} \quad (\text{A.12})$$

Assim, a massa total dos grãos é:

$$M_D = \rho_g \left(\frac{4}{3} \pi a^3\right) 4\pi \eta_1 r_1^3 \begin{cases} \frac{\left(\frac{r_2}{r_1}\right)^{3-\beta} - 1}{3-\beta}, & \beta \neq 3, \\ \ln\left(\frac{r_2}{r_1}\right), & \beta = 3. \end{cases} \quad (\text{A.13})$$

Podemos especializar a equação acima para grãos de grafite, para os quais $a = 0.05 \mu\text{m}$ e $\rho_g = 2.26 \text{ g cm}^{-3}$, e usando r_1 em parsecs, η_1 em unidades de $1 \times 10^{-9} \text{ cm}^{-3}$, e chamando de F_{r_2/r_1} o fator dependente de β na equação acima. Assim:

$$M_D \approx 0.21 \eta_1 r_1^3 F_{r_2/r_1} M_\odot.$$

Apêndice B

LISTAGEM DO PROGRAMA DUST

Todas as equações do modelo de emissão de poeira foram incorporadas em um programa de computador chamado **DUST**. Este programa pode variar parâmetros como L_{UV} , β , e r_2/r_1 , por exemplo, para fazer o ajuste de um contínuo de uma galáxia real. Ou então, pode-se entrar com parâmetros quaisquer para calcular os índices de cor correspondentes.

Apêndice C

ARTIGOS PUBLICADOS QUE FORAM CITADOS AO LONGO DA TESE

Durante o tempo em que trabalhei no meu doutoramento, tive a oportunidade de participar de vários trabalhos com colegas pesquisadores do Departamento de Astronomia do IF-UFRGS, e com pesquisadores de outros países. Estes trabalhos foram publicados em revistas de circulação internacional.

O assunto de alguns destes artigos se refere ao tema de minha tese de doutoramento, ou então algumas galáxias usadas na tese foram estudadas e analisadas anteriormente nestes trabalhos.

Desta forma, penso que é válido e interessante construir um apêndice com estes artigos.

REFERÊNCIAS

Antonucci, R.R.J. 1984, *ApJ*, **278**, 499

Antonucci, R.R.J., e Miller, J.S. 1985, *ApJ*, **297**, 621

Baldwin, J.A., Phillips, M.M, e Terlevich, R. 1981, *PASP*, **93**, 5

Barvainis, R. 1987, *ApJ*, **320**, 537

Bica, E. 1988, *A&A*, **195**, 76

Bollea, D., e Cavaliere, A. 1976, *A&A*, **49**, 313

Bonatto, C.J., Bica, E., e Alloin, D. 1989, *A&A*, **226**, 23

Bonatto, C.J., e Pastoriza, M.G. 1990, *ApJ*, **353**, 445

da Costa, L.N., Pellegrini, P.S., Nunes, M.A., Willmer, C., e Latham, D.W. 1984, *AJ*, **89**, 1310

Dahari, O., e De Robertis, M.M. 1988, *ApJSS*, **67**, 249

Draine, B.T., Lee, H.M. 1984, *ApJ*, **285**, 89

Edelson, R.A., e Malkan, M.A. 1986, *ApJ*, **308**, 59

de Grijp, M.H.K., Miley, G.K., e Lub, J. 1987, *A&ASSS*, **70**, 95

IRAS Point Source Catalogue, 1985, *Joint IRAS Science Working Group*, Washington, DC: US Government Printing Office

- Jones, B., Worrall, D.M., Rodriguez-Espinosa, J.M., Stein, W.A., e Gillet, F.C. 1984, *PASP*, **96**, 692
- Koski, A.T. 1978, *ApJ*, **223**, 56
- Krolik, J.H., e Begelman, M.C. 1986, *ApJL*, **308**, L55
- Kruszewski, A. 1968, *AJ*, **73**, 852
- Kwan, J., Krolik, J.H. 1979, *ApJL*, **233**, L91
- Kwan, J., Krolik, J.H. 1981, *ApJ*, **250**, 478
- Lacy, J.H., Soifer, B.T., Neugebauer, G., Matthews, K., Malkan, M., Becklin, E.E., Wu, C.-C., Boggess, A., e Gull, T.R. 1982, *ApJ*, **256**, 75
- Latham, D.W., 1982, in *Instrumentation For Astronomy With Very Large Optical Telescopes*, eds. IAU Colloquium, N^o 67, p. 259
- Lebofsky, M.J., e Rieke, G.H. 1980, *Nature*, **284**, 410
- Lipari, S., Bonatto, C., e Pastoriza, M.G. 1991, *MNRAS*, **253**, 19
- MacAlpine, G.M., 1985, in *Astrophysics of Active Galaxies and Quasi Stellar Objects*, eds. Joseph S. Miller, University Science Books, p. 259
- Mathis, J.S., Rumpl, W., e Nordsiek, K.H. 1977, *ApJ*, **217**, 425
- Malkan, M.A. 1983, *ApJ*, **268**, 582
- Malkan, M.A., e Sargent, W.L.W. 1982, *ApJ*, **254**, 22
- Morris, S.L., e Ward, M.J. 1988, *MNRAS*, **230**, 639
- Nandy, K., Thompson, G.I., Jamar, C., Monfils, A., e Wilson, R. 1975, *A&A*, **44**, 195
- Neugebauer, G., Becklin, E.E., Oke, J.B., e Searle, L. 1976, *ApJ*, **205**, 29

- Neugebauer, G., Oke, J.B., Becklin, E.E., Mathews, K. 1979, *ApJ*, **230**, 79
- Osterbrock, D.E., e de Robertis, M.M. 1985, *PASP*, **97**, 1129
- Pacholczyck, A.G., e Wisniewski, W.Z. 1967, *ApJ*, **147**, 394
- Panagia, N. 1975, *A&A*, **42**, 139
- Puetter, R.C., e Hubbard, E.N. 1985, *ApJ*, **295**, 394
- Rees, M.J., Silk, J.I., Werner, M.W., Wickramasinghe, N.C. 1969, *Nature*, **223**, 788
- Rieke, G.H. 1978, *ApJ*, **226**, 550
- Robson, E.I., Gear, W.K., Brown, L.M.J., Courvoisier, T.J.L., Smith, M.G., Griffin, M.J.,
Blecha, A. 1986, *Nature*, **323**, 134
- Roche, P.F., Aitken, D.K., Phillips, M.M., e Whitmore, B. 1984, *MNRAS*, **207**, 35
- Rowan-Robinson, M., e Crawford, J. 1989, *MNRAS*, **238**, 523
- Rudy, R.J. 1984, *ApJ*, **284**, 33
- Rudy, R.J., e Puetter, R.C. 1982, *ApJ*, **263**, 43
- Sandage, A., e Tammann, G.A., 1981, *A Revised Shapley-Ames Catalogue of Bright Galaxies*, Washington, DC: Carnegie Institution
- Seaton, M.J. 1979, *MNRAS*, **187**, 73p
- Sekiguchi, K. 1987, *ApJ*, **316**, 145
- Stone, R.P.S., e Baldwin, J.A. 1983, *MNRAS*, **204**, 357
- Storchi-Bergmann, T., e Bonatto, C.J. 1991, *MNRAS*, **250**, 138
- Tonry, J. e Davis, M. 1979, *AJ*, **94**, 1511

- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., e Corwin, H.G., 1976, *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies*, University of Texas Press, Austin
- Véron, P., Lindblad, P.O., Zuiderwijk, E.J., Véron, M.P., e Adam, G. 1980, *A&A*, **87**, 245
- Veuilleux, S., e Osterbrock, D.E. 1987, *ApJSS*, **63**, 295
- Wampler, E.J. 1968, *ApJLetters*, **154**, L53
- Wampler, E.J. 1971, *ApJ*, **164**, 1
- Ward, M., Elvis, M., Fabbiano, G., Carleton, N.P., Willner, S.P., Lawrence, A., 1987, *ApJ*, **315**, 74
- Wilson, A.S., Ward, M.J., e Hannif, C.A. 1988, *ApJ*, **334**, 121

æ

DUST
Rel. 19/07/90

Author : Charles J. Bonatto

Departamento de Astronomia
IF-UFRGS
Cx. Postal 15051
Av. Bento Goncalves, 9500
Porto Alegre-RS
CEP 90500
BRASIL

Option Base 1

DefInt I,J,K,N

itr51\$=String\$(51,"*")
itr70\$=String\$(70,"*")

format1\$="-#.###^000"

Dim yFit(1000),xFit(1000),TempG(1000), EtaG(1000)
Dim xxFit(1000),yyFit(1000),FluxDens\$(1000), FluxDensEff\$(1000)
Dim xWork(1000), yWork(1000), FluxD#(1000)
Dim lambdaArq(1000), lambdaMod(1000), FluxArq(1000)
Dim IRAS(10), FluxBand\$(10)

mode\$="Cross"
naphPlot\$="vFv"
lotObsSpec\$="No"
lotPower\$="No"
lotEffacR\$="No"
nFile\$=""
ileType\$=""
oNorm\$=""
neModel\$="No"

RAS(1)=12 ' IRAS 12 μ m Band.
RAS(2)=25 ' IRAS 25 μ m Band.
RAS(3)=60 ' IRAS 60 μ m Band.
RAS(4)=100 ' IRAS 100 μ m Band.

i=3.14159265 ' π .
Light=3E18 ' A/s.
LightCm=3E10 ' cm/s.
Planck=6.625E-27 ' erg s.
k=4.8E-11 ' K/Hz.
pcCm=3.085E18 ' pc -> cm.
cmu=pcCm*10000 ' pc -> μ m.

```

Mo=1.989E33      ' Solar Mass in g.
LSun=3.9E33      ' Sun's Luminosity in erg/s
RhoDust=2.26     ' Grain Mass-Density in g cm-3.
mProton=1.67E-24 ' Proton Mass in g.
SigStefBoltz=5.67E-5 '  $\sigma$  in erg cm-2 s-1 K^-4.
Ho=50           ' Hubble Constant in Km/s/Mpc.

GasDustRatio=200 ' M(H)/M(dust), Galactic Gas-To-Dust Mass Ratio.

Luv46#=1        ' UV Luminosity in 10^46 erg/s.
Gamma=1.6       ' Qv = qIR * v^ $\tau$ .

Beta=1.0        ' n(X) = n1 X^- $\beta$ , Dust Number Density.

xSup=1000       ' xSup = rSup/rInf.

Tev=1500        ' Grain Evaporation T (K).
rGrainMu=0.05   ' Grain Radius in  $\mu$ m.
rGrain=rGrainMu/10000 ' " " in cm.
Tau2=3          ' Tau(rSup).

xMuIn=0.1       ' First point to calculate spectrum ( $\mu$ m).
xMuFi=110       ' Last " " " " " "
SpXMu=1.0       ' Spacing ( $\mu$ m).

alfaPL=-1       ' UV Power-Law  $\alpha$  - coefficient.
PropCoef#=0     ' UV Power-Law prop. coeff.

LumFactor#=1
fDM=1
fPL=0

GoSub CalcInit
GoTo Start1
,
,
-----
Start:
GoSub InputKey
,
-----
Start1:
Screen 0,0
Cls

Print Tab(10) Str51$
Print Tab(10)"***"
Print Tab(10)"***"
Print Tab(10)"***"
Print Tab(10)"***"
Print Tab(10) Str51$
Print

Print" (A) - Set model parameters"
Print" (B) - Calculate model spectrum"
Print" (C) - Plot model spectrum"
Print" (D) - Save spectrum"
Print" (E) - Read spectrum"

```

DUST EMISSION MODELS

***"
 ***"
 ***"
 ***"

(C) Charles Bonatto

```
Print" <F> - Plot observed spectrum"  
Print" <G> - Change Plot Units"  
Print" <H> - Return to DOS"  
,
```

```
-----  
Choose:
```

```
Do  
  GoSub InputKey  
  Choice%=CodeKey%-64  
Loop Until Choice%>=1 And Choice%<=8
```

```
Cls
```

```
Select Case Choice%
```

```
  Case 1  
    GoTo SetModPar
```

```
  Case 2  
    GoTo CalcModSpec
```

```
  Case 3  
    GoTo PlotModSpec
```

```
  Case 4  
    GoTo SaveSpec
```

```
  Case 5  
    GoTo ReadSpec
```

```
  Case 6  
    GoTo PlotObsSp
```

```
  Case 7  
    GoTo ChangeU
```

```
  Case 8  
    GoTo Fim
```

```
End Select  
,
```

```
-----  
Fim:  
  Stop  
,
```

```
----- Change Plot Units -----
```

```
ChangeU:  
  ChangeU$="Yes"  
  LineP%=1  
  GoSub ChangeUnit  
GoTo Start  
,
```

```
----- Save Model Spectrum To File -----
```

```
SaveSpec:  
  Cls  
  Input"File Name : ",OutFile$
```

```

Input#1,DeltaxArq

If xFirstArq > 800 Then
  xFirstArq=xFirstArq/10000
  DeltaxArq=DeltaxArq/10000
End If
End If

For I=1 To nPointArq
  If FileType$ = "Y" Then
    Input#1,FluxArq
    xArq=xFirstArq+(I-1)*DeltaxArq
  Else
    Input#1,xArq, FluxArq
    If xArq > 800 Then
      xArq=xArq/10000
    End If

    End If

    LambdaArq(I)=xArq
    FluxArq(I)=FluxArq
  Next

  Input#1,zRed

  zRed2=(1+zRed)^2
  Vr=3E5*(zRed2-1)/(zRed2+1)

  DistPc=(Vr/Ho)*1E6
  DistCm=DistPc*pcCm

  LumFactor#=4*Pi*(DistCm^2)

  For I=1 To nPointArq
    FluxArq(I)=FluxArq(I)*LumFactor#*Factor#
  Next

  Close#1
  GoTo Start1
,
/----- Calculate And Plot Model Spectrum -----
,
CalcModSpec:
  GoSub CalcEtaTg
  GoSub ModelSpc
  GoSub CalcModPar
  GoSub FindLumBump
,
PlotModSpec:
,
  If OneModel$="Yes" Then
    WriteMu$="Yes"
    GoSub PlotModel
    GoSub PrintModPar
    WriteMu$="No"

    If PlotObsSpec$="Yes" Then
      GoSub OverPlot
      GoSub PlotPoints1

```

```

End If

If PlotPower$="Yes" Then
  GoSub PlotPL
End If

If PlotEffecR$="Yes" Then
  GoSub CalcEffecR
End If
Else
  Print"***** No Model Calculated *****"
End If

GoTo Start
'----- Plot Observed Spectrum -----
PlotObsSp:
If InFile$ (> "") Then
  DeltaLef%=0
  DeltaRig%=0
  GoSub OverPlot

  GoSub PlotSpc

  If PlotPower$="Yes" Then
    GoSub PlotPL
  End If

Else
  Cls
  Print" ***** No Spectrum Read *****"
End If
GoTo Start
'----- Calculate Initial Parameters -----
CalcInit:
qIR=(2*Pi*rGrainMu*1E4/cLight)^Gamma

Gamma3=3+Gamma
Gamma4=4+Gamma

uGamma=0
For X=1E-10 To 100
  uGamma=uGamma+(X^Gamma3)/(Exp(X)-1)
Next

Exp1=10*(1.2-Gamma)
fGamma=(2.41*10^(Exp1)/uGamma/qIR/(2.08^Gamma))^(1/Gamma4)

rInf=Sqr(Luv46#)*((TeV/fGamma)^(-Gamma4/2))
rInfCm=rInf*pcCm

rSup=rInf*xSup
StepR=(rSup-rInf)/100

xRin=Log(1)
nPointRadial=50
SpXR=Log(xSup)/(nPointRadial-1)

sGrain=Pi*rGrain^2

```

```

nPointSpec=1+(xMuFi-xMuIn)/SpXMu

freqIn=Log10(cLight/(10000*xMuIn))
freqFi=Log10(cLight/(10000*xMuFi))
SpFreq=(freqFi-freqIn)/(nPointSpec-1)

FluxFactor#=SpXR*32*Pi*hPlanck*Pi*sGrain*qIR*(rInfCm^3)/(cLightCm^2)

Beta3=3-Beta
Beta1=1-Beta

If Beta<>1 Then
    Eta1=Beta1*Tau2/(sGrain*rInfCm*(-1+xSup^Beta1))
Else
    Eta1=Tau2/(sGrain*rInfCm*Log(xSup))
End If
Return
'
'----- Set Model Parameters -----
SetModPar:
    ChangeU$="No"

    LineP%=4

    Locate 2,20
    Print"(<<<< Model Parameters - <Cr> : No change >>>>)"

    LineP%=LineP%+2

    Locate LineP%,1
    Print"Luv ( 1E46 erg/s ) : ";Using"#.#^####";Luv46#;
    Print" -> ";

    Number#=Luv46#
    GoSub GetNumber
    Luv46#=Number#

    Locate LineP%,33
    Print Using"#.#^####";Luv46#

    Locate LineP%,47
    Print"Quv=q*v^tau, tau : ";Using"###.##";Gamma;
    Print" -> ";

    Number#=Gamma
    GoSub GetNumber
    Gamma=Number#

    Locate LineP%,72
    Print Using"-#.##";Gamma

    LineP%=LineP%+2

    Locate LineP%,1
    Print"n(r) alpha r^-beta, beta : ";Using"-#.##";Beta;
    Print" -> ";

    Number#=Beta

```

```

GoSub GetNumber
Beta=Number#

Locate LineP%,32
Print Using"###.##";Beta

Locate LineP%,47
Print"xSup          : ";Using"####";xSup;
Print"  -> ";

Number#=xSup
GoSub GetNumber
xSup=Number#

Locate LineP%,72
Print Using"####";xSup

LineP%=LineP%+2

Locate LineP%,1
Print"Evap. Temp. (in K) : ";Using"####";Tev;
Print"  -> ";

Number#=Tev
GoSub GetNumber
Tev=Number#

Locate LineP%,33
Print Using"####";Tev

Locate LineP%,47
Print"rGrain (µm) : ";Using"###.##";rGrainMu;
Print"  -> ";

Number#=rGrainMu
GoSub GetNumber
rGrainMu=Number#

Locate LineP%,72
Print Using"###.##";rGrainMu
rGrain=rGrainMu/10000

LineP%=LineP%+2

Locate LineP%,1
Print"xFirst (µm)          : ";Using"###.##";xMuIn;
Print"  -> ";

Number#=xMuIn
GoSub GetNumber
xMuIn=Number#

Locate LineP%,32
Print Using"###.##";xMuIn

Locate LineP%,47
Print"xLast (µm)          : ";Using"###.##";xMuFi;
Print"  -> ";

Number#=xMuFi

```

```

GoSub GetNumber
xMuFi=Number#

Locate LineP%,72
Print Using"###.##";xMuFi

LineP%=LineP%+2

Locate LineP%,1
Print"Spacing ( $\mu\text{m}$ )           : ";Using"###.##";SpxMu;
Print"  -> ";

Number#=SpxMu
GoSub GetNumber
SpxMu=Number#

Locate LineP%,32
Print Using"###.##";SpxMu
,
/----- Change Units -----
,
ChangeUnit:
LineP%=LineP%+2

Locate LineP%,1
Print"          Plot Units "
Print"  (A) - Flambda X lambda"
Print"  (B) -  $\nu\text{Fv}$  X  $\nu$ "

GoSub LocateG
GoSub InputKey

If InpKey$="A" Then
  GraphPlot$="Flambda"
ElseIf InpKey$="B" Then
  GraphPlot$=" $\nu\text{Fv}$ "
End If

GoSub LocateG

If ChangeU$="Yes" Then
  Return
End If
,
/-----
,
LineP%=LineP%+1

Locate LineP%,46
Print"Calculate Effective Radius ?";
Print" (<PlotEffecR$> ) "
GoSub InputKey

If InpKey$="Y" Then
  PlotEffecR$="Yes"
ElseIf InpKey$="N" Then
  PlotEffecR$="No"
End If

Locate LineP%,75

```



```

Print("<"PlotEffecR$") "

LineP%=LineP%+1

If InFile$("<")="" Then
  Locate LineP%,46
  Print "Overplot Observed Spectrum ?";
  Print" (<"PlotObsSpec$") "
  GoSub InputKey

  If InpKey$="Y" Then
    PlotObsSpec$="Yes"
  ElseIf InpKey$="N" Then
    PlotObsSpec$="No"
  End If

  Locate LineP%,75
  Print("<"PlotObsSpec$") "
End If

LineP%=LineP%+2

Locate LineP%,1
Print "Overplot Power-Law ?";
Print" (<"PlotPower$") "
GoSub InputKey

If InpKey$="Y" Then
  PlotPower$="Yes"
ElseIf InpKey$="N" Then
  PlotPower$="No"
End If

Locate LineP%,22
Print"<"PlotPower$") "

If PlotPower$="Yes" Then
  Locate LineP%,46
  Print"Fv  $\propto v^\alpha$  ( $\alpha$ ) : ";Using"-##.##";alphaPL;
  Print" -> ";

  Number#=alphaPL
  GoSub GetNumber
  alphaPL=Number#

  Locate LineP%,61
  Print Using"-##.##";alphaPL

  Incr LineP%
  Locate LineP%,46
  Print"e (PL) : ";Using"###";fPL;
  Print" -> ";

  Number#=fPL
  GoSub GetNumber
  fPL=Number#

  Locate LineP%,61
  Print Using"###";fPL
  fDM=1-fPL

```

```

End If

GoSub CalcInit

GoTo Start
,
,----- Calculate Model Spectrum -----
,
ModelSpc:
  OneModel$="Yes"

  freqNu1#=10^freqIn
  LumB#=0

  fMax#=-1

  For iX=1 To nPointSpec
    logFreqNu=freqIn+(iX-1)*SpFreq
    freqNu#=10^logFreqNu
    xLambda=cLight/freqNu#
    lambdaMod(iX)=xLambda/10000
    NuLb#=freqNu#/xLambda

    Flux#=0

    For jX=1 To nPointRadial
      Xint=xRin+(jX-1)*SpXR

      X=Exp(Xint)
      GoSub FindTgX
      Tg=TgX

      EtaX=Eta1*(X^-Beta)

      Arg=hk*freqNu#/Tg

      If Arg > 100 Then
        Bnu#=0
      Else
        Bnu#=1/(Exp(Arg)-1)
      End If

      Flux#=Flux#+EtaX*Bnu#*X*X*X
    Next

    FluxNu#=Flux#*FluxFactor#*(freqNu#^Gamma3)

    If FluxNu#=0 Then
      FluxNu#=-1E-3
    End If

    FluxDens#(iX)=fDM*(FluxNu#*NuLb#)*Factor#

    If FluxNu#*freqNu# >= fMax# Then
      fMax#=FluxNu#*freqNu#
      xLmax=xLambda
    End If

    dFreqNu#=freqNu1#-freqNu#

```

```

    freqNu1#=freqNu#

    LumB#=LumB#+(FluxNu#*fDM)*dFreqNu#
Next

LumB#=(LumB#/Luv46#)*1e-46

Return
,
,----- Calculate L60 -----
,
CalcL60:
  OneModel$="Yes"

  freqNu#=5E12
  xLambda=6E5
  lambdaMod=xLambda/10000
  NuLb#=freqNu#/xLambda

  Flux#=0

  For jX=1 To nPointRadial
    Xint=xRin+(jX-1)*SpXR

    X=Exp(Xint)
    GoSub FindTgX
    Tg=TgX

    EtaX=Eta1*(X^-Beta)

    Arg=hk*freqNu#/Tg

    If Arg > 100 Then
      Bnu#=0
    Else
      Bnu#=1/(Exp(Arg)-1)
    End If

    Flux#=Flux#+EtaX*Bnu#*X*X*X
  Next

  FluxNu#=Flux#*FluxFactor#*(freqNu#^Gamma3)

  If FluxNu#=0 Then
    FluxNu#=1E-3
  End If

  FluxDens60#=FluxNu#

  PropCoefNu#=(fPL*FluxDens60#*(freqNu#)^(-alphaPL))/lumFactor#
  PropCoef#=PropCoefNu#*(cLight^(alphaPL+1))
  alfaPL=-(2+alphaPL)

Return
,
,----- Calculate Model-Derived Parameters -----
,
CalcModPar:
  mGrain#=RhoDust*4*Pi*(rGrain^3)/3

```

```

If Beta (>) 3 Then
  DustVol#=(xSup^Beta3-1)/Beta3
Else
  DustVol#=Log(xSup)
End If

DustNumber#=4*Pi*(rInfCm^3)*Eta1*DustVol#

mDust#=mGrain#*DustNumber#/Mo
HdensInf=GasDustRatio*Eta1*mGrain#/mProton
,
----- Calculate Model Alphas -----
,
For I=1 To 4
  IrasBand=IRAS(I)

  Lambda1=LambdaMod(1)
  xLambda1=10000*Lambda1

  Flux1#=FluxDens#(1)

  If PlotPower$="Yes" Then
    PowerL#=Factor#*PropCoef#*(xLambda1^alfaPL)
    Flux1#=Flux1# + PowerL#*LumFactor#
  End If

  For J=2 To nPointSpec
    Lambda2=LambdaMod(J)
    xLambda2=10000*Lambda2

    Flux2#=FluxDens#(J)

    If PlotPower$="Yes" Then
      PowerL#=Factor#*PropCoef#*(xLambda2^alfaPL)
      Flux2#=Flux2# + PowerL#*LumFactor#
    End If

    Sgn1=Sgn(IrasBand-Lambda1)
    Sgn2=Sgn(IrasBand-Lambda2)

    If Sgn1 (<) Sgn2 Then
      DeltaXl=Lambda2-Lambda1
      DeltaFl#=Flux2#-Flux1#
      FluxBand#=Flux1#+DeltaFl#*(IrasBand-Lambda1)/DeltaXl
      FluxBand#(I)=FluxBand#*(IrasBand)^2/cLight
    End If

    Lambda1=Lambda2
    Flux1#=Flux2#
  Next
Next

S12#=FluxBand#(1)
S25#=FluxBand#(2)

alfa2512=-Log10(S25#/S12#)/Log10(25/12)

If xMuFi >= 60 Then
  S60#=FluxBand#(3)

```

```

    alfa6012=-Log10(S60#/S12#)/Log10(60/12)
    alfa6025=-Log10(S60#/S25#)/Log10(60/25)
Else
    alfa6012=-999
    alfa6025=-999
End If

```

```

If xMuFi >= 100 Then
    S100#=FluxBand#(4)
    alfa10012=-Log10(S100#/S12#)/Log10(100/12)
    alfa10025=-Log10(S100#/S25#)/Log10(100/25)
    alfa10060=-Log10(S100#/S60#)/Log10(100/60)
Else
    alfa10012=-999
    alfa10025=-999
    alfa10060=-999
End If

```

----- Calculate Observed Alphas -----

```

If PlotObsSpec$="Yes" Then

```

```

    For I=1 To 4

```

```

        IrasBand=IRAS(I)
        Flux1#=FluxArq(1)
        Lambda1=lambaArq(1)

```

```

        For J=2 To nPointArq
            Lambda2=lambaArq(J)
            Flux2#=FluxArq(J)
            Sgn1=Sgn(IrasBand-Lambda1)
            Sgn2=Sgn(IrasBand-Lambda2)

```

```

            If Sgn1 <> Sgn2 Then
                DeltaXl=Lambda2-Lambda1
                DeltaFl#=Flux2#-Flux1#
                FluxBand#=Flux1#+DeltaFl#*(IrasBand-Lambda1)/DeltaXl
                FluxBand#(I)=FluxBand#*(IrasBand)^2/cLight
            End If

```

```

            Lambda1=Lambda2
            Flux1#=Flux2#

```

```

        Next
    Next

```

```

    S12#=FluxBand#(1)
    S25#=FluxBand#(2)

```

```

    alfaObs2512=-Log10(S25#/S12#)/Log10(25/12)

```

```

If lambdaArq(nPointArq) >= 60 Then
    S60#=FluxBand#(3)
    alfaObs6012=-Log10(S60#/S12#)/Log10(60/12)
    alfaObs6025=-Log10(S60#/S25#)/Log10(60/25)
Else
    alfaObs6012=-999
    alfaObs6025=-999
End If

```

```

If lambdaArq(nPointArq) >= 100 Then

```

```

S100#=FluxBand#(4)
alfaObs10012=-Log10(S100#/S12#)/Log10(100/12)
alfaObs10025=-Log10(S100#/S25#)/Log10(100/25)
alfaObs10060=-Log10(S100#/S60#)/Log10(100/60)
Else
  alfaObs10012=-999
  alfaObs10025=-999
  alfaObs10060=-999
End If
End If

Return
'
'----- Integrate Spectrum to Find Lum (Bump) -----
FindLumBump:
  LBump#=0
  Lambda1=10000*lambdaMod(1)

  For I=2 To nPointSpec
    Lambda2=10000*lambdaMod(I)
    deltaLb=Lambda2-Lambda1
    LBump#=LBump#+FluxDens#(I)*deltaLb
    Lambda1=Lambda2
  Next

  LBump#=LBump#*1E30
  LBumpUV=(LBump#/Luv46#)*1E-46

Return
'
'----- Plot Model Spectrum -----
PlotModel:
  nPointC=nPointSpec

  For I=1 To nPointSpec
    FluxD#(I)=FluxDens#(I)

    If PlotPower$="Yes" Then
      xLambda=10000*lambdaMod(I)
      PowerL#=PropCoef#*Factor#*(xLambda^alfaPL)
      FluxD#(I)=FluxD#(I) + PowerL#*LumFactor#
    End If
  Next

  FileTypeA$=FileType$
  FileType$=""
  GoSub FindPlot
  FileType$=FileTypeA$

  Cls
  Screen 2

  DeltaLef%=260
  DeltaRig%=0

  QuestionChange$="Yes"
  Factor#=1E-30
  iLine=-2

```

```

Gmode$="Line"

NoNorm$="Yes"

nPointWork=nPointSpec
GoSub PlotSpec
NoNorm$=""

For I=1 To nPointSpec
    xWork(I)=LambdaMod(I)
    FluxD#(I)=FluxDens#(I)
Next

FileTypeA$=FileType$
FileType$=""
GoSub FindPlot
FileType$=FileTypeA$

Gmode$="Line"
Gmode$="Point"
GoSub PlotPoints1

Return
,
,----- Calculate FWHM -----
,
FindFWHM:
    fLambdaHalf=fLambdaMax/2

    fLambda1=yFit(1)
    xLambda1=xFit(1)

    xLeft=0
    xRight=0

    For I=2 To nPointSpec
        fLambda2=yFit(I)
        xLambda2=xFit(I)

        Sgn1=Sgn(fLambda1-fLambdaHalf)
        Sgn2=Sgn(fLambda2-fLambdaHalf)

        If Sgn1 <> Sgn2 Then
            DeltaXl=xLambda2-xLambda1
            DeltaFl#=fLambda2-fLambda1
            xIntp=xLambda1+DeltaXl*(fLambdaHalf-fLambda1)/DeltaFl#

            If xLeft=0 Then
                xLeft=xIntp
            Else
                xRight=xIntp
            End If

        End If

        fLambda1=fLambda2
        xLambda1=xLambda2
    Next

    FWHM=xRight-xLeft

```

Return

----- Print Model-Derived Parameters -----

PrintModPar:

nPointC=nPointSpec

LineP%=1

Locate LineP%,1

Print Using"LumUV : -#.##^000 erg/s";Luv46#*1E46

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"Beta : -#.##";Beta

Incr LineP%

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"rInf : #####.## pc";rInf

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"rSup : #####.## pc";rSup

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"T(rInf) : #### K";Tinf

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"T(rSup) : #### K";Tsup

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"n(rInf) : #.##^000 /cm3";Eta1

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"n(rSup) : #.##^000 /cm3";Eta2

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"Tau Inf : #.##";TauInf

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"Tau Sup : #.##";TauSup

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"Lb/Luv : #.##^000 erg/s";LumB# 'lBump#

Incr LineP%

Incr LineP%

Locate LineP%,1

Print Using"Mdust : #.##^000 Mo";mDust#

Incr LineP%

Locate LineP%,1


```

Print Using"(H)inf : #.##^{} /cm3";HdensInf

Incr LineP%
LineQ%=LineP%

Locate LineP%,1
Print" Alpha      Model";

Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using"(25;12) : -##.## ";alfa2512

If alfa6025 (<) -999 Then
  Incr LineP%
  Locate LineP%,1
  Print Using"(60;25) : -##.## ";alfa6025
End If

If alfa10060 (<) -999 Then
  Incr LineP%
  Locate LineP%,1
  Print Using"(100;60) : -##.## ";alfa10060
End If

If PlotObsSpec$="Yes" Then
  Locate LineQ%,22
  Print"Observ";

  Incr LineQ%
  Locate LineQ%,20
  Print Using" -##.## ";alfaObs2512

  If alfaObs6025 (<) -999 Then
    Incr LineQ%
    Locate LineQ%,20
    Print Using" -##.## ";alfaObs6025
  End If

  If alfaObs10060 (<) -999 Then
    Incr LineQ%
    Locate LineQ%,20
    Print Using" -##.## ";alfaObs10060
  End If
End If

Incr LineP%
Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using"Max Fl : ##.## microns";xLambdaMax

Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using"TbbMax : #### K";TbbMax

Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using"Lbb : #.##^{} erg/s";LumBB#

Incr LineP%
Incr LineP%

```

```

Locate LineP%,1
Print Using"Lbump/Luv      : ###.## ";LBumpUV

Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using"FWHM      : ###.## microns";FWHM

Return
,
'----- OverPlot Observed Spectrum -----
,
OverPlot:
iFirst=0
iLast=0

For I=1 To nPointArq
  xWork(I)=lambdaArq(I)
  xAc=lambdaArq(I)

  If xAc >= xMuIn Then
    If iFirst = 0 Then
      iFirst=I
    End If
  End If

  If xAc >= xMuFi Then
    If iLast = 0 Then
      iLast=I
    End If
  End If
Next

If iLast=0 Then
  iLast=nPointArq
End If

nPointC=1+(iLast-iFirst)

For I=1 To nPointC
  FluxD#(I)=FluxArq(iFirst+I-1)
Next

GoSub FindPlot

nPointWork=nPointC
Gmode$="Circ"
NoNorm$="Yes"

Return
,
'----- OverPlot Power-Law -----
,
PlotPL:
If PropCoef# <> 0 Then
  nPointPL=5*nPointC

  xFirstPL=xMuIn
  xLastPL=xMuFi

  DeltaxPL=(xLastPL-xFirstPL)/(nPointPL-1)

```

```

For I=1 To nPointPL
  xWork(I)=xFirstPL+(I-1)*DeltaxPL
  xLambda=10000*xWork(I)
  PowerL#=Factor#*PropCoef#*(xLambda^alfaPL)
  FluxD#(I)=PowerL#*LumFactor#
Next

nPointC=nPointPL
iFirst=1
FileType$="xxx"
GoSub FindPlot

nPointWork=nPointPL
Gmode$="Dash"
GoSub PlotPoints1
End If

Return
'
'----- Calculate Effective Radius Lbump(rEff) = 0.9 Lbump -----
|
CalcEffecR:
  Incr LineP%
  Incr LineP%
  StepEff%=0

  rEff2=rSup
  LBump2#=LBump#

  Do
    Locate LineP%,1
    Incr StepEff%
    Print "Calculating rEff : Step #"; StepEff%

    nPointRadial=nPointRadial-1
    GoSub FindEff
    rEff1=rLast

    If LBumpEff# <= 0.9*LBump# Then
      Exit Loop
    End If

    rEff2=rEff1
    LBump2#=LBumpEff#

  Loop

  rEff=rEff1+(rEff2-rEff1)*(0.9*LBump#-LBumpEff#)/(LBump2#-LBumpEff#)

  X=rEff/rInf
  GoSub FindTgX
  Teffect=TgX
  TauEff=TauX

  EtaEff=Eta1*(X^-Beta)

nPointC=nPointSpec

For I=1 To nPointSpec

```

```

    FluxD(I)=FluxDensEff(I)
Next

FileTypeA$=FileType$

FileType$=""
GoSub FindPlot

FileType$=FileTypeA$

Locate LineP%,1
Print "
Locate LineP%,1
Print Using "rEff      : #####.## pc";rEff

Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using "T(rEff)   : #### K";Teffect

Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using "Tau(rEff) ; #.##";TauEff

Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using "Eta(rEff) : #.##^#### /cm3";EtaEff

Incr LineP%
Locate LineP%,1
Print Using "LbumpEf   : #.##^#### erg/s";LBumpEff#

Gmode$="Circ"

If PlotObsSpec$="Yes" Then
    Gmode$="Square"
End If

GoSub PlotPoints

Return
'----- Calculate And Plot T(x) And n(x) Radial Profiles -----
CalcEtaTg:
xDiv%=1000

If rSup < 1000 Then
    xDiv%=1
End If

Indice=0
For xI=rInf To rSup Step StepR
    X=xI/rInf
    GoSub FindTgX

    Incr Indice
    xFit(Indice)=xI/xDiv%
    TempG(Indice)=TgX
    EtaG(Indice)=Eta1*(X^-Beta)
Next

```

```

    TauX=(X^Beta1-1)/Beta1
Else
    TauX=Log(X)
End If

Tau0=sGrain*rInfCm*Eta1
TauX=Tau0*TauX
TgX=TeV*X^(-2/Gamma4)*Exp(-TauX/Gamma4)
Return
'
'----- Plotting Sub-Routine -----
'
PlotSpc:
yMinPl=yFit(1)
yMaxPl=yFit(1)

For I=1 To nPointWork
    Y=yFit(I)
    If Y>yMaxPl Then yMaxPl=Y
    If Y<yMinPl Then yMinPl=Y
Next

If yMaxPl=yMinPl Then
    yMaxPl=yMaxPl+0.25
    yMinPl=yMinPl-0.25
End If

Normaliz#=Abs(yMaxPl)

If GraphPlot$="vFv" And NoNorm$="Yes" Then
    Normaliz#=1
End If

yMin=yMinPl/Normaliz#
yMax=yMaxPl/Normaliz#

If QuestionChange$="Yes" Then
    Print
    Print"Scale factors : "
    Print
    Print"Maximum : "Using Format1$;yMax
    Print"Minimum : "Using Format1$;yMin
    Print
    Input"Change scale to plot (Y/Cr) ";Es$

    If Es$(">") Then
        Print
        Print"Maximum : "Using Format1$;yMax;
        Print" => ";

        Number#=yMax
        GoSub GetNumber
        yMax=Number#

        If Numb$="" Then
            Locate 9,23
            Print Using Format1$;yMax
        End If

        Print"Minimum : "Using Format1$;yMin;

```

```

If Abscissa$(<)" Then
  LenAbs=Len(Abscissa$)
  Locate BotScr%+1,HalScr%-LenAbs/2
  Print Abscissa$
End If

If Ordenada$(<)" Then
  iColu=LefSqr%/8
  Locate S+iLine,iColu+2

  If GraphPlot$="Flambda" Then
    Print Ordenada$;Using" ( #.##^??";Normaliz#/Factor#;
  Else
    Print Ordenada$; " ( ";
  End If

  Print MaisOrd$
End If

Line(LefSqr%,BotSqr%)-(RigSqr%,TopSqr%),,B

For Y=BotPlot% To TopPlot% Step StepOrd
  Line(LefSqr%,Y)-Step(4,0)
  Line(RigSqr%,Y)-Step(-4,0)

  yOrd=yMin-(Y-TopPlot%)*ScaleY
  yPlot=(Y+S)/8
  Locate yPlot,iCol-2

  If GraphPlot$="vFv" And NoNorm$="Yes" Then
    Locate yPlot,iCol-3
    Print Using"-##.##";yOrd;
  Else
    Print Using"-##.##";yOrd
  End If
Next

xFirst=PiPlot
xSecon=PiPlot+StepAbs*ScaleX
xDif=Abs(xSecon-xFirst)

If xDif>10 Then
  xPrecision%=1
ElseIf xDif>0.15 And xDif<=10 Then
  xPrecision%=10
ElseIf xDif<=0.15 Then
  xPrecision%=100
End If

For X=LefPlot% To RigPlot% Step StepAbs
  Xi=Fix(xPrecision%*(PiPlot+(X-LefPlot%)*ScaleX))

  xScale$=""
  If Xi<0 Then
    xScale$="-"
  End If

  Xi=Abs(Xi)
  PartI=Fix(Xi/xPrecision%)
  Ia$=Str$(PartI)

```

```

xScale$=xScale$+Ia$

If xPrecision>=10 Then
  Idiv=xPrecision/10
  xScale$=xScale$+"."

  Do
    PartI=Fix(Xi/Idiv)
    Ia$=Str$(PartI)
    xScale$=xScale$+Right$(Ia$,1)
    Idiv=Idiv/10
  Loop Until Idiv<1

End If

LenXscale%=Len(xScale$)

PosXscale%=X/8+2-LenXscale%

If LenXscale% > 3 Then
  INCR PosXscale%
End If

Locate BotSqr%,PosXscale%
Print xScale$

If WriteMu$="Yes" Then
  xTopS=3e14/10^(Xi/xPrecision)
  Locate 1,PosXscale%
  Print Using"###.##";xTopS
End If

Line(X,BotSqr%)-Step(0,3)
Line(X,TopSqr%)-Step(0,-3)
Next
,
PlotPoints1:
Xo=LefPlot%+(PiWork-PiPlot)/ScaleX
Yo=TopPlot%-(yFit(1)/Normaliz#-yMin)/ScaleY

If Yo<BotSqr% Then Yo=BotSqr%
If Yo>TopSqr% Then Yo=TopSqr%

PlotPoints:
iPL=1
For I=1 To nPointWork
  X=xFit(I)
  xPlot=LefPlot%+(X-PiPlot)/ScaleX

  Y=yFit(I)/Normaliz#
  yPlot=TopPlot%-(Y-yMin)/ScaleY

  If Xo <= LefPlot% Then
    Xo=LefPlot%
  End If

  If Xo >= RigPlot% Then
    Xo=RigPlot%
  End If

```

```
If Yo <= BotPlot% Then
  Yo=BotPlot%
End If
```

```
If Yo >= TopPlot% Then
  Yo=TopPlot%
End If
```

```
If xPlot >= LefPlot% And xPlot <= RigPlot% Then
  If yPlot >= BotSqr% And yPlot <= TopSqr% Then
```

```
    If Gmode$="Circ" Then
      Circle (xPlot,yPlot),2
    ElseIf Gmode$="Square" Then
      Line(xPlot-1,yPlot-1)-(xPlot+1,yPlot-1)
      Line-(xPlot+1,yPlot+1)
      Line-(xPlot-1,yPlot+1)
      Line-(xPlot-1,yPlot-1)
      Line(Xo,Yo)-(xPlot,yPlot)
    ElseIf Gmode$="Dash" Then
      line(Xo,Yo)-(xPlot,yPlot),,,&HCCCC
    ElseIf Gmode$="Point" Then
      line(Xo,Yo)-(xPlot,yPlot),,,&HAAAA
    ElseIf Gmode$="Blank" Then
      ' Plots Nothing
    Else
      Line(Xo,Yo)-(xPlot,yPlot)
    End If
```

```
  End If
End If
```

```
Xo=xPlot
Yo=yPlot
```

```
Next
```

```
Return
```

```
-----
InputKey:
  InpKey$=InKey$
  If InpKey$="" Then InputKey
```

```
  CodeKey%=Asc(InpKey$)
```

```
  If CodeKey% > 95 Then
    CodeKey%=CodeKey%-32
    InpKey$=Chr$(CodeKey%)
  End If
```

```
Return
```

```
-----
GetNumber:
  Input, Numb$
  If Numb$(<>"") Then
    Number#=Val(Numb$)
  End If
```


Return

FindEff:

LBumpEff#=0

For iX=1 To nPointSpec

xMu=xMuIn+(iX-1)*SpxMu

xLambda=10000*xMu

freqNu#=cLight/xLambda

NuLb#=freqNu#/xLambda

Flux#=0

For jX=1 To nPointRadial

Xint=xRin+(jX-1)*SpxR

X=Exp(Xint)

GoSub FindTgX

Tg=TgX

EtaX=Eta1*(X^{-Beta})

Arg=hk*freqNu#/Tg

If Arg > 100 Then

Bnu#=0

Else

Bnu#=1/(Exp(Arg)-1)

End If

Flux#=Flux#+EtaX*Bnu#*X*X*X

Next

FluxNu#=Flux#*FluxFactor#*(freqNu#^{Gamma3})

If FluxNu#=0 Then

FluxNu#=1E-3

End If

FluxDensEff#(iX)=(FluxNu#*NuLb#)*Factor#

FluxLbEff#(iX)=FluxDensEff#(iX)

LBumpEff#=LBumpEff#+FluxLbEff#

Next

LBumpEff#=LBumpEff#*(SpxMu*10000)*1E30

xFin=xRin+(nPointRadial-1)*SpxR

rLast=rInf*Exp(xFin)

Return

FindPlot:

fLambdaMax=-1

For iX=1 To nPointC

```

If FileType$("<")="" Then
    xMu=xWork(iX+iFirst-1)
Else
    xMu=lambaMod(iX)
End If

xLambda=10000*xMu
freqNu#=cLight/xLambda

FluxLb#=FluxD#(iX)

If GraphPlot$="Flambda" Then
    xFit(iX)=xMu
    FluxLambda#=Log10(FluxLb#)
    Abscissa$="Wavelength (microns)"
    Ordenada$="Log(Lambda)"
    MaisOrd$=" erg/s/A )"
Else
    xFit(iX)=Log10(freqNu#)
    FluxLambda#=Log10(xLambda*FluxLb#/LSun/Factor#)
    Abscissa$="log(v) (Hz)"
    Ordenada$="log(vLv)"
    MaisOrd$="Lo)          "
End If

yFit(iX)=FluxLambda#

If FluxLambda# > fLambdaMax Then
    fLambdaMax=FluxLambda#
    xLambdaMax=xMu
End If

Next

If xFit(1) > xFit(2) Then
    IndiceS=0

    For I=nPointC To 1 Step -1
        Incr IndiceS
        xxFit(IndiceS)=xFit(I)
        yyFit(IndiceS)=yFit(I)
    Next

    For I=1 To IndiceS
        xFit(I)=xxFit(I)
        yFit(I)=yyFit(I)
    Next
End If

Return
'----- Print a Symbol at a Specified Point -----
LocateG:
Locate LineP%+1,1
Print " "
Locate LineP%+2,1

```

```
Print" "
```

```
If GraphPlot$="Flambda" Then
```

```
  Locate LineP%+1,1
```

```
Else
```

```
  Locate LineP%+2,1
```

```
End If
```

```
Print"->";
```

```
Return
```

```
'***** End Of Listing *****'
```

The stellar-free emission component in galactic nuclei: at low-levels, evidence for shock ionization*

C. Bonatto¹, E. Bica¹, and D. Alloin²¹ Instituto de Física, UFRGS, C.P. 15051 Av. Bento Gonçalves 9500, Porto Alegre, RS, 91500, Brazil² Observatoire de Paris, Département d'Astrophysique Extragalactique et de Cosmologie, F-92195 Meudon Cédex, France

Received August 9, 1988; accepted March 20, 1989

Summary. We have isolated the emission-line component in a sample of 92 galaxies using stellar absorption templates built from emission-free star cluster spectra. All sources of reddening extrinsic to the line emitting regions have been properly taken into account. A statistical analysis of the emission line properties has been carried out. We conclude, in particular, that the [N II] $\lambda\lambda$ 6548, 84 lines are slightly more sensitive to metallicity effects than the [S II] $\lambda\lambda$ 6717, 31 lines. However, both [N II] and [S II] lines are as well dependent on the excitation mechanism. The intrinsic reddening inferred from the Balmer emission line ratios is rather homogeneous as the H α /H β line intensity ratio is peaked around the value 4.2. This indicates a remarkably uniform dust content in those regions building up the emission spectrum for a wide variety of objects: LINERS, nuclear H II regions, normal H II regions, Seyfert 2 nuclei and the narrow line region in Seyfert 1 nuclei.

From a subsample of 76 galaxies we have built three characteristic average spectra corresponding to (i) nuclear H II regions, (ii) objects identified as LINERS and (iii) extreme low-level emission galaxies with $W_{em}(H\alpha) \leq 2 \text{ \AA}$. For the latter class of objects we have been able to push down line measurements to an unprecedented level. We conclude from the [S II] $\lambda\lambda$ 6717, 6731/[S III] $\lambda\lambda$ 9069, 9532 line ratio that shock ionization is the mechanism at work in extreme low-level emission galaxies.

Key words: galaxies: active – nuclei – stellar content – interstellar medium: abundances – lines: formation

1. Introduction

The emission component in normal galaxy nuclei is dominated by forbidden lines from neutral or singly-ionized species which have been previously analyzed by e.g. Heckman (1980a,b), Stauffer (1982a,b) and Keel (1983). The emission component is in general severely entangled with the underlying stellar population. Thus it is extremely important to have *suitable stellar population templates* in order to isolate the emission component from nuclei within galaxies of various morphological types. Often, galaxy nuclei with an *almost* pure absorption component

are employed as templates. However there always remains the doubt of a residual emission contribution, especially at H α , in the template, even when this line is seen primarily in absorption. Furthermore it is practically impossible to find a blue galaxy nuclear population template without emission lines. A better approach to disentangle the emission contribution from the underlying stellar population is to use *model population templates*. Along this line Keel (1983) has employed population templates built from stellar spectra: these however were not of a metallicity large enough for representing massive galaxy nuclei.

Recently a method for population synthesis using a library of integrated spectra of star clusters has been developed (Bica, 1988 and references therein). This method is a two parameter analysis, age and metallicity. The initial mass function (IMF) and stellar evolution characteristics are implicit, as we use observed star cluster spectra. Thus it has been possible to derive suitable stellar population templates which are used in the present paper to obtain the pure emission component. The analysis of the *pure emission component* gives in galaxy nuclei an insight into the ionization mechanism at work in galaxy nuclei: does this mechanism differ according to the emission level? Two observational approaches can be used to answer this question. First, an analysis of individual galaxy spectra. In this case however, it is still very difficult to access lines like [O III] λ 5007 and [S III] λ 9532 in weak LINERS (Keel, 1983; Diaz, Pagel and Wilson, 1985, hereafter DPW), in spite of large progress achieved in detectors over the last decade. The near infrared region is moreover entangled with earth's atmosphere molecular bands. A second approach is to group objects and sum their spectra, according to similar properties, such as the intensity of strong emission lines. Thus, a higher signal to noise ratio can be achieved and in water-vapor contaminated regions, residues of these corrections are averaged out. It becomes then possible to measure emission lines to an unprecedentedly low-level: this in turn may clarify what is the dominant ionization source in the corresponding objects.

This paper develops as follows: in Sec. 2 we briefly present the observational data set and the galaxy sample; in Sect. 3 we give a few comments on the stellar population templates and their subtraction; in Sec. 4 we provide measurements of pure emission spectra and make comparisons with earlier works; in Sec. 5 we study the physical properties of the gas for the whole galaxy sample; in Sec. 6 we group objects in three classes for improvement of the data signal to noise ratio and hence for access to weak lines. This in turn provides information about the

Send offprint requests to: D. Alloin

* Based upon observations collected at the European Southern Observatory (La Silla)

ionization mechanism at work in each class of objects. Finally, we present in Sect. 7 some concluding remarks.

2. Observational data set and galaxy sample

The observational material was collected at ESO and consists of visible IDS spectra (Bica and Alloin, 1986a, hereafter BA 86a, a notation to be used all throughout for this series of papers; BA 87a) and near infrared CCD spectra (BA 87b). The spectral resolution is of the order of 10–12 Å. The original sample was made of 167 objects with IDS visible spectra. In the present analysis we have excluded 71 objects because of an absence or an only marginal evidence of emission. Galaxies NGC 1387, NGC 1398, NGC 4552, and NGC 7184 although showing weak emission lines were disregarded as well owing to low S/N ratio data.

The remaining 92 objects are listed in Table 1. In the first column we give the object's identification; in the second one the related population template (Sect. 3); in the third and fourth columns the morphological type and absolute magnitude, respectively. Columns 5 to 7 list different sources of reddening which were taken into account (Sect. 3). We have also included in the present analysis the spectra of the LMCH II regions NGC 1714, NGC 1895, NGC 2070, and of the SMC H II region N 88 (Henize 88) from BA 86a.

Objects for which a CCD spectrum is available in the near-infrared are labeled with IR in Column 8. We also provide in Column 8, some references corresponding to previous observations of the object.

The stellar population subtraction, the deblending procedure and the line measurements (Sects. 3 and 4) were carried out with a spectral analysis package developed in Porto Alegre.

3. The underlying population and its subtraction

The stellar content in each galaxy must be carefully taken into account in order to study the pure emission component. As well, all sources of reddening extrinsic to the line-emitting region itself must be corrected. The foreground reddening due to our Galaxy was corrected in BA 86a, and BA 87b using a cosec law (Column 5 of Table 1). Additional reddening corrections arising from inclination effects in spirals are from BA 86b and BA 87a and are listed in Column 6.

Guided by measurements of the major absorption features present in each spectrum, we have then subtracted an absorption template built from star cluster spectra, according to the stellar population synthesis method described in Bica (1988). The respective model templates are listed in Column 2 of Table 1. We emphasize that using templates built from star cluster spectra ensures that the subtraction will not be affected by weak underlying emissions, as could be the case using real galaxy templates. For some of the objects, it was necessary to apply a further reddening correction in order to adjust the galaxy continuum to the template. We point out that a difference between the continuum distribution of a given galaxy and its template could also arise from a departure of the population model from the real galaxy. However, in general a simple reddening correc-

tion is sufficient to explain the difference. Anyway, these reddening corrections are very small (Column 7 in Table 1).

The great importance of a consistent stellar population subtraction is demonstrated in Figs. 1 to 3. We show in Fig. 1a the effect of subtracting from the galaxy NGC 4438 which presents a suspected H β emission, its red model template (S3). Notice how the originally marginal H β emission is enhanced after the subtraction. In Fig. 1b we illustrate the subtraction from the NGC 7552 spectrum of its blue model template (S7); notice that without the subtraction, an error of about 40% on the H β line intensity would arise which would in turn affect considerably the H α /H β ratio, implying a large error in the reddening determination. Figures 2a and 2b show the effect of the subtraction in the H α + [N II] $\lambda\lambda$ 6548,84 region for NGC 4438 and NGC 5064 respectively. For NGC 4438 the effect on H α of the subtraction is negligible, while for a weaker case like NGC 5064 it becomes fundamental as after the subtraction, H α shows up more prom-

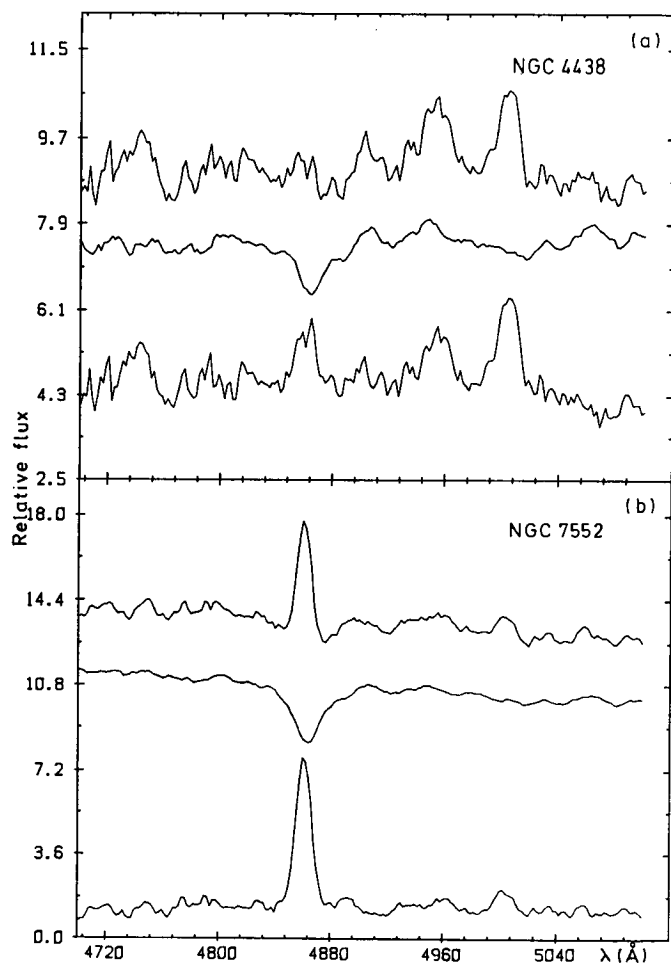


Fig. 1a and b. Subtraction of the population template in the H β , [O III] region. The upper spectrum is the composite *observed* spectrum (stellar population plus emission spectrum). The medium spectrum represents the model stellar population corresponding to this object, the lower spectrum is the pure emission spectrum. **a** Galaxy with its red model population. **b** Galaxy with its blue model population. Vertical units correspond to $F_{\lambda}(5870 \text{ \AA}) = 10$ in the composite observed spectrum; a suitable constant was added to some of the spectra for ease of visualization

Table 1. Properties of the galaxy sample

(1) Object	(2) Template	(3) Mtype	(4) M_B	(5) $E(B - V)_g$	(6) $E(B - V)_i$	(7) $E(B - V)_p$	(8) Comments
N 88	-	-	-	0.03	-	-	SMCH II region, 8
NGC 289	S3	Sc	-21.41	0.0	0.10	0.0	1
NGC 625	-	Am	-17.33	0.0	-	-	6
NGC 692	S3	Sc	-22.96	0.0	-	0.0	
NGC 772	S4	Sb	-23.29	0.02	0.19	0.08	1, 3, 4
NGC 908	S4	Sc	-22.15	0.0	0.11	0.06	1
NGC 986*	S7	Sb	-21.81	0.0	-	0.0	1
NGC 1084	S6	Sc	-21.62	0.0	0.0	0.04	1, 3
NGC 1316	S2	Sa	-23.08	0.0	-	0.10	1, 7
NGC 1353	S4	Sc	-20.75	0.0	0.02	0.0	
NGC 1371	S2	Sa	-20.76	0.0	0.0	0.02	
NGC 1380	S1	Sa	-21.30	0.0	0.0	0.04	1, 7
NGC 1400	E2	S0	-17.94	0.0	-	0.20	
IC 1459	E1	E	-21.61	0.0	-	0.04	1, 7
NGC 1553	E5	S0	-21.26	0.01	-	0.05	1, 7
NGC 1637	S4	Sc	-19.72	0.03	-	0.02	3
NGC 1714	-	-	-	0.06	-	-	IR, LMCH II region, 10
NGC 1895	-	-	-	0.06	-	-	IR, LMCH II region,
NGC 2070	-	-	-	0.06	-	-	IR, LMCH II region, 9
NGC 2442*	S4	Sc	-21.20	0.06	-	0.04	IR, 1
NGC 2903	S7	Sc	-20.96	0.01	0.18	0.08	3
NGC 2997	S5	Sc	-21.40	0.08	-	0.0	IR, 1
NGC 3054	S3	Sc	-21.46	0.05	0.02	0.02	IR, 1
NGC 3056	E4	S0	-18.36	0.06	-	0.0	IR
NGC 3351	S5	Sb	-20.66	0.0	0.0	0.0	3
NGC 3358	S3	Sa	-21.69	0.06	0.06	0.0	IR, 1
NGC 3368	S3	Sb	-21.41	0.0	0.36	0.0	1, 3, 4
NGC 3623	S3	Sa	-21.48	0.0	0.25	0.0	1, 4
NGC 3627	S4	Sb	-21.48	0.0	0.11	0.02	1, 3, 4
NGC 3783	-	Sa	-20.81	0.05	-	0.0	Seyfert 1, 13, 14
NGC 3887	S4	Sb	-20.32	0.01	-	0.0	IR
NGC 4027	S7	Sc	-21.06	0.02	-	0.0	1
NGC 4038	S5	Sc	-21.40	0.01	0.08	0.04	1, 5
NGC 4039	S6	Sc	-19.43	0.01	0.04	0.04	5
NGC 4192	S3	Sb	-21.85	0.0	0.49	0.0	1, 4
NGC 4254	S4	Sc	-21.59	0.0	-	0.0	1
IC 4296	E5	E	-22.72	0.04	-	0.08	IR, 7
NGC 4303	S6	Sc	-21.84	0.0	-	0.06	1
NGC 4321	S5	Sc	-21.91	0.0	-	0.09	1
IC 4329A	-	Sa	-21.70	0.03	0.79	0.0	IR, Seyfert 1, 11, 12, 13, 14
NGC 4374	E5	E	-21.47	0.0	-	0.04	1
NGC 4435	E2	S0	-19.98	0.0	-	0.0	
NGC 4438	S3	Sb	-21.73	0.0	0.39	0.0	1, 4
NGC 4476	E4	E	-18.62	0.0	-	0.05	
NGC 4486	E1	E	-22.08	0.0	-	0.0	1, 2
NGC 4501	S3	Sc	-21.93	0.0	0.18	0.02	1, 4
NGC 4507	S3	Sb	-21.96	0.05	-	0.06	Seyfert 2, 6
NGC 4535	S7	Sc	-21.58	0.0	0.19	0.06	1
NGC 4536	S5	Sc	-22.15	0.0	0.23	0.02	1
NGC 4548	S2	Sb	-21.27	0.0	-	0.09	1
NGC 4569	S7	Sb	-22.31	0.0	0.19	0.10	1, 4
NGC 4579	S3	Sb	-21.69	0.0	-	0.04	1, 4
NGC 4594	S1	Sb	-22.81	0.0	0.04	0.0	1, 2, 3, 4
NGC 4856	S2	Sa	-20.22	0.01	0.01	0.02	IR
IC 4889	E5	S0	-21.36	0.03	-	0.0	IR, 1, 7

Table 1 (continued)

(1) Object	(2) Template	(3) Mtype	(4) M_B	(5) $E(B - V)_g$	(6) $E(B - V)_i$	(7) $E(B - V)_p$	(8) Comments
NGC 4936*	E5	E	-21.65	0.03	-	0.02	IR
NGC 4941	S4	Sb	-20.07	0.0	0.26	0.0	Seyfert 2, 3
NGC 4958	E2	S0	-20.63	0.0	-	0.06	IR
NGC 4981*	S4	Sc	-20.91	0.0	-	0.04	
NGC 5064	S3	Sa	-22.27	0.10	0.22	0.0	IR, 1
NGC 5090	E1	E	-21.37	0.07	-	0.06	1, 7
NGC 5101*	S2	Sa	-21.06	0.02	-	0.08	IR, 1
NGC 5102	E8	S0	-18.73	0.04	-	0.04	IR, 7
NGC 5156	S4	Sc	-21.49	0.11	-	0.25	1
NGC 5236	S7	Sc	-21.12	0.03	-	0.0	IR, 1
NGC 5248	S5	Sc	-21.19	0.0	-	0.04	1, 3
NGC 5253	-	Am	-18.20	0.03	-	0.0	IR, 15
NGC 5266*	E5	S0	-21.92	0.10	-	0.02	IR, 1, 7
IC 5267	S2	Sa	-21.53	0.0	-	0.04	1
IC 5325	S6	Sc	-20.30	0.0	-	0.0	
NGC 5612	S3	Sb	-21.65	0.08	0.17	0.0	IR, 1
NGC 5643	S3	Sc	-21.20	0.09	-	0.0	IR, Seyfert 2, 1, 6, 14
NGC 6215	S6	Sc	-21.33	0.17	-	0.0	1
NGC 6221	S6/S7	Sc	-21.55	0.16	0.27	0.0	Seyfert 2, 1, 14
NGC 6300	S4	Sb	-21.32	0.10	0.26	0.02	Seyfert 2, 1, 6
NGC 6699	S5	Sc	-21.91	0.05	-	0.04	IR
NGC 6744	S3	Sc	-21.98	0.04	0.11	0.05	IR, 1
NGC 6758	E5	E	-21.62	0.04	-	0.10	IR, 7
NGC 6776	E5	E	-22.38	0.04	-	0.0	IR, 7
NGC 6782	S5	Sb	-22.57	0.04	0.01	0.06	IR
NGC 6861	E5	S0	-21.77	0.03	-	0.10	IR, 1, 7
NGC 6868*	E5	S0	-21.92	0.03	-	0.10	IR, 1, 7
NGC 6923	S3	Sc	-21.61	0.02	0.20	0.02	IR, 1
NGC 6925	S3	Sc	-22.37	0.02	0.20	0.0	IR, 1
NGC 6942	S3	Sa	-20.94	0.02	0.11	0.0	IR
NGC 7049	S1	Sa	-21.57	0.01	-	0.15	IR, 1, 7
NGC 7083	S4	Sb	-22.81	0.02	-	0.0	1
NGC 7205	S4	Sb	-21.48	0.01	0.01	0.04	1
NGC 7213	S2	Sa	-21.96	0.0	-	0.0	Seyfert like, 1, 7
NGC 7329	S1	Sc	-22.08	0.01	0.09	0.02	IR
NGC 7392	S5	Sc	-21.73	0.0	0.16	0.04	
NGC 7410	S1	Sa	-22.40	0.0	0.05	0.10	1
NGC 7469	-	Sb	-23.10	0.01	0.02	0.0	Seyfert 1, 13, 14
NGC 7496	S6/S7	Sc	-20.89	0.0	-	0.0	Seyfert 2
NGC 7552	S7	Sc	-21.49	0.0	0.18	0.0	1
NGC 7582	S6/S7	Sb	-21.75	0.0	0.45	0.0	Seyfert 2, 1

Notes to Table 1: Column (1): * in addition to the $E(B - V)$ corrections indicated here, the following spectra had supplementary corrections when the spectral groups were defined in Bica (1988): NGC 986, $E(B - V) = 0.17$; NGC 2442, $E(B - V) = 0.29$; NGC 4936, $E(B - V) = 0.16$; NGC 4981, $E(B - V) = 0.17$; NGC 5101, $E(B - V) = 0.07$; NGC 5266, $E(B - V) = 0.15$; and NGC 6868, $E(B - V) = 0.09$. These additional corrections could be assigned to one or more of the following reasons: a) an atypical dust lane possibly associated with the nucleus; b) the galaxy disc is more inclined than suggested by axial ratio (asymmetries); c) an uncertain cosec law owing to small $|b|$. Column (2): The mixtures of templates are: NGC 6221: (0.5 S6) + (0.5 S7), NGC 7496: (0.3 S6) + (0.7 S7), NGC 7582: (0.35 S6) + (0.65 S7). Column (5): Galactic reddening along the line of sight. Column (6): Reddening due to inclination in spiral galaxies. Column (7): Residual intrinsic reddening. Column (8): Galaxies for which a near-infrared spectrum is available are indicated with IR.

References: (1) Véron-Cetty and Véron, 1986; (2) Heckman, 1980b; (3) Stauffer, 1982b; (4) Keel, 1983; (5) Keel et al., 1985; (6) Phillips et al., 1983; (7) Phillips et al., 1986; (8) Testor and Pakull, 1985; (9) Mathis et al., 1985; (10) Dufour and Harlow, 1977; (11) Pastoriza, 1979; (12) Wilson and Penston, 1979; (13) Martin, 1974; (14) Morris and Ward, 1988; (15) Welch, 1970.

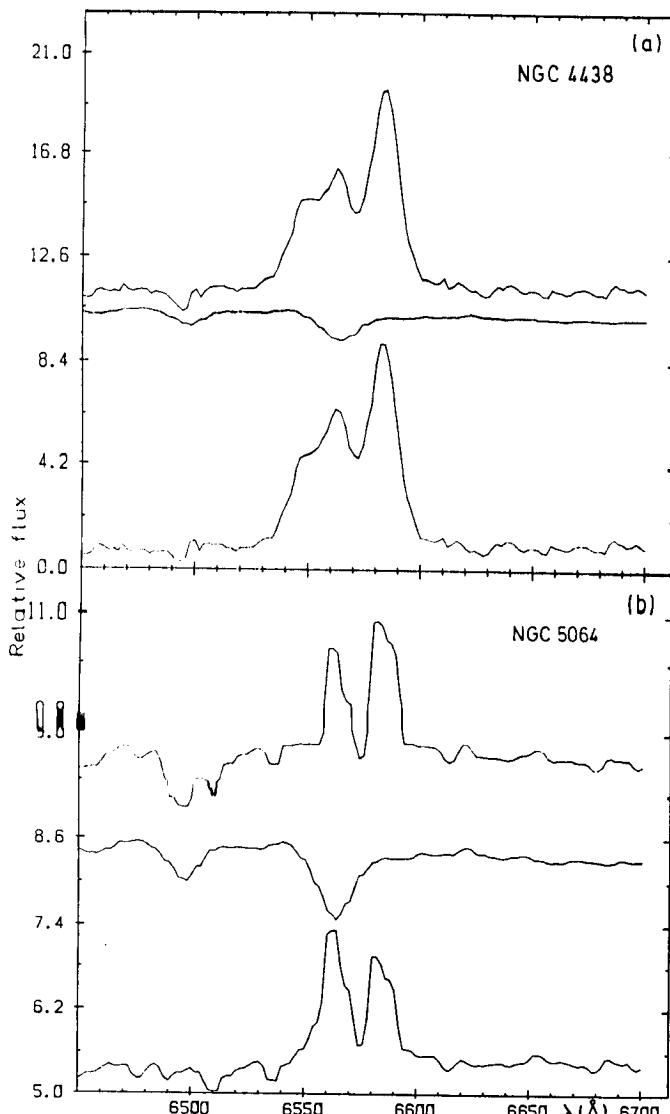


Fig. 2a and b. Subtraction of the population template in the $H\alpha$, $[N II]$, $[S II]$ region. Same display as in Fig. 1. a $H\alpha$ is so strong that the population subtraction effect is minor. b The subtraction is fundamental. Units as in Fig. 1

inently than $[N II] \lambda 6584$. Finally, Fig. 3 depicts the importance of this procedure in the $[O I] \lambda 6300$ region, where the TiO band often disturbs the line measurement. Examples of population subtraction for the entire spectrum from 3700 to 9700 Å can be seen in Bica (1988).

4. Line measurements and comparison with previous studies

4.1. Method and results

The measurement of emission line intensities was carried out on the pure emission component, as obtained in Sect. 3. We have used gaussian fitting in all cases, which also allowed us to deblend composite profiles. We show in Table 2 the results for normal $H II$ regions and for the nuclei of the amorphous galaxies NGC 625 and NGC 5253. In Table 3 we have grouped Seyfert-like galaxies and the strong-lined nuclear $H II$ region in NGC 5236. In Table 4 we present the results for the narrow line region in Seyfert 1 nuclei. Finally, we group in Table 5 the remaining galaxies with a weaker emission component. In all tables the intensities are normalized to $I(H\alpha) = 100$. The relative

importance of the emission component with respect to the stellar population non-subtracted spectrum is given by the equivalent width of $H\alpha$. In fact, we defined $W^*(H\alpha)$ as the ratio of $I(H\alpha)$, the emission in the population subtracted spectrum, to $F_\lambda(5870 \text{ \AA})$ in the original spectrum.

The near-infrared spectrum also covers the $H\alpha + [N II] + [S II]$ region. The agreement between line measurements from IDS and CCD spectra was in general excellent, so we only present the average values in the tables. As a comparison we show explicitly both measurements for some galaxies (e.g. NGC 5236). In one case however, NGC 2997, the difference is considerable (Table 5). We assign this difference to a strong spatial dependence of the emission spectrum in the central region of this galaxy. A cross attached to the object's identification in Tables 2 to 5 indicates that the results are from CCD spectra. In Tables 3 and 4 containing objects where broad lines are also present, we consider the narrow component n of $H\alpha$ as the reference line. In all cases we use the theoretical intensity ratios $[O III] \lambda 5007 / [O III] \lambda 4959 = 2.98$ and $[N II] \lambda 6584 / [N II] \lambda 6548 = 2.97$ as a constraint in the deblends. We only list the strongest component in the tables. The $[S II]$ lines in some cases could not be deblended, then a tilde has been put in the $\lambda 6717$ column while the total flux is given in the $\lambda 6731$ column. Examples of the deblending procedure are given for different lines with various levels of intensity in Figs. 4 to 8. Notice that the vertical units are defined in terms of $F_\lambda(5870 \text{ \AA}) = 10$ for the composite stellar plus emission spectra, allowing a direct comparison of galaxies among the figures.

The model template for each galaxy had been previously established according to the spectral groups in Bica (1988). We have determined the underlying template population for Seyfert nuclei (Table 1) from the equivalent widths of strong absorption lines and guided by the most probable population according to the morphological type of the host galaxy (Bica, 1988). Out of eight nuclei indicated as Seyfert 2 or Seyfert-like in Column 8 of Table 1, three have a blue underlying stellar population and five have red template populations. For all these objects it was not necessary to include a power-law in addition to the stellar population to reproduce the observed continuum, in the

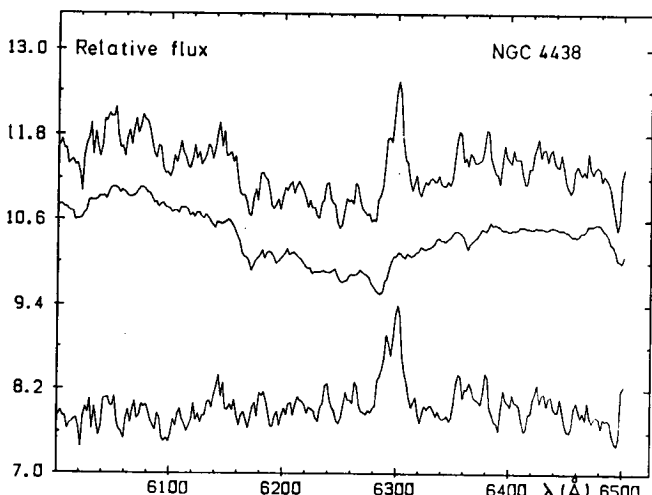


Fig. 3. Subtraction of the population template in the $[O I] \lambda 6300$ region. Same display as in Fig. 1. The TiO band must, as a rule, be taken into account. Units as in Fig. 1

Table 2. Emission-line intensities for H II regions and amorphous galaxies

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)
	N 88	N 625	N 1714	N 1895	N 2070	N 5253	N 5253+
$W^*(H\alpha)$	1228	1213	1303	588.7	1455	595	685
[O II] λ 3727	5.7	87.3	24.6	57.3	61.3	36.5	–
[Ne III] λ 3869	9.1	11.0	5.7	4.8	4.0	8.1	–
H δ + He I λ 3888	2.4	6.7	4.2	–	2.0	2.3	–
[Ne III] λ 3968	5.4	10.2	4.8	–	2.8	5.1	–
He I λ 4026	0.2	–	0.6	–	–	–	–
H δ	4.5	6.6	4.7	4.8	3.2	4.1	–
H γ	9.9	15.9	10.5	13.1	7.4	10.3	–
[O III] λ 4363	2.8	2.1	1.5	–	1.1	1.7	–
He I λ 4471	1.0	1.6	1.1	–	0.6	1.3	–
H β	27.8	30.8	29.6	28.2	26.6	24.6	–
[O III] λ 5007	191.8	143.9	121.7	84.0	114.3	139.8	–
He I λ 5876	3.3	4.1	3.2	3.5	3.0	3.4	–
[O I] λ 6300	0.2	0.5	0.4	–	0.1	0.6	–
[S III] λ 6312	0.7	0.6	0.5	–	0.5	0.8	–
H α	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
[N II] λ 6584	5.4	7.5	4.0	9.0	4.5	8.9	10.5
He I λ 6678	1.0	1.0	1.0	0.6	1.3	1.3	1.5
[S II] λ 6717	0.8	4.5	1.8	4.3	2.2	5.4	7.1
[S II] λ 6731	1.1	3.6	1.7	2.9	2.2	4.7	6.1
He I λ 7065	3.3	0.9	1.0	–	0.9	1.5	2.0
[Ar III] λ 7135	3.0	4.6	4.2	3.8	3.9	4.0	5.7
He I λ 7280	0.2	–	0.2	–	–	0.3	0.3
[O II] λ 7319	0.8	0.9	–	–	0.5	1.5	1.4
[O II] λ 7330	0.8	1.0	0.9	–	0.6	0.7	1.2
[Ar III] λ 7751	0.7	–	0.9	–	1.0	0.9	1.5
[S III] λ 9069	–	–	10.5	9.7	–	–	13.7
[S III] λ 9532	–	–	30.1	20.2	–	–	28.2

Notes to Table 2: N88 is Henize 88, other N numbers correspond to NGC numbers; $W^*(H\alpha)$ in Å; the CCD spectrum of NGC 5253 is indicated by a cross; [O II] λ 3723 line intensities for N88 and NGC 2070 are respectively from Testor and Pakull (1985) and Mathis et al. (1985).

3700–9600 Å range. For NGC 7213 however, when data in the near-UV is added, there is evidence for a power-law continuum contribution (Halpern and Filippenko, 1984). For the three Seyfert 1 nuclei in Table 1, a non-thermal contribution is important. The choice of the underlying stellar population model becomes extremely uncertain. But using for NGC 3783 and NGC 7469 absorption lines in the visible and for IC 4329 Å additional information from the near-infrared range, we found that a red population is suitable and thus we have adopted template S2. The resulting contributions from the stellar component at λ 5870 Å are: (45 ± 15)%, (50 ± 15)% and (30 ± 10)% for, respectively, NGC 3783, NGC 7469 and IC 4329 Å. We illustrate this result for the near-infrared region in IC 4329 Å (Fig. 9). Notice the Ca II triplet from the stellar population superimposed on strong emission features which could be assigned to Ca II in emission and/or to blended high order broad hydrogen Paschen lines as well as permitted neutral oxygen.

4.2. Comparison with previous studies

In view of such comparisons, we provide in Column 9 of Table 1 a non-exhaustive list of references corresponding to previous

emission line studies for galaxies in our sample. Although many objects have been observed already, the data differ through the instrumentation, the spectral resolution and range, as well as through the processing (reddening correction, stellar population subtraction, line deblending...). In the following analysis, we have excluded Seyfert 1 nuclei owing to possible intrinsic line variations.

We compare in Fig. 10 line ratios from our data to those obtained by Keel (1983) and Keel et al. (1985) for objects in common: 10 galaxies at low or moderate emission level ($0.9 \text{ Å} < W^*(H\alpha) < 9 \text{ Å}$) and 2 objects with $W^*(H\alpha) \approx 70 \text{ Å}$. We compare line ratios which are essentially reddening independent. The line-ratios [N II] λ 6584/H α (Fig. 10a) agree within 20% and other-line ratios show an equally good agreement (Fig. 10b) but for 2 departing points in the case of [S II]/H α , a line-ratio which may be quite dependent on the slit position. The good correlations observed even for weak lines certainly reflect the fact that in both studies, stellar populations have been subtracted, although, Keel had derived population templates using a stellar library.

We confront in Fig. 11, our results to those by Phillips et al. (1986) for common galaxies. The latter study is restricted to the

Table 3. Emission-line intensities for Seyfert 2 and other strong-lined galaxies

(1)	(2) N 4507	(3) N 4941	(4) N 5236	(5) N 5236+	(6) N 5643	(7) N 5643+	(8) N 6221	(9) N 6300	(10) N 7213	(11) N 7496	(12) N 7582
$W^*(H\alpha)_n$	52.0	15.4	41.1	45.0	33.8	33.9	80.4	5.1	15.0	76.8	64.4
[O II] λ 3727	64.3	—	12.3	—	60.7	—	22.1	183.5	25.8	29.1	31.2
[Ne III] λ 3869	28.0	—	—	—	35.7	—	9.7	—	—	—	11.4
[Ne III] λ 3968	13.4	—	9.0	—	5.0	—	—	—	—	—	10.4
[S II] λ 4072	4.4	—	—	—	—	—	—	—	8.3	—	—
H δ	7.3	—	9.2	—	—	—	11.1	—	11.7	8.2	11.8
H γ	15.1	27.4	15.8	—	8.4	—	11.0	—	22.2	8.9	16.1
[O III] λ 4363	6.8	—	—	—	3.4	—	—	—	8.9	—	—
He II λ 4686	3.8	—	—	—	5.3	—	—	—	—	—	4.1
(H β) _n	37.7	29.3	29.8	—	16.0	—	23.6	18.3	16.1	27.1	27.8
(H β) _b	—	—	—	—	—	—	9.0	—	117.8	—	—
[O III] λ 5007	285.2	271.0	5.3	—	241.9	—	16.1	297.4	67.7	18.8	64.7
[N I] λ 5198	2.2	—	—	—	8.9	—	—	—	—	—	—
He I λ 5876	5.9	—	—	—	—	—	—	—	—	6.1	—
[O I] λ 6300	16.1	27.1	—	—	18.3	—	2.5	48.6	53.8	7.7	2.7
[O I] λ 6364	6.4	—	—	—	7.5	—	0.8	—	14.3	—	—
[Fe X] λ 6375	1.9	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
(H α) _n	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0	100.0
(H α) _b	85.5	—	—	—	—	—	35.4	—	317.9	—	—
[N II] λ 6584	42.4	150.0	49.9	48.5	100.3	113.0	52.9	196.9	27.5	46.2	69.1
He I λ 6678	8.4	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
[S II] λ 6717	19.7	35.2	10.5	11.7	31.2	34.9	10.3	45.4	13.2	15.0	12.1
[S II] λ 6731	26.8	36.9	10.9	11.8	33.3	34.2	12.4	51.2	11.5	12.1	15.3
[Ar III] λ 7135	7.3	—	—	—	—	8.6	—	—	—	—	—
[O I] λ 7319	—	—	—	—	—	2.8	—	—	13.2	—	—
[O II] λ 7330	9.9	—	—	—	—	4.6	—	—	—	—	—
[Ar III] λ 7751	—	—	—	—	—	1.7	—	—	—	—	—
[S III] λ 9069	—	—	—	5.8	—	26.3	—	—	—	—	—
[S III] λ 9532	—	—	—	13.8	—	65.5	—	—	—	—	—

Notes to Table 3: N numbers stand for NGC numbers. $W^*(H\alpha)$ as in Table 2. CCD spectra are indicated by crosses. The line intensities are relative to the narrow component of H α .

H α , [N II] region and we find an agreement better than 25%. This comparison is particularly important because it includes measurements reaching down a detection level as low as $W^*(H\alpha) \simeq 0.5 \text{ \AA}$ and with a maximum value of 2.5 \AA . Phillips et al. (1986) had also subtracted a stellar population.

We compare in Fig. 12, our line measurements to those derived by Véron-Cetty and Véron (1986). We have many objects in common (Table 1). However, most of their line intensities must be considered as lower limits as they have not subtracted the underlying stellar population. We have displayed in Fig. 12 only measures which are not lower limits in their study: consequently we are left with strong-lined nuclei and/or the strong lines in low-level emission nuclei ($W^*(H\alpha) > 3 \text{ \AA}$). The agreement is in general better than 30%; a large part of the scatter may be due to the stellar population contamination in their data. Remember from Figs. 1 to 3, the importance of using the appropriate population model if one wishes to disentangle the emission and absorption H β components or access weak lines which otherwise are drowned in the underlying stellar population.

Last, a comparison is shown in Fig. 13 with data by Morris

and Ward (1988), excluding Seyfert 1 nuclei. The objects in common are the strong-lined objects NGC 5643 and NGC 6221 ($W^*(H\alpha) > 30 \text{ \AA}$). This comparison is important because their data are of high quality throughout the whole optical range (IPCS and CCD detectors). They do not subtract the stellar population but its effect should be minor as the emission component largely dominates for galaxies in this sample. They also do not deblend the lines, so we have merged out H α and [N II] line measurements and have used this as a normalization. In order to test the instrumental response calibration, we compare lines over the entire spectral range and have had to apply to Morris and Ward's data the same reddening corrections as to ours. In the case of strong lines the agreement is better than 5%. For weak lines it is in the 10 to 20% range, possibly degraded by some residual stellar population contamination in their data or by a larger error on the instrumental response at [O II] λ 3727 in IDS data.

Overall, these confrontations are satisfactory and demonstrate that such line measurements can be trusted within an accuracy of 20%. Let us now turn to the analysis of the physical properties of the gas in galaxies from our sample.

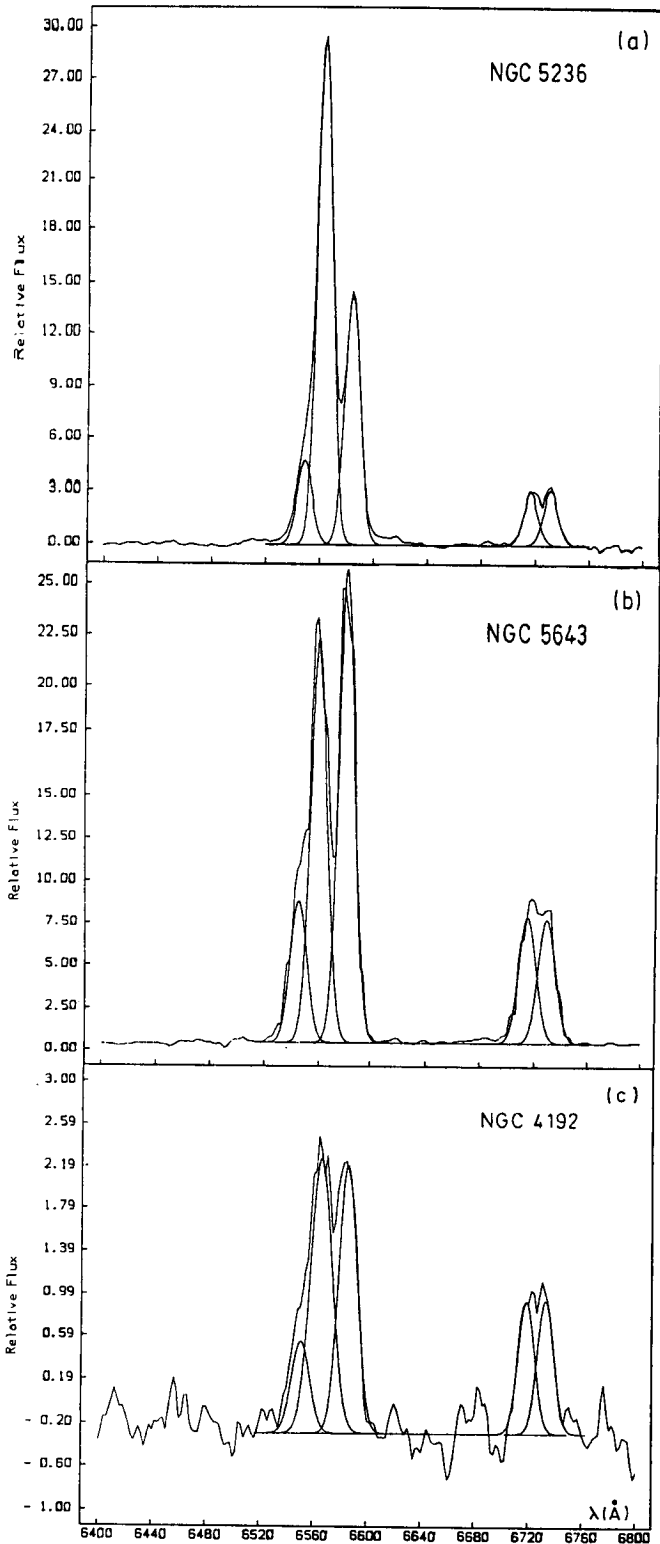


Fig. 4a-c. The deblending in the $H\alpha$, $[N II]$, $[S II]$ region for different emission levels and relative intensities. Units as in Fig. 1

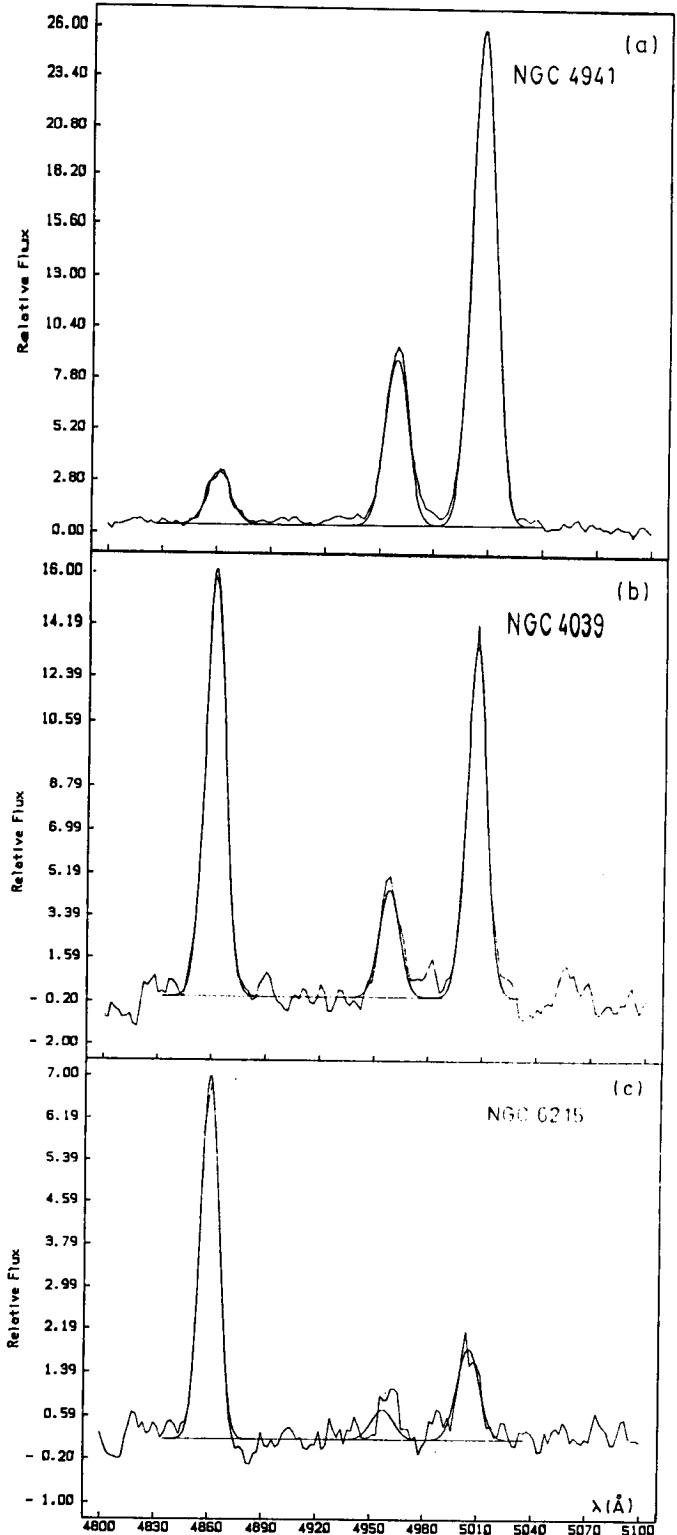


Fig. 5a-c. The gaussian fits in the $H\beta$, $[O III]$ region for different emission levels and relative intensities. Units as in Fig. 1

5. Physical properties of the gas in a sample of 92 galaxies

5.1. The $[N II]/H\alpha$ line ratio: metallicity or excitation effect?

We study the properties of the emission component with respect to the host galaxy morphological type and underlying population using the $[N II] \lambda 6584$ line which is observed in all objects from our sample. We show in Fig. 14a, $[N II]/H\alpha$ histograms for the galaxies separated according to morphological types and in Fig.

14b, comparative histograms for amorphous galaxies, $H II$ regions and Seyfert galaxies. We conclude that for all morphological types there is a wide range of values of the $[N II]/H\alpha$ line ratio. We have displayed in Fig. 15 the same line ratio in galaxies separated according to their underlying model population template. For the underlying populations S1, S2, E1, E2 and E5 which correspond to an equally high metallicity (Bica, 1988), the range of $[N II]/H\alpha$ values is still broad. We recall that in this

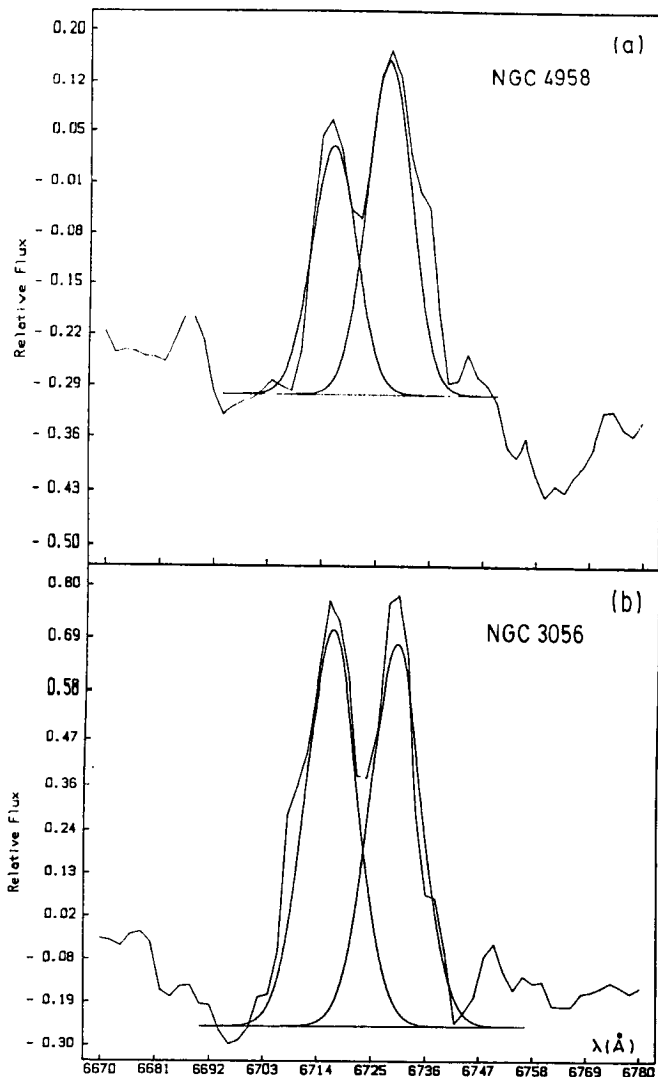


Fig. 6a and b. The gaussian fits in the [S II] region, for different emission levels and relative intensities. Units as in Fig. 1

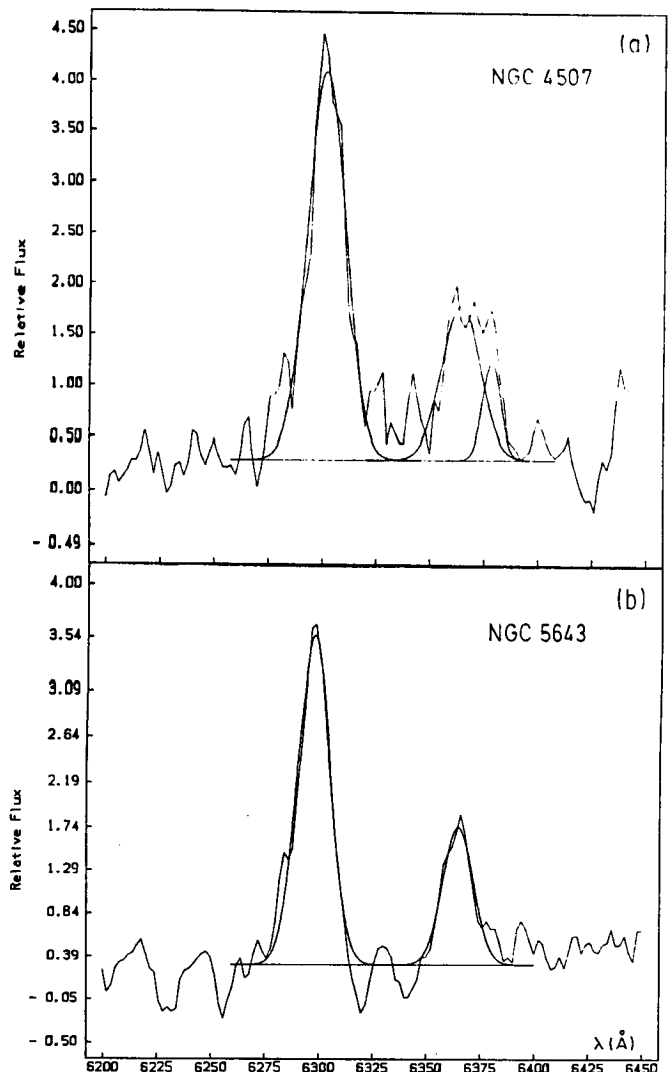


Fig. 7a and b. The gaussian fits in the [O I], [Fe X] region. Units as in Fig. 1

series of papers, (Z/Z_{\odot}) stands for the global metallicity which is mainly represented by the iron-peak elements. As the metallicity is essentially the same in these objects we conclude that there is a wide range in excitation among them. A solar or slightly above solar metallicity is encountered in groups S3, S4, S5, S6 and S7. The $[N II]/H\alpha$ line ratio in objects with underlying populations S3, S4, shows as well a wide range in excitation. However for groups S5, S6 and S7 this ratio is systematically shifted towards lower values (higher excitation) as is the case for the $H II$ regions in Fig. 14b. In fact, the stellar populations in groups S5 to S7 are considerably bluer than in groups S1 to S4 and their population synthesis indeed requires very young components (Bica, 1988). Groups E4 and E8 correspond to low luminosity metal poor stellar populations (Bica, 1988) and the low $[N II]/H\alpha$ values encountered in objects with such underlying populations could be assigned to both excitation and low metallicity.

It can also be concluded from the comparison between Figs. 14a and 15 that the underlying population in the nuclear region bears more relationship to the gas component than the morphological type of the host galaxy does.

The $[S II] \lambda\lambda 6717, 31$ lines are measured for 88% of the objects in our sample (Tables 2 to 5). We show in Fig. 16 the relationship between line ratios $[S II]/H\alpha$ and $[N II]/H\alpha$. There is a good

correlation, thus suggesting that the above conclusions for $[N II]$ are also valid for the $[S II]$ lines. However some scatter is present which could arise from a different dependence of one of the ions on metallicity or excitation (Phillips et al., 1986). Indeed, there is observational evidence that excitation can explain much of the enhancement of the $[N II]/H\alpha$ ratio in spiral nuclei (Pagel, 1983).

We show in Figs. 17a and 17b respectively the $[N II]/H\alpha$ and $[S II]/H\alpha$ line ratios vs total galaxy magnitude M_B . The SMC and LMC $H II$ regions have been included as well. There is a trend with M_B , although at constant high luminosity there is a considerable scatter in the line ratios.

In Figs. 18a and 18b the same line ratios are plotted against the sum of the equivalent widths of the best metallicity indicators in the visible spectrum, $CN \lambda 4200$ and $(Mg I + Mg H) \lambda 5175$, whenever available (BA 87a). Again, objects with a high metallic content exhibit a large spread of their $[N II]/H\alpha$ and $[S II]/H\alpha$ line ratios. Finally, we show in Figs. 19a and 19b, the same line ratios against the maximum metallicity attained in the stellar population according to population synthesis models of Bica (1988). Thus we are testing the gas line ratios directly against the metallicity of the most recent generation of stars in the galaxy nuclei. For the LMC and SMC we have adopted the average metallicity attained in the $H II$ region sample $[Z/Z_{\odot}] = -0.5$

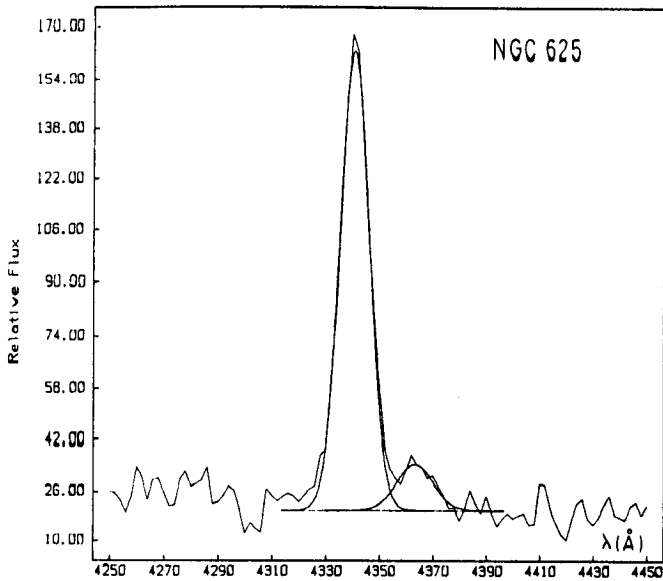


Fig. 8. The gaussian fit in the $H\gamma$, [O III] λ 4363 region. Units as in Fig. 1

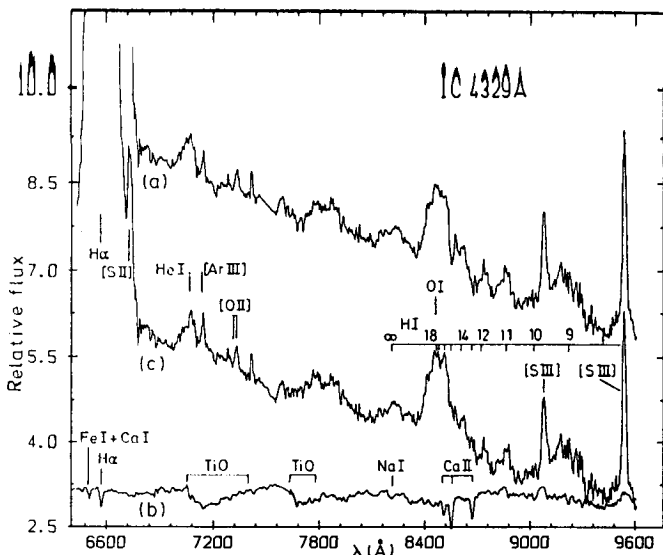


Fig. 9a–c. Illustration of the subtraction procedure in the near-infrared region for the active nucleus in IC 4329 A. a Observed spectrum corrected for reddening; b template population; c subtracted spectrum. See Sect. 4.1 for detail

and $[Z/Z_{\odot}] = -0.9$ respectively (Bica et al., 1986). It is obvious that the dispersion among metal-rich galaxies persists indicating that another parameter, excitation, plays an important role then. Nevertheless, Fig. 19 also indicates that metallicity is important as well. According to Figs. 17 to 19, the $[N II]/H\alpha$ line ratio correlates better with metallicity indicators than $[S II]/H\alpha$ does, suggesting that nitrogen is indeed more closely related to the global metallicity than sulphur.

5.2. Reddening in the line-emitting regions

All reddening sources extrinsic to the line-emitting regions have been taken into account (Sect. 3). It should be noted that none of these corrections is based upon the $H\alpha/H\beta$ line ratio. They were estimated according to the object's Galactic latitude $|b|$, the stellar population absorption lines and the stellar population continuum distribution (Table 1).

The $H\beta$ gaseous emission component is very often critically entangled with the stellar absorption component. The stellar

population subtraction with a proper model template has, however, provided reliable measurements of $H\beta$ in emission (Tables 2 to 5). So we have now 43 objects in our sample with $H\beta$ and $H\alpha$ line measurements corresponding to the pure emission component, as it would appear to an observer located just outside the ionized gas regions. We provide in Fig. 20 an histogram of the observed line ratio $H\alpha/H\beta$ and the corresponding $E(B - V)$ values assuming the recombination theory *B* case. We have divided our sample into E to Sb (Fig. 20a) and Sc (Fig. 20b) galaxies. The former group contains mostly classical LINERS and the latter mostly H II region nuclei (Heckman, 1980a,b). Both subsamples exhibit a $H\alpha/H\beta$ peak around the value 4.2, indicating that a typical value of the color excess is $E(B - V) = 0.35$. Some of the values in Fig. 20a fall below the dereddened value 2.86: they correspond to objects with an emission component so weak with respect to the stellar population that the error bar on $H\beta$ is then certainly larger than for the rest of the sample.

As a comparison we show in Figs. 20c and 20d respectively the same quantity for the H II region and for the Seyfert samples.

The H II regions are clearly peaked around $H\alpha/H\beta = 4.2$. Considering that the Seyfert subsample is small, its distribution is compatible with the rest of the objects. The complete histogram (Fig. 20) is highly peaked around the value 4.0 and thus we conclude that when all foreground sources of reddening are properly taken into account, the dust to gas ratio within the line-emitting regions of such a wide variety of objects is remarkably uniform.

We cannot perform any detailed line profile study in the case of Seyfert 1 nuclei, owing to the low spectral resolution of our data. However, the gaussian fitting procedure required at least three components for each of the Balmer lines ($H\alpha$, $H\beta$ and $H\gamma$). We show in Table 6 the derived $H\alpha/H\beta$ ratios for each component. At least for the present objects there is a tendency towards smaller $H\alpha/H\beta$ ratios for the broad component (BLR). Assuming the recombination theory *B* case, this would imply a smaller dust/gas ratio in the BLR than in the NLR. However the high density regime in the BLR is known to significantly lower the Balmer decrement (e.g. Canfield and Puetter, 1981).

5.3. Electron density in the line emitting region

For 65 objects it was possible to deblend the $[S II] \lambda\lambda 6717, 31$ pair (Tables 2 to 5). Assuming a mean electron temperature $T_e = 10\,000$ K, we can estimate the electron densities for the line emitting region in our sample (McCall, 1984). We show in Fig. 21, the line ratio $[S II] \lambda 6717/[S II] \lambda 6731$ histograms for different classes of objects and the corresponding electron densities. We show respectively in Fig. 21a galaxies of morphological types from E to Sb; in Fig. 21b, Sc galaxies; and for comparison in Fig. 21c, the amorphous nuclei and normal H II regions; finally in Fig. 21d, Seyfert nuclei. The distributions are peaked around $N_e = 6 \cdot 10^2 \text{ cm}^{-3}$. They are in general asymmetric with a steeper slope towards the high density limit (HDL), as the $[S II]$ lines then get collisionally de-excited.

3. Grouping low-level emission galaxy nuclei to access weak lines: a clue to their ionization mechanism

6.1. Rationale of the grouping method

Shock models were early proposed to account for the excitation in LINERS (Koski and Osterbrock, 1976). But later, alternatives

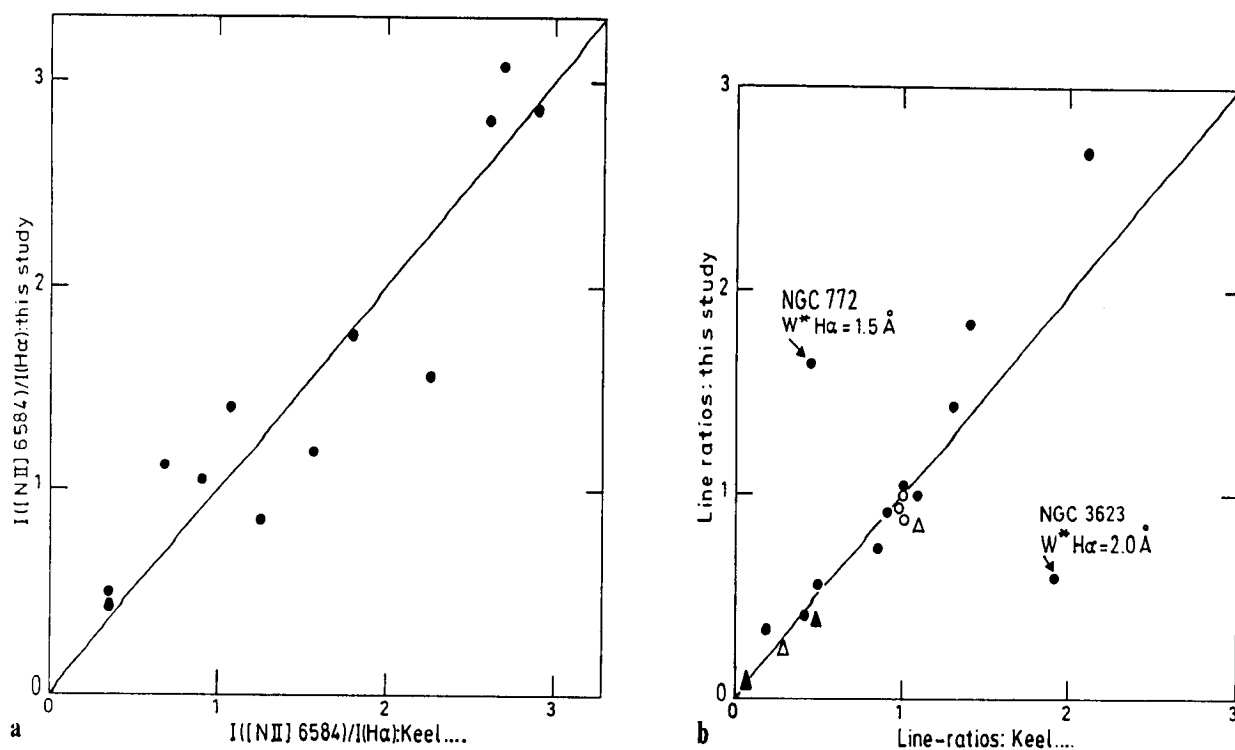


Fig. 10a and b. Comparison of our results with those earlier derived by Keel et al. (1983, 1985). a For the $[\text{N II}] \lambda 6584/\text{H}\alpha$ line ratio; b for various other line ratios: black dots: $[\text{S II}] \lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$; open circles: $[\text{S II}] \lambda 6717/[\text{S II}] \lambda 6731$; black triangles: $[\text{O I}] \lambda 6300/\text{H}\alpha$; open triangles: $[\text{O III}] \lambda\lambda 4959, 5007/\text{H}\beta$

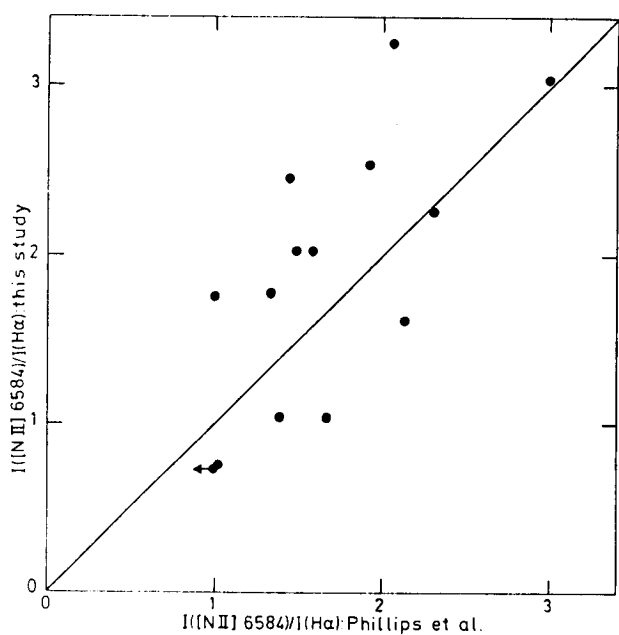


Fig. 11. Comparison of our results to the ones obtained by Phillips et al. (1986), for the line ratio $[\text{N II}] \lambda 6584/\text{H}\alpha$

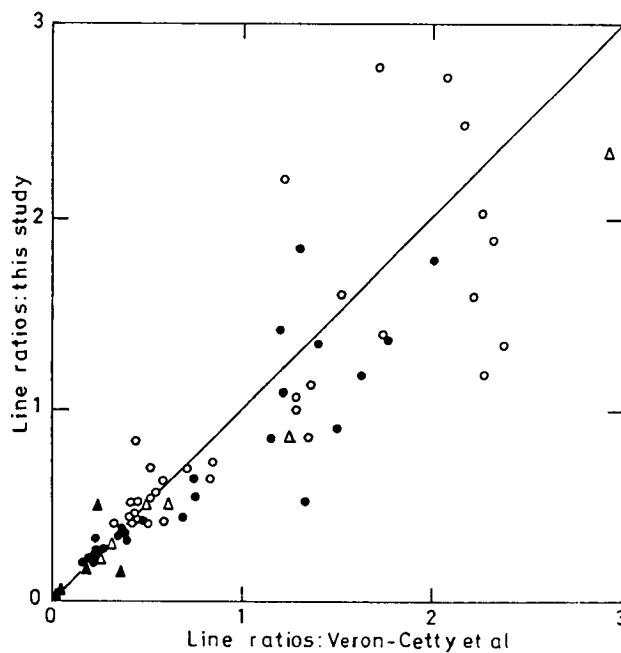


Fig. 12. A confrontation between our measurements and those from Véron-Cetty and Véron (1986) for various line ratios: black dots: $[\text{S II}] \lambda\lambda 6717, 6731/\text{H}\alpha$; open circles: $[\text{N II}] \lambda 6584/\text{H}\alpha$; black triangles: $[\text{O I}] \lambda 6300/\text{H}\alpha$; open triangles: $[\text{O III}] \lambda 5007/\text{H}\beta$

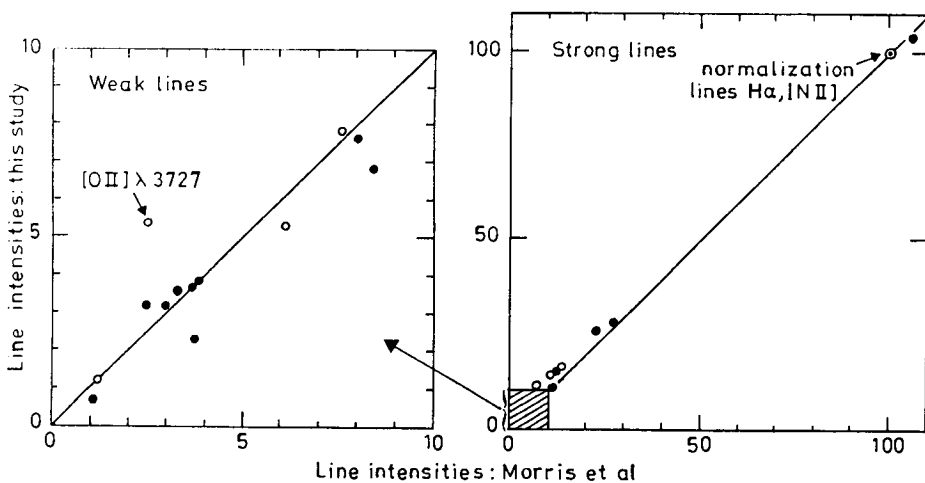


Fig. 13. Comparison of our line measurements to those obtained by Morris and Ward (1988) in 2 galaxies: black dots: NGC 5643; open circles: NGC 6221

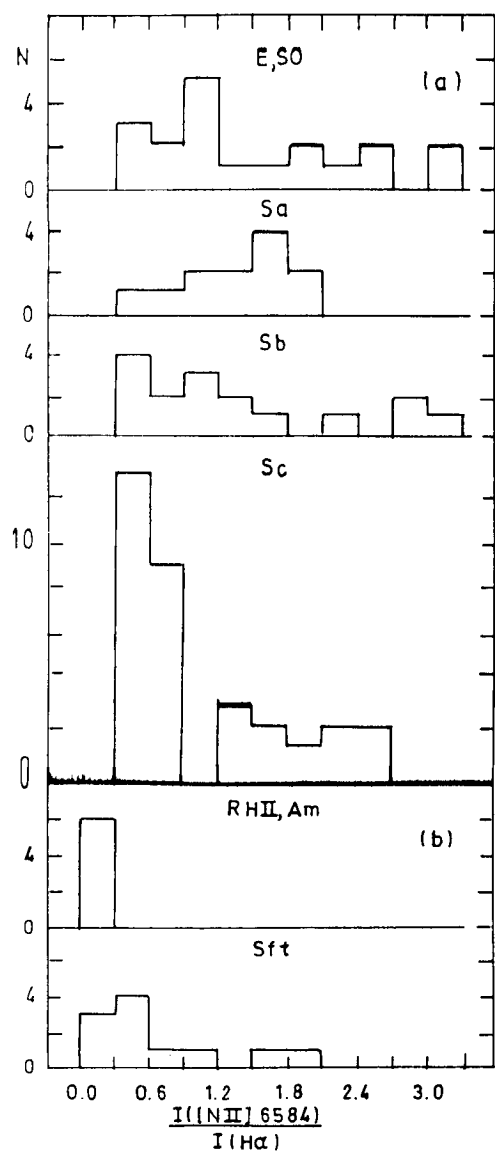


Fig. 14. a Histograms of the $[N II] \lambda 6584/H\alpha$ line ratio for galaxies of different morphological types; b comparative histograms for H II regions and amorphous galaxies and for Seyfert nuclei

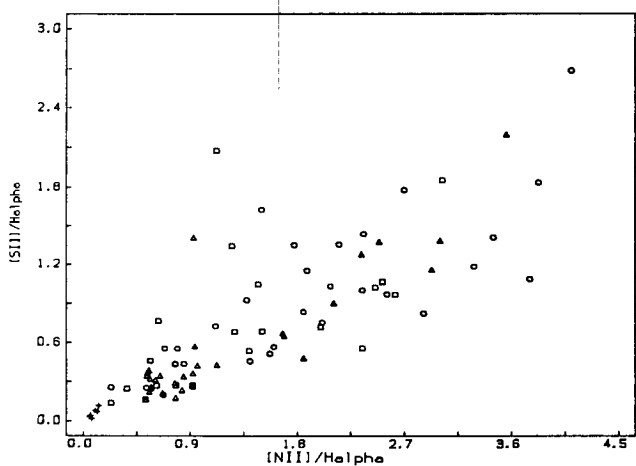


Fig. 16. Correlation between $[S II]/H\alpha$ and $[N II]/H\alpha$ line ratios. Circles represent morphological types E to Sb; triangles, Sc galaxies; plus signs, amorphous galaxies and H II regions; squares, Seyfert nuclei

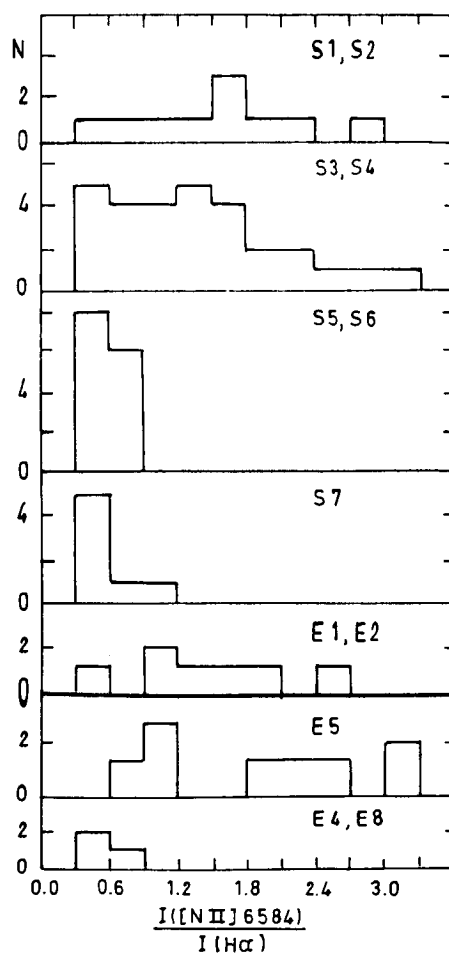


Fig. 15. Histograms of the $[N II] \lambda 6584/H\alpha$ line ratio as a function of the underlying spectral type of the nuclear population

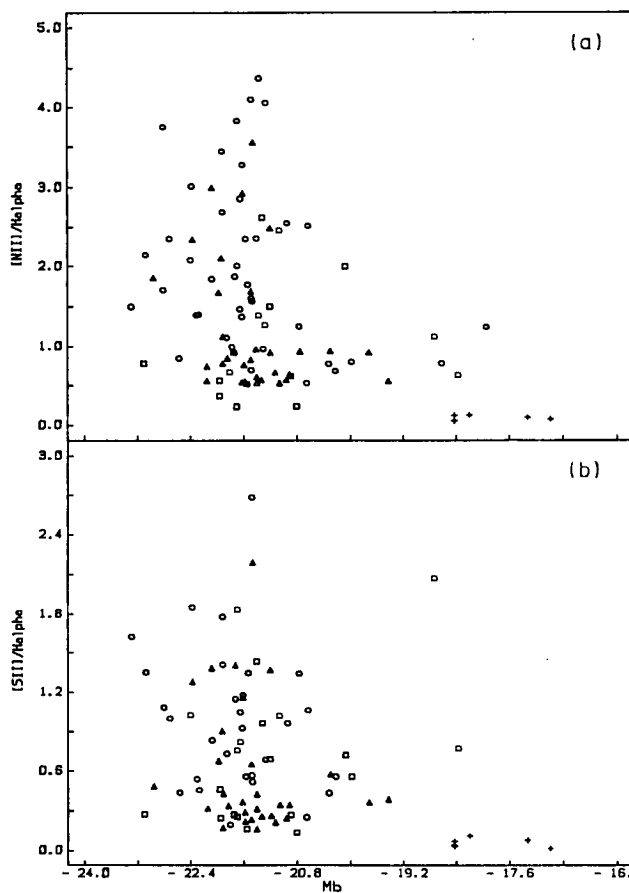


Fig. 17. a The $[N II]/H\alpha$ line ratio vs. absolute magnitude M_B ; b same plot for the $[S II]/H\alpha$ line ratio. Symbols as in Fig. 16

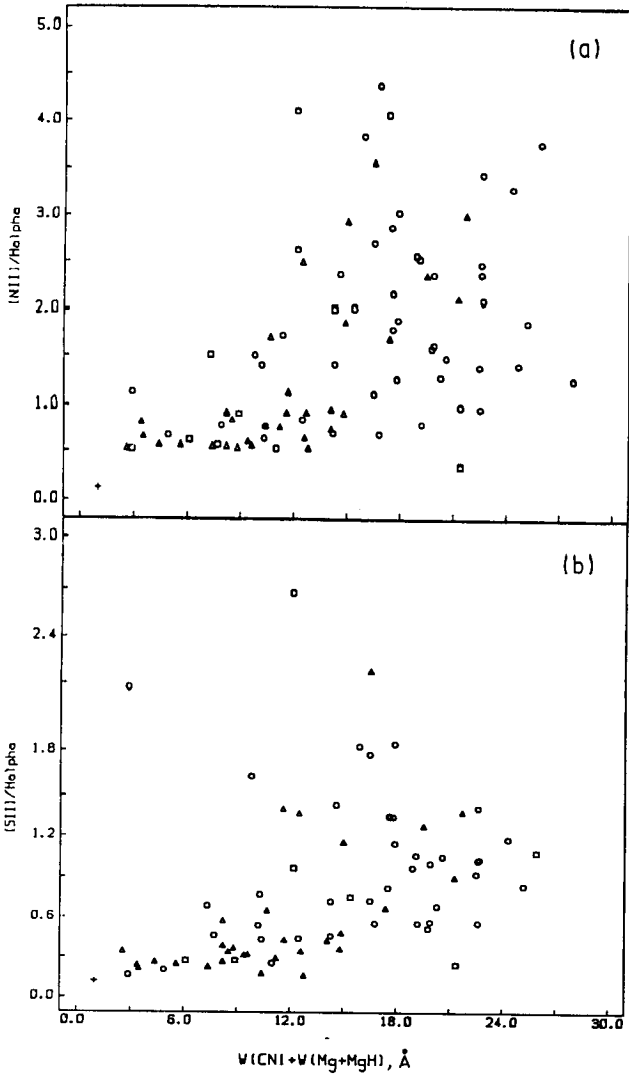


Fig. 18. a The [N II]/H α line ratio vs. $W(\text{CN}) + W(\text{Mg} + \text{MgH})$; b idem for the [S II]/H α line ratio. Symbols as in Fig. 16

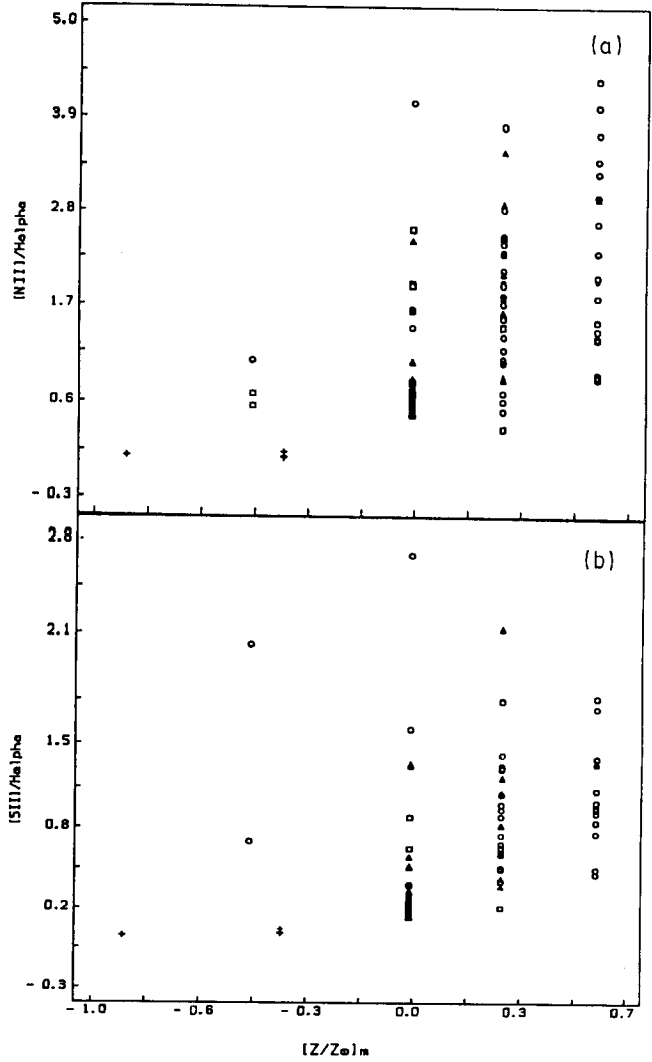


Fig. 19. a The [N II]/H α line ratio vs. maximum metallicity attained in the stellar population $[Z/Z_{\odot}]_m$; b idem for the [S II]/H α line ratio. Symbols as in Fig. 16

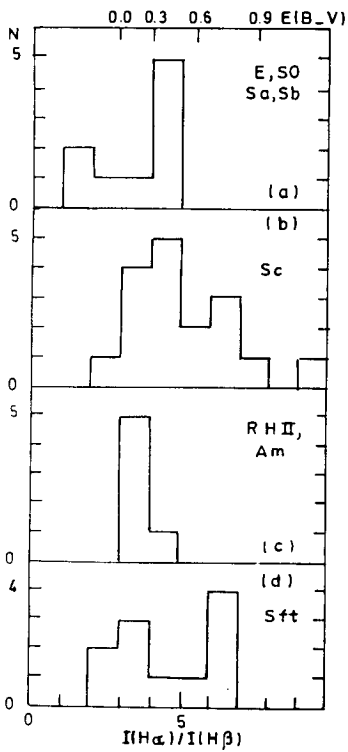


Fig. 20a-d. Histograms of the H α /H β line ratio. Upper scale gives the corresponding color excess

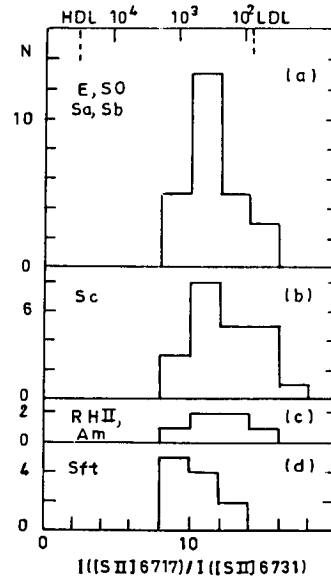


Fig. 21a-d. Histograms of the [S II] $\lambda 6717$ /[S II] $\lambda 6731$ line ratio. Upper scale displays the corresponding electron density. HDL and LDL mean respectively high and low density limit

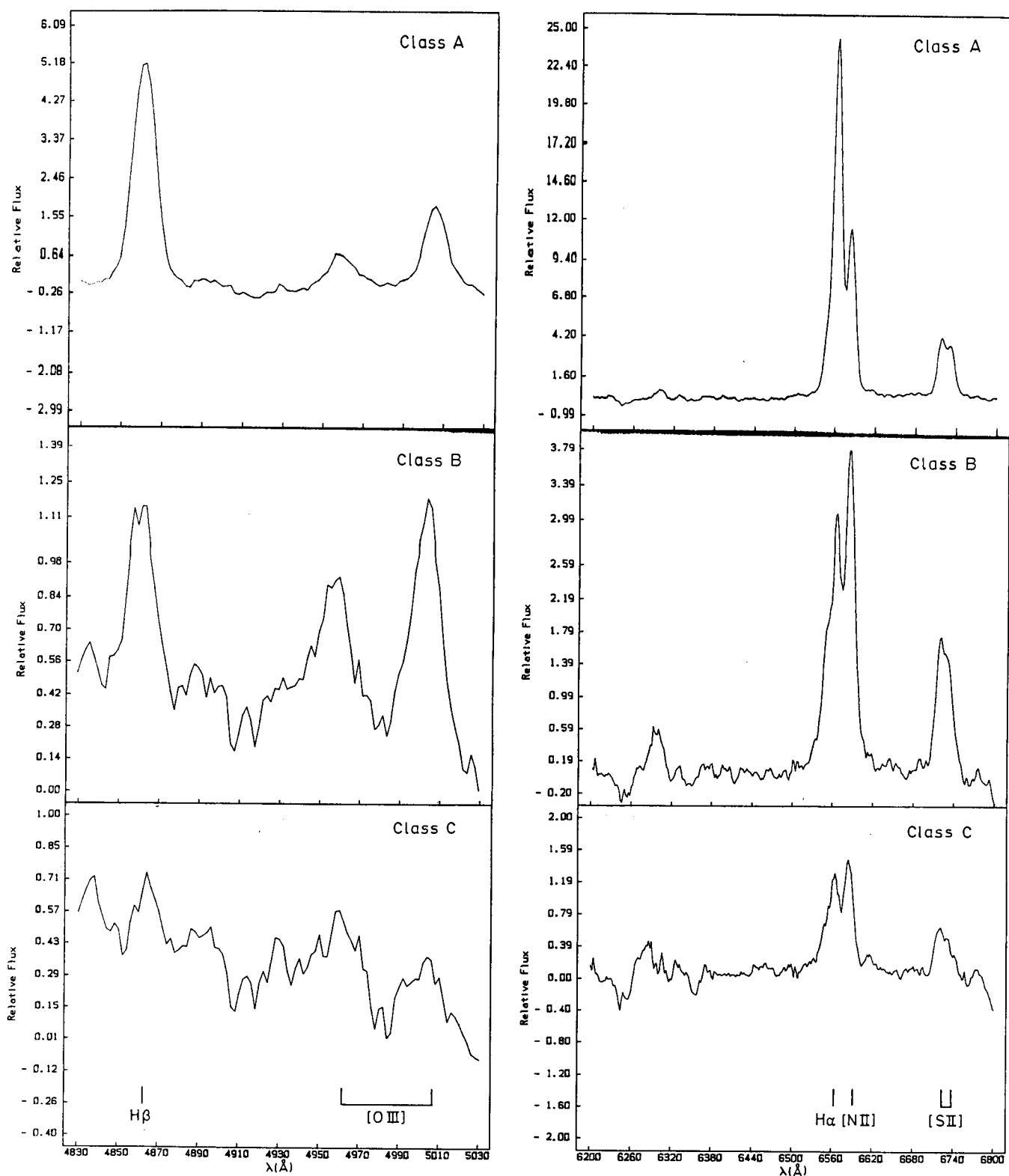


Fig. 22. Galaxy classes A, B and C in order of decreasing emission level. Left panel shows the H β , [O III] region; right panel shows the [O I] $\lambda 6300$, H α , [N II], [S II] region. Both regions are from IDS spectra. Flux is in arbitrary unit

6.3. Discussion

For our galaxy classes A, B, and C, in order of decreasing emission level, we present in Fig. 22 the H β , [O III] and [O I] $\lambda 6300$, H α , [N II], [S II] regions from IDS spectra, and in Fig. 23, the [S II] and [S III] $\lambda 9532$ regions from CCD spectra.

The characteristic emission spectrum of class A objects corresponds to nuclear H II regions as classified by Heckman

(1980a). Indeed, in terms of their underlying population all objects of class A belong to the S7, S6 and S5 spectral groups for which a young stellar component is known to be present according to the population synthesis in Bica (1988). The average emission spectrum of class B objects is that of classical LINERS (Heckman, 1980b; Keel, 1983) and indeed strong LINERS like NGC 4579 from Keel's sample are included in our galaxy group B. Objects of class C differ from those of class B in showing a

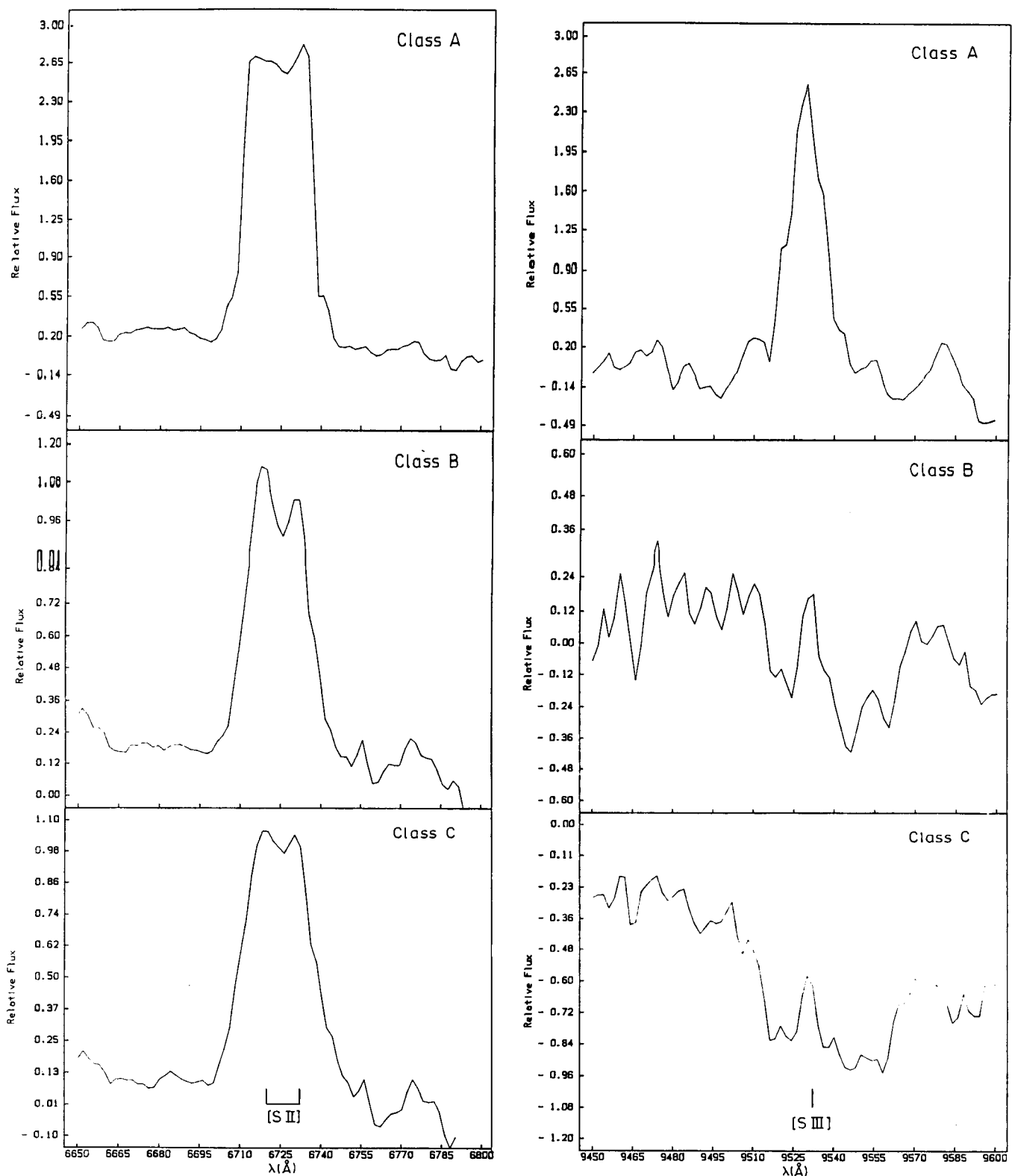


Fig. 23. Galaxy classes A, B and C in order of decreasing emission level. Left panel shows the line pair [S II] $\lambda\lambda$ 6717, 6731; right panel shows the [S III] λ 9532 line. Both regions are from CCD spectra. Flux is in arbitrary unit

slightly lower excitation and a considerably lower emission level: $W^*(H\alpha) = 4.6 \text{ \AA}$ in group B, while $W^*(H\alpha) = 1.7 \text{ \AA}$ in group C. In groups B and C, the underlying population is largely dominated by a red old component.

For each class we have listed in Table 8 the number of objects in morphological type and absolute magnitude boxes. Group A contains mostly Sb and Sc galaxies, while emission-line nuclei from groups B and C can be found in all morphological galaxy

types. Thus we emphasize that Sc galaxies are not necessarily associated with nuclear H II regions but may also host classical LINERS or low-level emission nuclear sources as represented by the average spectrum of class C objects.

We have deblended and measured the intensity of emission lines in our three groups as explained in Sect. 4. Results are given in Table 9, normalized to $I(H\alpha) = 100$. The upper line for each group lists intensities measured from IDS spectra, and the lower

Table 8. Distribution of galaxy types within each class

Group A	E	S0	Sa	Sb	Sc
$M_B < -22$				2	2
$-22 < M_B < -21$				1	15
$M_B > -21$				1	4
Group B	E	S0	Sa	Sb	Sc
$M_B < -22$	1		2	1	1
$-22 < M_B < -21$	1	2	3	4	3
$M_B > -21$				1	2
Group C	E	S0	Sa	Sb	Sc
$M_B < -22$	2		1	2	2
$-22 < M_B < -21$	4	3	3	4	3
$M_B > -21$		3	3		

one lists those obtained from CCD spectra. We also show in Column 2 the pure emission value that $W^*(H\alpha)$ would have for a continuum height corresponding to the stellar population. Notice that the offset between $W^*(H\alpha)$ as measured from IDS and CCD spectra is small considering that the galaxies with CCD spectra are a subsample of the IDS set. Also, for both samples the line ratios $[NII]/H\alpha$ and $[SII]/H\alpha$ are compatible. In Column 13 we provide the $H\alpha/H\beta$ line ratio which indicates that another faint source of reddening, intrinsic to the line-emitting region, must be taken into account. Assuming case B recombination theory for the Balmer decrement, we have calculated the corresponding color excess $E(B - V)$ which is given in the last column of Table 9. Table 10 lists dereddened intensities normalized to $I(H\alpha) = 100$. We recall that the individual spectra used to build up the average spectrum for each class of objects had been previously corrected for sources of reddening *external* to the line emitting regions, according to the procedure described in Sect. 3. The reddening *internal* to the line-emitting regions in objects of classes A, B and C makes the $H\alpha/H\beta$ line ratio be around 4 (Table 10), similar to that observed in individual strong-lined galaxy nuclei (Sect. 5.2). Thus, we find evidence that, on average, weak-lined and strong-lined galaxy nuclei have a similar dust content—in terms of gas/dust ratio—.

Following DPW we have plotted in Fig. 24 the line ratios $[SII]/H\alpha$ vs. $[SIII]/H\alpha$, and in Fig. 25 $[SII]/[SIII]$ vs. $[OII]/[OIII]$ for the characteristic spectra in groups A, B and C. We have indicated with an arrow, the effect of internal reddening. We have also displayed whenever possible, values corresponding to HII regions, to Seyfert-like, Seyfert 2 and the narrow line region of Seyfert 1 nuclei. Notice that these points are in fair agreement with the loci of similar objects in DPT's analysis. As expected, the characteristic spectrum for class A objects tends to look like that of normal HII regions, although it is less excited. This lower excitation, as denoted by a lower $[OIII]/H\beta$ line ratio is not necessarily due to higher metallicity. Indeed HII regions in nuclei are spatially very crowded (Sersic and Pastoriza, 1965). The question of HII region evolution has been discussed by Copetti et al. (1986). This lower $[OIII]/H\beta$ line ratio may

Table 9. Emission line measurements for each class of objects, A, B, and C

	$W^*(H\alpha)$	$[OII]3727$	$H\beta$	$[OIII]5007$	$[OI]6300$	$H\alpha$	$[NII]6584$	$[SII]6717$	$[SII]6731$	$[SIII]9069$	$[SIII]9532$	$H\alpha/H\beta$	$E(B - V)$
A	IDS	19.1	23.2	9.1	3.1	100	48.6	15.0	13.3			4.3	0.38
	CCD	28.9				100	53.5	12.6	13.0	5.6	13.1		
B	IDS	4.6	71.2	25.8	33.1	100	149.9	57.9	42.5			3.9	0.28
	CCD	4.0		43.5		100	94.6	32.9	29.2	3.0	12.1		
C	IDS	1.7	≤ 150.1	19.8	63.7	100	136.3	49.0	35.1			5.1	0.53
	CCD	2.3		34.4		100	168.1	68.8	65.6	3.6	7.3		

Table 10. Relative line intensities corrected for intrinsic reddening, in the mean spectra corresponding to objects classes A, B and C

	[O II] 3727	H β	[O III] 5007	[O I] 6300	H α	[N II] 6584	[S II] 6717	[S II] 6731	[S III] 9069	[S III] 9532
A {IDS	39.9	34.9	13.1	3.2	100	48.5	14.6	12.8		
A {CCD					100	53.3	12.3	12.6	4.0	9.0
B {IDS	122.4	34.8	57.0	34.4	100	149.5	56.7	41.6		
B {CCD					100	94.3	32.3	28.5	2.3	9.2
C {IDS	≤ 419.5	35.0	57.4	68.6	100	135.6	47.2	33.6		
C {CCD					100	167.3	66.1	62.7	2.2	4.3

simply reflect an accumulation of H II regions at different evolutionary stages, dominated by old, less excited H II regions. The fact that a considerable fraction of the underlying stellar population ranges at ages from 10^7 to $3 \cdot 10^8$ yr, particularly in group S7 (Bica, 1988), indicates that star formation has been occurring over a long period and suggests that components in the stellar population have ages distributed between $5 \cdot 10^6$ to 10^7 yr, corresponding to the late stages of an H II region evolution.

The characteristic spectrum for class C objects is unambiguously located in both diagrams in the shock-excited region with shock velocity in the range $100\text{--}200 \text{ km s}^{-1}$. The reddening arrows show that this conclusion would not be affected by internal reddening. We would like to stress that *this result could be obtained only because we have considerably lowered the detection level of faint emission lines by grouping objects and averaging spectra selected on the basis of their strong emission line characteristics*. We have interpreted the relative emission peak at $\lambda 9532$ (Fig. 23) in the average spectra corresponding to groups B and C as a positive detection of the [S III] $\lambda 9532$ line. The water vapour high spatial frequency residuals tend to cancel out in the average spectrum owing to the different redshifts of the galaxies. Lower spatial frequency residuals, however tend to remain, like the depression where this line is located. We think this does not affect seriously the [S III] $\lambda 9532$ line measurement, as long as a local continuum is used: we have also measured the [S III] $\lambda 9068$ line and find indeed a consistent line intensity ratio (Tables 9 and 10).

The characteristic spectrum for class B objects sits at an intermediate position between shock-excited and photoionization model, nearer to the former, however LINERS in DPW's sample fall closer to photoionization models, as NGC 1052 which we have also plotted in Figs. 24 and 25 using DPT's data. The sequence from C to B and to DPW's objects plus NGC 1052 is a sequence of increasing intensity of the emission component relative to the stellar population. The diagrams also show that the emission line characteristics on average vary along this sequence.

We also used the diagnostic diagrams described in Baldwin, Phillips and Terlevich (1981, hereafter BPT) in order to check the consistency of our results. In Fig. 26 we have plotted the line ratios $[\text{N II}] \lambda 6584/\text{H}\alpha$ vs. $[\text{O II}] \lambda 3727/[\text{O III}] \lambda 5007$ and as expected the average class A object falls in the area of H II regions whereas class B and class C (upper limit in $[\text{O II}] \lambda 3727$) objects are in the shock-excited region. The same conclusion can

be derived from Fig. 27 in which we have displayed the $\langle E \rangle$ index as defined in BPT against the line ratio $[\text{O II}] \lambda 3727/[\text{O III}] \lambda 5007$. It would be important to measure more precisely the $[\text{O II}] \lambda 3727$ line intensity for objects of class C, in order to refine the diagnostic. The latter two diagnostic diagrams are used only as a consistency check because recent photoionization models by Ferland and Netzer (1983) now span the "shock-excited" locus in Fig. 26 only by varying the chemical abundance and

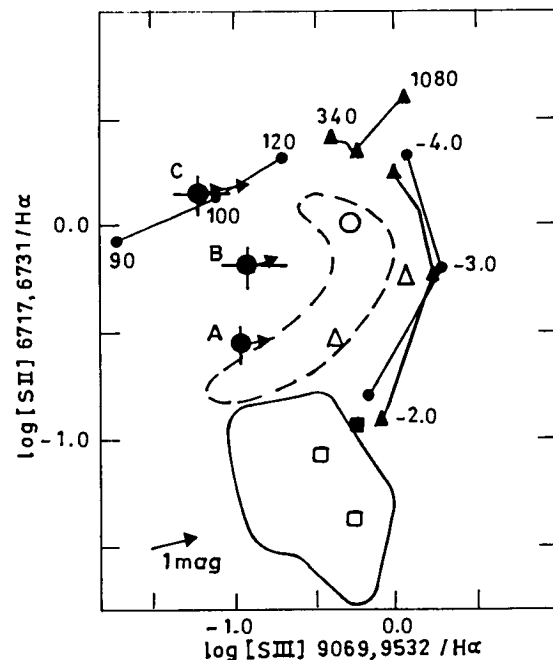


Fig. 24. Logarithmic plots of line intensity ratios $[\text{S II}]/\text{H}\alpha$ versus $[\text{S III}]/\text{H}\alpha$. Theoretical models as in DPW: labels 90 to 1080 represent velocities in km s^{-1} of the shock-wave model; -2.00 to -4.00 represent $\log(U)$ for photoionization models; black dots labelled A, B and C refer to our line-emission classes: an open circle represents NGC 1052 according to DPT; the area delineated by a continuous line contains H II regions (DPW); that delineated by the dashed line DPW's LINERS and NLR in Seyfert 1 galaxies; open squares are H II regions from our sample; the filled square corresponds to the H II region nucleus in the amorphous galaxy NGC 5323; open triangles stand for Seyfert-like galaxies from our sample

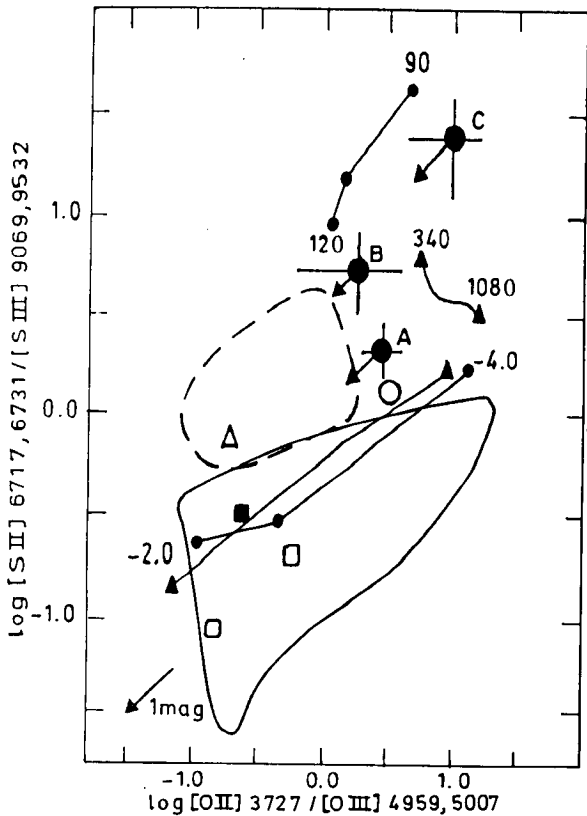


Fig. 25. Same as Fig. 24 but for the line-ratios $[S II] / [S III]$ vs. $[O II] / [O III]$

ionization parameter. But we would like to stress the fact that models by Ferland and Netzer (1983) or diagrams in BPT use line-ratios in the visible region only: these line-ratios are not sensitive discriminators of the excitation mechanism, in contrary to $[S III] \lambda\lambda 9069, 9532$ and $[S II] \lambda\lambda 6717, 6731$ (DPW, DPT). As far as we are aware, no attempt has been made, from a theoretical point of view, to test whether the shock-excited locus involving $[S III]$ lines in Figs. 24 and 25 can be spanned by some combination of parameters in photoionization models; it would be important to test this possibility.

7. Concluding remarks

We have analyzed the emission-line properties of a sample of 92 galaxies after having subtracted appropriate absorption templates and corrected the spectra for all sources of reddening extrinsic to the line-emitting regions. Our galaxy sample being from the Shapley-Ames Catalogue, the observations correspond, on average, to the central Kpc^2 . We find that the $[N II] \lambda\lambda 6548, 84$ lines are slightly more sensitive to metallicity effects than are the $[S II] \lambda\lambda 6717, 31$ lines. However, both lines are very sensitive to excitation as well. The distribution of the $H\alpha/H\beta$ line ratio as found in the pure line-emitting regions is peaked around the same value 4.2 suggesting a similar dust to gas content in these regions for classes of objects as different as $H II$ regions, classical LINERS, Seyfert 2 and NLR of Seyfert 1 nuclei. The distribution of the electron density in the line emitting regions of our sample galaxies is sharply peaked around $N_e = 6 \cdot 10^2 cm^{-3}$.

In order to push down the detection level for measuring critical weak emission lines, we have built from a subsample of 76 low-level emission galaxy nuclei, the average spectra corresponding to three classes of objects selected through their strong

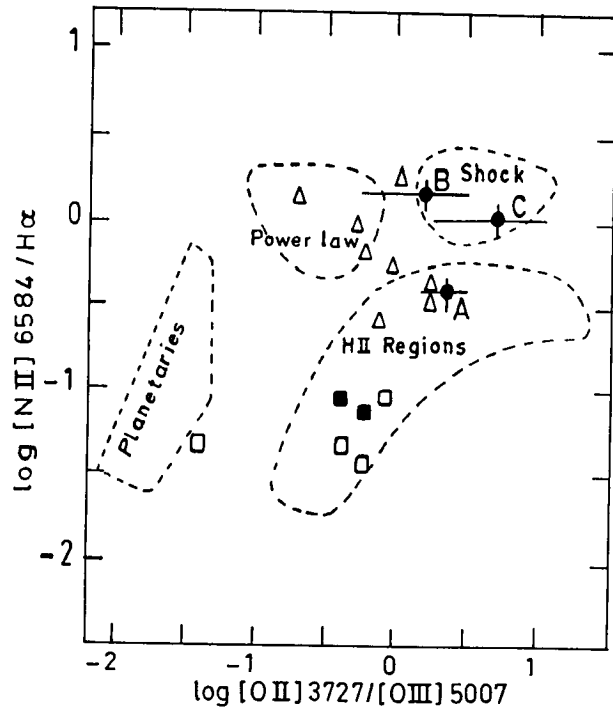


Fig. 26. Logarithmic plots of the line intensity ratios $[N II] \lambda 6584 / H\alpha$ versus $[O II] \lambda\lambda 3727, 29 / [O III] \lambda 5007$. We have indicated the regions containing most of BPT's objects. Symbols as in Fig. 24

emission line characteristics. Class A objects correspond to nuclear $H II$ regions, class B objects represent classical LINERS within an intrinsic luminosity range and class C objects are extremely low-level emission galaxy nuclei. We have been able to measure emission lines to an unprecedented weak level, in particular the $[S III] \lambda\lambda 9069, 9532$ lines. These results allow to set constraints on the ionization mechanism at work in each class of objects. In particular, we find evidence that in extreme low-level emission objects of class C, with $W^*(H\alpha) \leq 2 \text{ \AA}$, the emission line spectrum arises from shock-ionized gas. For higher level emission objects of classes B and A, photoionization sources become progressively dominant.

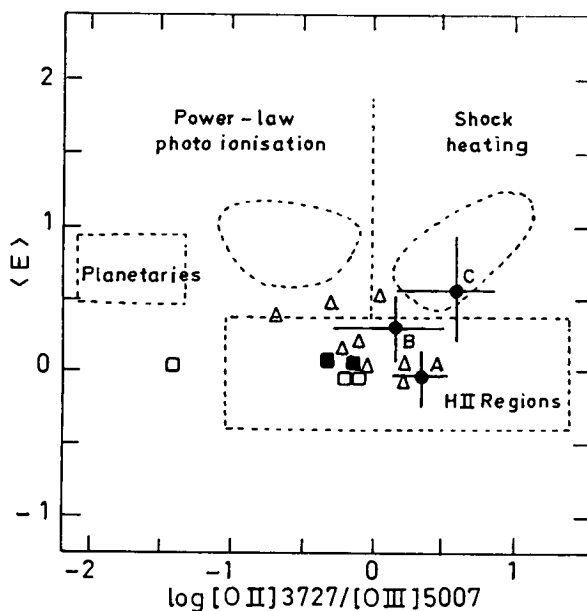


Fig. 27. The index $\langle E \rangle$ as defined in BPT vs. $\log([O II] \lambda\lambda 3727, 29 / [O III] \lambda 5007)$. Regions and symbols as in Fig. 26

Acknowledgements. E.B. and C.B. acknowledge the Brazilian Institution CNPq for fellowship. In addition, E.B. thanks the Observatoire de Paris for financial support through a temporary assistant position. We are finally indebted to B. Pagel for interesting comments on an earlier version of this work.

References

- Baldwin, J.A., Phillips, M.M., Terlevich, R.: 1981, *Publ. Astron. Soc. Pac.* **93**, 5
- Bica, E., Alloin D.: 1986a, *Astron. Astrophys.* **162**, 21
- Bica, E., Alloin D.: 1986b, *Astron. Astrophys.* **166**, 83
- Bica, E., Alloin D.: 1987a, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **70**, 281
- Bica, E., Alloin D.: 1987b, *Astron. Astrophys.* **186**, 49
- Bica, E., Dottori, H., Pastoriza, M.: 1986, *Astron. Astrophys.* **156**, 261
- Bica, E.: 1988, *Astron. Astrophys.* **195**, 76
- Binette, L.: 1985, *Astron. Astrophys.* **143**, 334
- Canfield, R. Puetter, R.: 1981, *Astrophys. J.* **243**, 390
- Copetti, M., Pastoriza, M., Dottori, H.: 1986, *Astron. Astrophys.* **156**, 111
- Diaz, A., Pagel, B., Wilson, R.: 1985, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **212**, 737
- Diaz, A., Pagel, B., Terlevich, E.: 1985, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **214**, 41P
- Dufour, R., Harlow, W.: 1977, *Publ. Astron. Soc. Pac.* **89**, 630
- Ferland, G., Netzer, H.: 1983, *Astrophys. J.* **264**, 105
- Halpern, J., Filippenko, A.: 1984, *Astrophys. J.* **285**, 475
- Halpern, J., Steiner, J.: 1983, *Astrophys. J.* **269**, 237
- Heckman, T.: 1980a, *Astron. Astrophys.* **87**, 142
- Heckman, T.: 1980b, *Astron. Astrophys.* **87**, 152
- Keel, W.: 1983, *Astrophys. J.* **269**, 466
- Keel, W., Kennicutt, R., Hummel, E., van der Hulst, J.: 1985, *Astron. J.* **90**, 5
- Koski, A., Osterbrock, D.: 1976, *Astrophys. J.* **203**, 249
- Martin, W.: 1974, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **168**, 109
- Mathis, J., Chu, Y.H., Peterson, D.: 1985, *Astrophys. J.* **292**, 155
- McCall, M.: 1984, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **208**, 253
- Morris, S., Ward, M.: 1988, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **230**, 639
- Pagel, B.: 1983, in *Formation and Evolution of Galaxies and Large Structures in the Universe*, eds. J. Audouze, J.T. Van, Reidel, Dordrecht, p. 437
- Pastoriza, M.: 1979, *Astrophys. J.* **234**, 837
- Péquignot, D.: 1984, *Astron. Astrophys.* **131**, 159
- Phillips, M., Charles, P., Baldwin, J.: 1983, *Astrophys.* **266**, 485
- Phillips, M., Jenkins, C., Dopita, M., Sadler, E., Binette, L.: 1986, *Astron. J.* **91**, 1062
- Sersic, J., Pastoriza, M.: 1965, *Publ. Astron. Soc. Pac.* **77**, 287
- Stauffer, J.: 1982a, *Astrophys. J.* **262**, 66
- Stauffer, J.: 1982b, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* **50**, 517
- Terlevich, R., Melnick, J.: 1985, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* **213**, 841
- Testor, G., Pakull, M.: 1985, *Astron. Astrophys.* **145**, 170
- Véron-Cetty, M.P., Véron, P.: 1986, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* **66**, 335
- Véron-Cetty, M.P., Véron, P.: 1987, *ESO Scientific Report*, No. 5
- Welch, G.: 1970, *Astrophys. J.* **161**, 821
- Wilson, A., Penston, M.: 1979, *Astrophys. J.* **232**, 389

THE NUCLEAR REGION OF NGC 7469

CHARLES J. BONATTO¹ AND MIRIANI G. PASTORIZA^{1,2}

Instituto de Física, UFRGS, Brazil

Received 1988 February 16; accepted 1989 October 25

ABSTRACT

We have made spectrophotometric observations of the nuclear and circumnuclear regions of the Seyfert 1 galaxy NGC 7469, and we analyze the dynamics and structure of the emission-line regions. In the nuclear region of NGC 7469, we found a broad, an intermediate, and a narrow line-emitting region. The broad lines (FWHM $\approx 7800 \text{ km s}^{-1}$) are formed within a distance $R \leq 0.05 \text{ pc}$ from the central source. For the narrow-line region, there is a large range in electron density and a scheme of ionization structure. The circumnuclear stellar population consists mostly of very old stars, and at a distance $R \approx 8''$ from the nucleus, we detected the presence of hot, young stars. The gas at $R \approx 8''$ is nitrogen overabundant.

Subject headings: galaxies: individual (NGC 7469) — galaxies: nuclei — galaxies: Seyfert

I. INTRODUCTION

NGC 7469 is a spiral galaxy with a total magnitude $M_B = 12.8$ and is one of the galaxies with an active nucleus first studied by Seyfert (1943). For the past few years, several spectral regions of NGC 7469 have been extensively surveyed: X-rays (Marshall, Warwick, and Pounds 1981), ultraviolet and optical (De Bruyn and Sargent 1978; Peterson *et al.* 1982), infrared (Rieke 1978), and radio (Ulvestad, Wilson, and Sramek 1981).

Systematic U , B , and V observations show that both the continuum and the emission lines vary in time scales ranging from days to years (Lyutyi 1973, 1977, 1979; Penston *et al.* 1974; Penfold 1979).

Its nuclear spectrum shows broad, very intense, and asymmetric emission lines (Westin 1984, 1985, hereafter We84 and We85). The presence of absorption features, notably Ca II $\lambda 3933 \text{ K}$, indicates contamination by the stellar population. The continuum intensity increases blueward, characteristic of a power-law contribution, with a very conspicuous UV bump. A circumnuclear ring of star formation was found from high resolution spectra. Outside the starlike nucleus, high- and low-excitation components were found by mapping the brightest emission lines. Radial expansion is observed for the first component, whereas the latter participates only in the galaxy rotation and is photoionized by hot stars (Wilson *et al.* 1986, hereafter Wi86).

The aim of this work is to investigate the structure of the nuclear and neighboring regions of NGC 7469 in terms of their dynamics and composition by means of the analysis of spectra in the optical region of NGC 7469.

This paper is structured as follows. In § II, we present the observations; the continuum, emission lines, and the kinematics of the nuclear region are analyzed in § III; in § IV, we discuss the emission-line regions; stellar population synthesis and metallicity of the circumnuclear regions are in § V; conclusions are in § VI.

II. OBSERVATIONS

Three spectra of the Seyfert 1 galaxy NGC 7469 were taken with the two-dimensional photon-counting detector "2D-

FRUTTI" attached to the Cassegrain focus of the 1 m telescope of the CTIO (Cerro Tololo Inter-American Observatory) on 1986 September 2-5. The slit width was $8''$. One spectrum was obtained positioning the slit on the starlike nucleus and summing pixel rows corresponding to $15''$ along the slit; the other two were extracted summing pixel rows corresponding to $8''$ centered at $5''$ north and $8''$ south of the nucleus, respectively (Fig. 1). The spectra were reduced using the standard spectrophotometric program TV-RED and were flux calibrated with stars from the catalog "Southern Spectrophotometric Standards" of Stone and Baldwin (1983). The final resolution achieved for these spectra, as estimated from the comparison lamp lines, is of the order of 300 km s^{-1} (FWHM = 5 \AA) around $\lambda = 5000 \text{ \AA}$.

The data were corrected for redshift adopting a radial velocity $V_r = 4626 \text{ km s}^{-1}$ as measured from the average value calculated for the narrow forbidden emission lines.

The reddening correction was carried out assuming the interstellar extinction curves given by Seaton (1979) and applying the expression $F_o(\lambda) = F(\lambda)10^{[0.4E(B-V)X(\mu)]}$, where $X(\mu)$ is the extinction function and $\mu = 1/\lambda$, with λ expressed in microns. $X(\mu)$ was expressed as a third-order polynomial fitted to the points of $X(\mu)$ given by Nandy *et al.* (1975). We adopted a color excess $E(B-V) = 0.14$ corresponding to the galactic and internal extinctions to deredden the spectra (We84, We85).

III. THE CONTINUUM AND THE EMISSION LINES

a) The Continuum

The stellar contribution was estimated assuming that the absorption spectrum observed at $5''$ north of the nucleus represents the average stellar population present in the nuclear region. After subtraction of the emission features from the $5''$ north spectrum, the resulting purely absorption spectrum was scaled to 5% of the nuclear spectrum at 5300 \AA and then successively subtracted until the nuclear absorption line Ca II $\lambda 3933 \text{ K}$ disappeared.

A power law ($F_\nu \propto \nu^{-n}$) was fitted to the continuum already free of the stellar contribution in the spectral range $\lambda > 4000 \text{ \AA}$ (Fig. 2), and the best result was obtained with $n = 1.0 \pm 0.2$, a typical value for the nonthermal continuum of Seyfert 1 galaxies (Grandi and Phillips 1980; We85; Ferland and

¹ CNPq Fellowship.

² Visiting Astronomer at Cerro Tololo Inter-American Observatory.

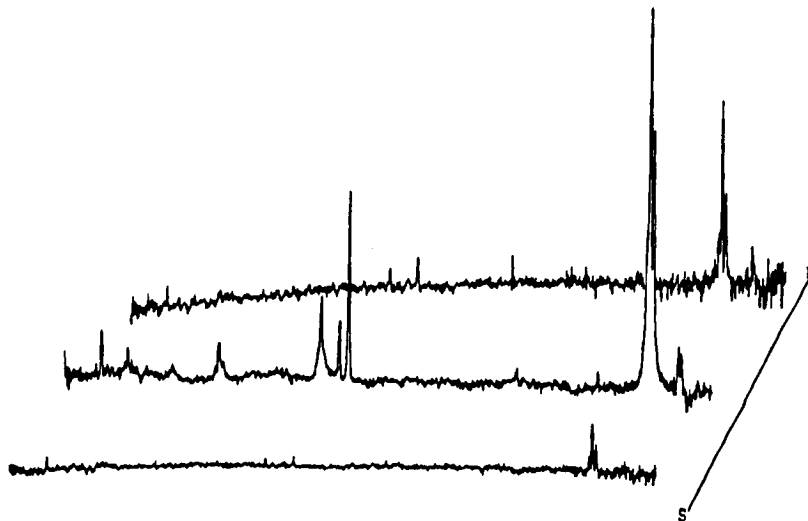


FIG. 1.—The observed spectra according to the positioning of the slit on the galaxy. South is to the bottom, north is to the top; the intensity scale of the off-nuclear spectra was multiplied by 2.

Osterbrock 1987). In the region $\lambda < 4000 \text{ \AA}$, the observed continuum clearly shows an excess over the power-law extrapolation. The stellar, nonthermal, and UV-excess contributions to the observed continuum at three different regions, 3850, 4200, and 5300 \AA , are listed in Table 1. For $\lambda > 4200 \text{ \AA}$, the continuum is almost entirely due to the contribution of both the stellar and nonthermal components, but at 3850 \AA , this contribution decreases to 78% and the excess dominates shortward of 3850 \AA .

b) Emission-Line Spectrum

The lines were decomposed using Gaussian profiles by means of a nonlinear least-squares algorithm described in Bevington (1969). The convergence criterion was the minimization of the reduced chi-square χ^2 . Using Lorentz profiles as fitting functions always yielded greater χ^2 than Gaussian profiles. Due to the very extended wings and intense core, the H I Balmer lines were fitted with three distinct Gaussian components each: a narrow one with $\text{FWHM} \approx 450 \text{ km s}^{-1}$, an intermediate one with $\text{FWHM} \approx 2380 \text{ km s}^{-1}$, and a broad one for the base with $\text{FWHM} \approx 7830 \text{ km s}^{-1}$. The Gaussian

components used to fit H α were constrained to appear in the fit of the other H I lines with the same $\text{FWHM} (\text{km s}^{-1})$ as the corresponding component in H α . [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ and [Ne III] $\lambda\lambda 3869, 3968$ also show broad bases and intense cores and were fitted with two Gaussians. A blue asymmetry is observed in the base of the [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ pair, in opposition to the red asymmetry of the H I lines. The [O III] lines have been constrained to the theoretical ratio of 2.9. Figure 3 shows the result of this procedure for the H β + [O III] region.

We present in Table 2 the intensity (or total flux) I , the FWHM , and the emission velocity V_{em} ; the error (σ) in the intensity was estimated according to the noise level around each line.

The broad components of the H I Balmer lines exhibit a high emission velocity with a mean value of $\langle V_{\text{em}} \rangle = 1017 \pm 300 \text{ km s}^{-1}$; the intermediate components of the H I lines and the broad components of [Ne III] $\lambda\lambda 3869, 3968$ have $\langle V_{\text{em}} \rangle = 260 \pm 75 \text{ km s}^{-1}$, whereas the broad components of [O III] $\lambda\lambda 4959, 5007$ have a negative emission velocity $V_{\text{em}} = -150 \text{ km s}^{-1}$. The narrow components of all the lines do not show any appreciable emission velocity.

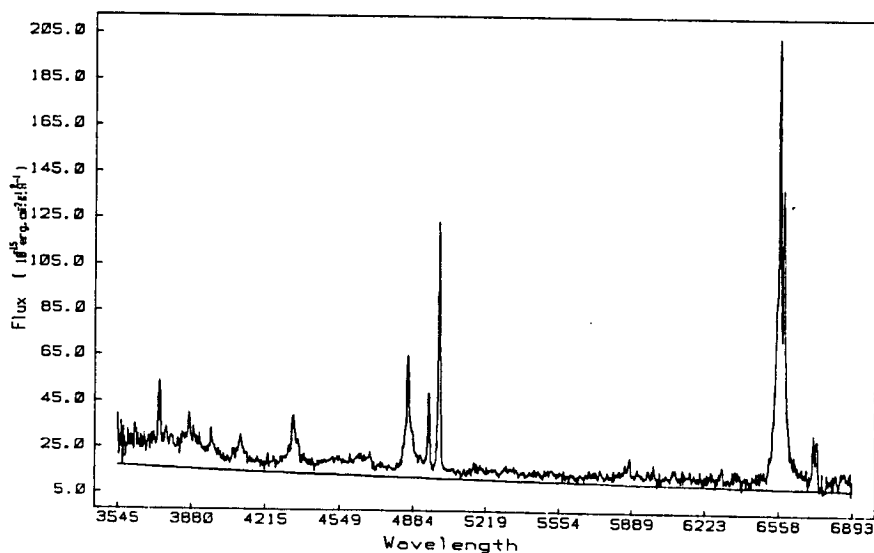


FIG. 2.—Power-law ($F_{\nu} \propto \nu^{-1}$) fit to the nuclear continuum of NGC 7469 after the subtraction of the stellar contribution. A suitable constant was added to the power-law curve for ease of visualization.

TABLE 1
RELATIVE CONTINUUM CONTRIBUTIONS

Component	3850 Å	4200 Å	5300 Å
Stellar	35	47	50
Nonthermal	43	45	46
UV-Excess	22	8	4

We present in Table 3 the contribution of each component to the total luminosity of the Balmer lines. It is interesting to point out that the intermediate component contributes about 50% for all the lines.

c) Kinematics of the Nuclear Region

The turbulence velocity V_t , defined as $\text{FWHM}/1.67$, is plotted in Figure 4 against V_{em} , showing a correlation that suggests the existence of three regions with different kinematic properties. The broad components are formed in a region close to the central ionizing source with the highest turbulence velocity ($\langle V_t \rangle = 4690 \pm 31 \text{ km s}^{-1}$) and with $\langle V_{em} \rangle = 1017 \pm 300 \text{ km s}^{-1}$. In the intermediate-line region (ILR), we measured $\langle V_{em} \rangle = 260 \text{ km s}^{-1}$. The gas and dust present in the narrow-line region participate, on average, in the global rotation of the galaxy, as also shown by Wi86.

IV. DISCUSSION

Assuming that lines with similar FWHM values are emitted by gas with similar conditions, the decomposition of the emission lines in distinct components can be used to derive physical parameters for each emitting region.

a) BLR and ILR

For the broad and intermediate components, the Balmer decrement seems to be due mostly to recombination processes. As for the narrow component, this is also valid only assuming strong absorption by dust, as shown in Figure 5. This fact allows one to estimate the BLR radius and the mass of ionized gas in the BLR and ILR (Osterbrock 1978).

Using the result that the $H\beta$ luminosity comes from recombination and $\langle N_e \rangle = 10^9 \text{ cm}^{-3}$ as a representative value of the electron density in the BLR (because no forbidden line is observed with FWHM similar to the broad H I lines), and $\langle N_e \rangle = 10^6 - 10^8 \text{ cm}^{-3}$ for the ILR ([Ne III] and [O III] have FWHM values similar to the intermediate H I components), then $14 < M_{ILR}/M_{BLR} < 1400$. The mass in the BLR can be estimated using $M_{BLR} = (N_p M_p + N_{He} M_{He}) V \epsilon$, and $L(H\beta) = N_e N_p \alpha(H\beta) V \epsilon h\nu(H\beta)$. With 97.14 Mpc as the distance of NGC 7469 ($H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$), and a normal helium density $N_{He} = 0.1 N_p$, we have $M_{BLR} \approx 9.2 M_\odot$, and $130 < M_{ILR} < 13,000 M_\odot$. From the variability of the O IV $\lambda 1549$ line (We84, We85) and assuming spherical symmetry, we derive $R_{BLR} \approx 6.2 \times 10^{16} \text{ cm}$, and with the above mass estimate, $\epsilon \geq 10^{-3}$.

b) NLR

De Robertis and Osterbrock (1984) showed that for many high-ionization Seyfert nuclei, there exist good correlations between emission-line width with the ionization potential (IP) and with the critical density for de-excitation (N_c). In Figures 6 and 7, respectively, we plotted FWHM against IP and FWHM against $\log(N_c)$ for the narrow lines. These figures imply that the NLR of NGC 7469 is formed by a series of clouds of gas, each of which has a wide range of ionization zones, but in which the denser clouds are, on average, closer to the central ionizing source and move with a larger velocity dispersion than the less dense ones. For the ILR, a strong correlation of FWHM and $\log(N_e)$ was found.

For the low-ionization species, the electron density was obtained using the observed line ratios [S II] $\lambda 6717/\lambda 6731$, [S II] $\lambda \lambda 4068, 76/\lambda \lambda 6717, 31$, and [N II] $\lambda \lambda 6548, 84/\lambda 5755$ (Table 2), together with the theoretical curves for these line ratios given by McCall (1984) (Fig. 8), and assuming a canonical electron temperature $T_e = 10^4 \text{ K}$; we found, respectively, $N_e = (7.1 \pm 0.2) \times 10^2 \text{ cm}^{-3}$, $(2.7 \pm 0.2) \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$, and $(9.4 \pm 1.4) \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$. Thus, for these ions, the electron density is in the range $700 \leq N_e \leq 10^5 \text{ cm}^{-3}$.

Density has also been derived from the [O III] lines considering two cases: (a) [O III] $\lambda 4363$ also has a broad component

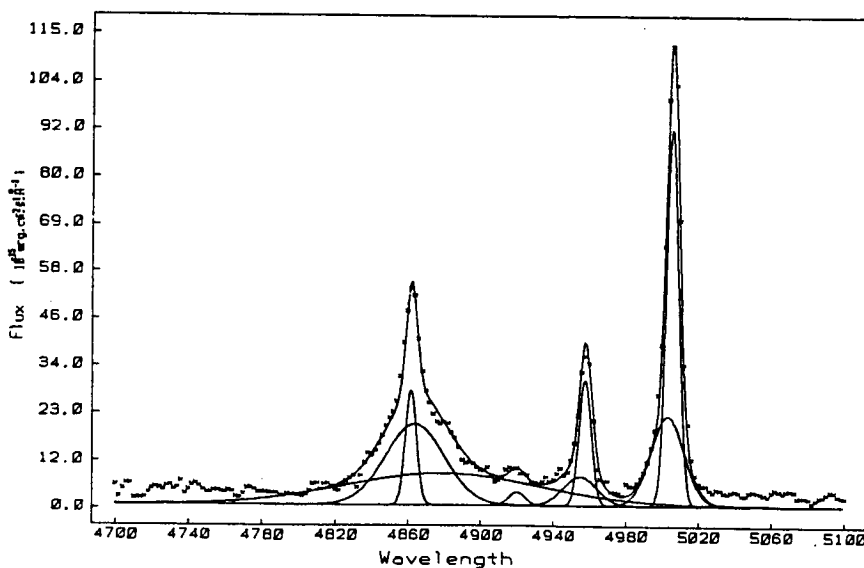


FIG. 3.—Gaussian decomposition of the $H\beta + [O \text{ III}]$ profile; two components were used to fit each line of the pair [O III] $\lambda \lambda 4959, 5007$

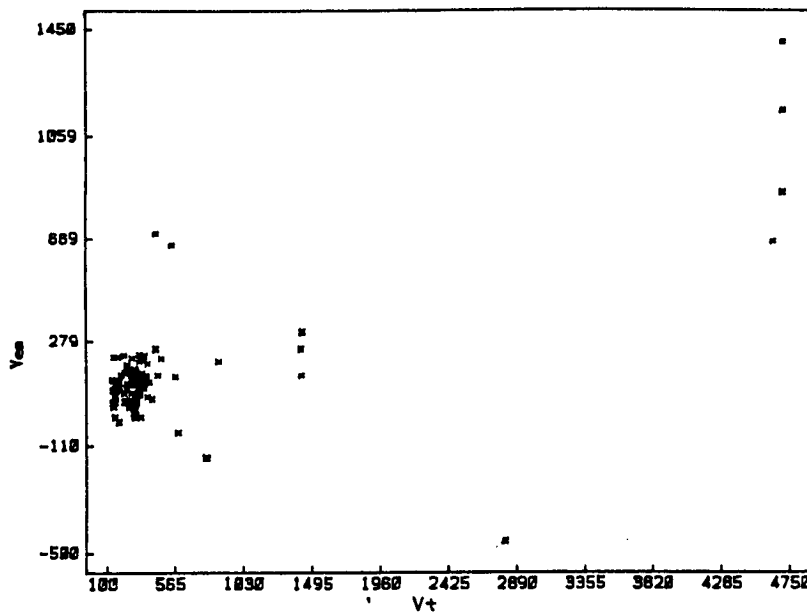


FIG. 4.—Distribution of the emission velocity (V_{em}) against the turbulent velocity (V_t). V_{em} and V_t are in km s^{-1} .

V. CIRCUMNUCLEAR REGIONS

Spectroscopic, IR, and radio observations of the outer regions of NGC 7469 show the existence of an extended high-ionization gas component surrounded by a ring of H II regions

at a distance of about 10" from the nucleus (Wi86). We use our off-nuclear spectra to add new information on the stellar population and metallicity of these regions.

The 5" north and 8" south spectra are clearly contaminated by the underlying stellar population (Fig. 1), which allows us to study the stellar content around the starlike nucleus. The equivalent width of the most prominent absorption lines (Table 4) together with the continuum shape were used to determine the corresponding stellar population templates, selected from a library built from star clusters spectra collected with IDS and CCD detectors at the ESO 1.5 and 2.2 m telescopes (for details, see Bica 1988 and references therein). According to that synthesis model (S4), the stellar population contribution at 5870 Å to the 5" north spectrum is more than 80%, due to very old stars ($> 5 \times 10^9$ yr), and the remaining contribution comes from intermediate and moderately young stars ($> 10^8$ yr). For the 8" south spectrum, the model template (S6) predicts a very old star contribution of 70% and an excess population of stars with $10^6 < \text{age} < 10^8$ yr with respect to that at 5". In Figure 9, we show the 8" south spectrum, its template, and the subtraction. The maximum metallicity attained by the models is solar (Bica 1988).

After subtracting the templates, we measured the intensity of the emission lines on the pure emission spectra (Table 5). Intensity ratios plotted on the BPT diagrams (Baldwin, Phillips, and Terlevich 1981) unambiguously show that the 5" north region is photoionized by a power law and should be the high-excitation component that was also found in Wi86. The 8" south spectrum is typical of an H II region, in agreement with the young stellar population found in the population synthesis.

The metallicity of the 8" region was inferred from intensity ratios of the observed lines using the diagrams 13a and 13c in Dopita and Evans (1986). Using their Table 1, we found $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.83$, roughly the solar value, and we derive an N/O abundance $\log(\text{N}/\text{O}) = -0.85$, nearly twice the solar value. In the diagram $\log(\text{N}/\text{O}) \times 12 + \log(\text{O}/\text{H})$ in Pagel and Edmunds (1981), the position of the 8" H II region also indicates an N/O ratio above solar.

Basically, our results agree with those of Wi86 and are reinforced by the presence of a young stellar population as derived by the population synthesis and the finding that the gas in the 8" H II region is nitrogen enriched by secondary mechanisms.

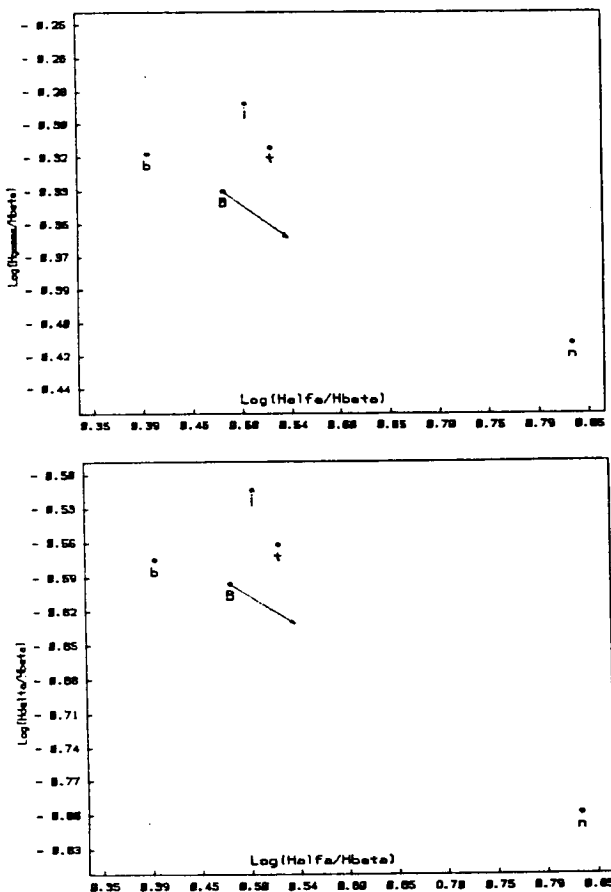


FIG. 5.—Balmer decrement. Lower case "b," "i," and "n" refer to the broad, intermediate, and narrow components of the H I Balmer lines; t is the total Balmer decrement; B refers to the case B value of the recombination theory; the arrow indicates the reddening effect for $E(B-V) = 0.14$. Top panel: $\log(H\gamma/H\beta) \times \log(H\alpha/H\beta)$; bottom panel: $\log(H\delta/H\beta) \times \log(H\alpha/H\beta)$.

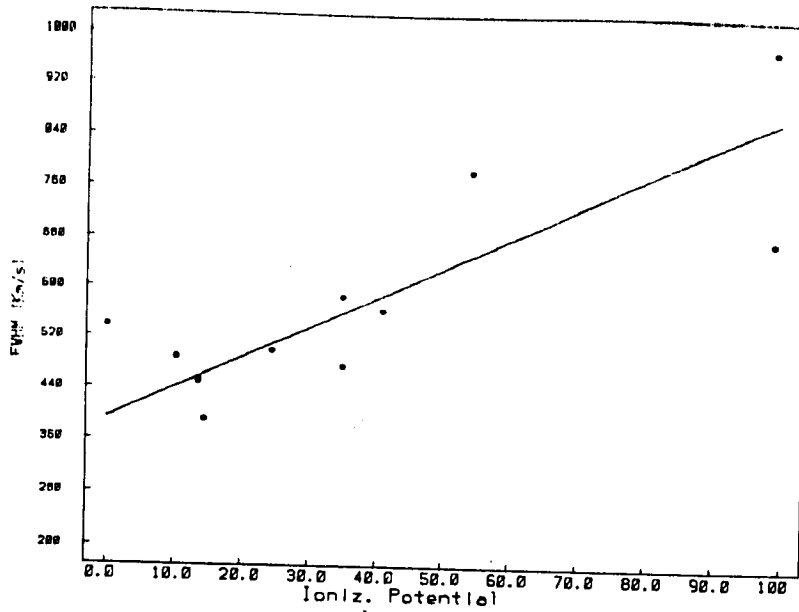


FIG. 6.—Correlation between the FWHM (km s^{-1}) and IP for the narrow lines; the linear correlation is given by $\text{FWHM} = 4.79 \text{ IP} + 393.61$, and the correlation coefficient is $R^2 = 0.9$.

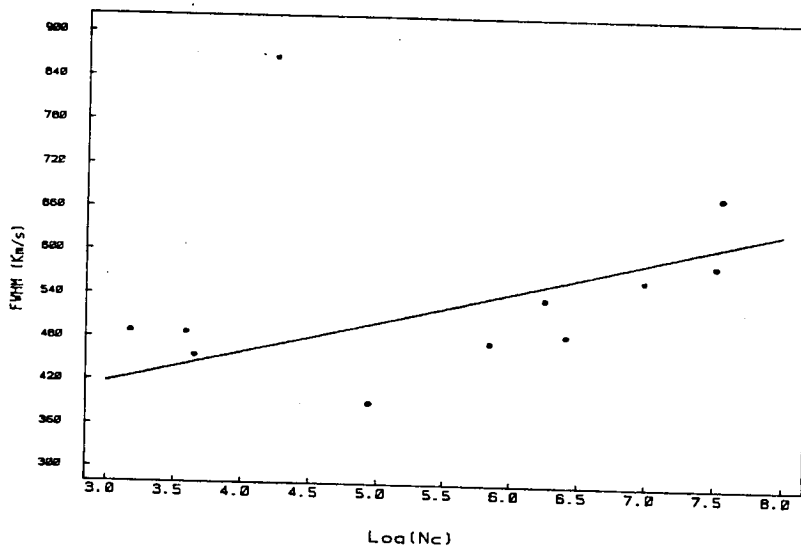


FIG. 7.—Correlation between the FWHM (km s^{-1}) and $\log(N_e)$ for the narrow lines; the equation of the line is $\text{FWHM} = 43.06 \log(N_e) + 288.33$, and $R^2 = 0.78$.

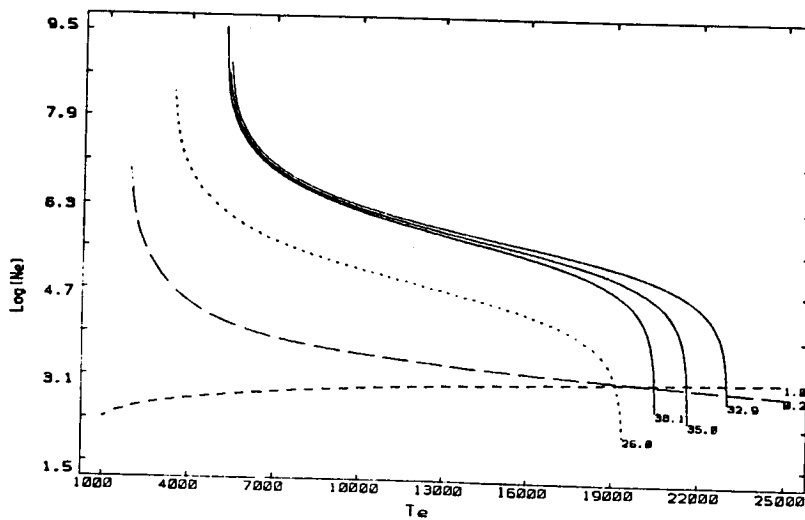


FIG. 8.—Relations between N_e and T_e . Solid lines show the behavior of $R = [\text{O III}] \lambda\lambda 4959, 5007/4363$; dotted line shows $[\text{N II}] \lambda\lambda 6548, 6584/5755$; short-dashed lines $[\text{S II}] \lambda\lambda 6717/6731$; and long-dashed line shows $[\text{S II}] \lambda\lambda 4068, 4076/6717, 6731$. For the $[\text{O III}]$, we plot curves for the mean and the extreme values of R .

TABLE 5
OFF-NUCLEAR EMISSION-LINE PARAMETERS

ION	λ_0	5" NORTH		8" SOUTH	
		FWHM (km s ⁻¹)	Flux (10 ⁻¹⁵ ergs cm ⁻² s ⁻¹)	FWHM (km s ⁻¹)	Flux (10 ⁻¹⁵ ergs cm ⁻² s ⁻¹)
[O II]	3727	430	28 ± 3	605	169 ± 13
[Ne III] ...	3869	783	74 ± 18
H β	4861	634	61 ± 3	389	82 ± 5
[O III]	4959	579	29 ± 3	464	28 ± 5
[O III]	5007	573	87 ± 4	460	87 ± 5
[N II]	6548	537	90 ± 14	455	113 ± 38
H α	6562	379	377 ± 10	377	602 ± 31
[N II]	6584	534	271 ± 14	452	338 ± 38
[S II]	6717	223	48 ± 10	370	86 ± 35
[S II]	6731	223	33 ± 10	370	99 ± 35

fact could be assigned to supermassive stars associated with star-forming events occurring during the last 10⁸ years.

VI. CONCLUSIONS

The main conclusions of our work can be summarized as follows. From the analysis of the emission lines, we found that

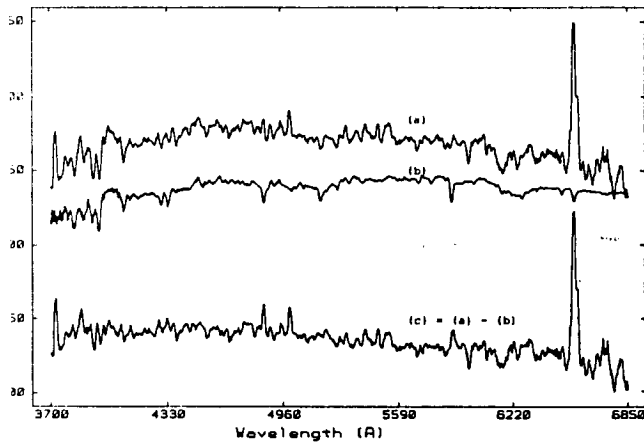


FIG. 9.—Subtraction of the stellar population from the 8" south spectrum. (a) the observed spectrum; (b) the population template; (c) the subtraction (a) - (b). Constants were added to the spectra; flux is in arbitrary units.

in the nuclear region of NGC 7469, there exist at least three emission-line regions with distinct physical parameters, mainly the electron density and temperature. The BLR has a typical dimension of $R \approx 10^{17}$ cm. For the NLR and the ILR, we observed a strong correlation between the FWHM and N_e , which can be viewed as the result of an ionization structure scheme holding in these regions. The interval in electron density shows the coexistence of clouds spanning a large range in density in the NLR.

The circumnuclear stellar population consists mostly of very old stars ($> 10^{10}$ yr) having superposed a conspicuous ring of stars younger than 10⁸ yr at $R \approx 8''$. The presence of hot, young stars in these regions is further confirmed by dust emission in 3.3 μ m (Cutri *et al.* 1984) and by the steep far-infrared continuum (W86). This picture is consistent with the emission spectra of gas still photoionized by the central source at $R \approx 5''$, whereas hot stars photoionize the nitrogen-enriched gas at $R \approx 8''$.

We would like to thank Eduardo Bica for helpful discussions and for providing us with the population templates; C. B. acknowledges a CNPq fellowship; we would also like to thank an anonymous referee for valuable suggestions.

REFERENCES

- Binney, J. A., Phillips, M. M., and Terlevich, R. 1981, *Pub. A.S.P.*, **551**, 5.
 Bracewell, P. R. 1969, *Data Reduction and Error Analysis For The Physical Sciences* (New York: McGraw-Hill).
 Cutri, R. M., Rudy, R. J., Rieke, G. H., Takunaga, A. T., and Willner, S. P. 1984, *Ap. J.*, **280**, 521.
 Cutri, R. M., Rudy, R. J., Sargent, W. L. W. 1978, *A.J.*, **83**, 1257.
 Cutri, R. M., and Osterbrock, D. E. 1984, *Ap. J.*, **286**, 171.
 Cutri, R. M., and Evans, I. N. 1986, *Ap. J.*, **307**, 431.
 Cutri, R. M., and Osterbrock, D. E. 1987, *Ap. J.*, **318**, 145.
 Cutri, R. M., and Halpern, J. P. 1984, *Ap. J.*, **285**, 458.
 Cutri, R. M., and Phillips, M. M. 1980, *Ap. J.*, **239**, 475.
 Cutri, R. M., and Phillips, M. M. 1978, *Ap. J.*, **223**, 56.
 Cutri, R. M. 1973, *Soviet Astr.*, **16**, 763.
 Cutri, R. M. 1977, *Soviet Astr.*, **21**, 655.
 Cutri, R. M. 1979, *Soviet Astr.*, **23**, 518.
 Cutri, R. M., Warwick, R. S., and Pounds, K. A. 1981, *M.N.R.A.S.*, **194**, 987.
 Cutri, R. M. L. 1984, *M.N.R.A.S.*, **208**, 253.
 Nandy, K., Thompson, G. I., Jamar, C., Monfils, A., and Wilson, R. 1975, *Astr. Ap.*, **44**, 195.
 Osterbrock, D. E. 1978, *Phys. Scripta*, **17**, 285.
 Pagel, B. E. J., and Edmunds, M. G. 1981, *Ann. Rev. Astr. Ap.*, **19**, 77.
 Penfold, J. E. 1979, *M.N.R.A.S.*, **186**, 297.
 Penston, M. V., Penston, M. J., Selmes, R. A., Becklin, E. E., and Neugebauer, G. 1974, *M.N.R.A.S.*, **169**, 357.
 Peterson, B. M., Foltz, C. B., Byard, P. L., and Wagner, R. M. 1982, *Ap. J. Suppl.*, **49**, 469.
 Rieke, G. H. 1978, *Ap. J.*, **226**, 550.
 Seaton, M. J. 1979, *M.N.R.A.S.*, **187**, 73p.
 Seyfert, C. K. 1943, *Ap. J.*, **97**, 28.
 Stone, R. P. S., and Baldwin, J. A. 1983, *M.N.R.A.S.*, **204**, 347.
 Ulvestad, J. S., Wilson, A. S., and Sramek, R. A. 1981, *Ap. J.*, **247**, 419.
 Westin, B. A. M. 1984, *Astr. Ap.*, **132**, 136.
 ———. 1985, *Astr. Ap.*, **151**, 137.
 Wilson, A. S., Baldwin, J. A., Sun, S. D., and Wright, A. F. 1986, *Ap. J.*, **310**, 121.

Optical and IR emission of a sample of *IRAS* galaxies

S. Lípari,¹* Ch. Bonatto² and M. G. Pastoriza²

¹Observatório de Córdoba, Laprida 854, 5000 Córdoba, Argentina

²Departamento de Astronomia, IF-UFRGS, Campus do Vale, CP 15051, Porto Alegre-RS, Brasil

Accepted 1991 June 5. Received 1991 June 5; in original form 1990 August 7

SUMMARY

We report on observations of 12 southern warm *IRAS* galaxies. Using absolute fluxes of lines in the optical region in connection with diagnostic diagrams, we have classified these galaxies in terms of the principal excitation mechanisms and have found that all the galaxies are Seyferts. Far-infrared colours also are used to analyse these objects. Good correlations between the luminosity at 25 and 60 μm and the $\text{H}\alpha$ luminosity are found. The far-infrared luminosity of Seyfert galaxies seems to depend more strongly on the number of ionizing photons than on the amount of dust.

1 INTRODUCTION

Seyfert galaxies are known to have strong IR emission (Miley, Neugebauer & Soifer 1985) and a method has been developed for selecting Seyfert candidates from their emission at 25 and 60 μm (de Grijp *et al.* 1985; de Grijp, Miley & Lub 1987). Osterbrock & de Robertis (1985, hereafter OR85) have also confirmed, from a sample of 30 galaxies, that a large number of *IRAS* warm galaxies have active galactic nuclei (AGN) and that many of them are heavily reddened. Leech *et al.* (1989) found that about 12 per cent of a sample of *IRAS* galaxies are Seyferts or LINERs. The interest in studying warm *IRAS* galaxies has considerably increased with the discovery that many luminous IR galaxies are interacting systems (Soifer *et al.* 1987; Sanders *et al.* 1988). Lawrence *et al.* (1989) found that about 11 ± 8 per cent of low-luminosity ($< 10^{11} L_{\odot}$) and about 46 ± 12 per cent of high-luminosity ($> 10^{11} L_{\odot}$) *IRAS* galaxies are in interacting systems. Consequently, the interaction could play an important role in producing levels of activity such as those observed in Seyfert 1, Seyfert 2, LINERs, and starburst galaxies.

From the catalogue of AGN candidates (de Grijp *et al.* 1987) we have selected a sample of southern warm IR galaxies with unknown redshifts (9 out of the 12 galaxies) in order to study their optical spectra, classify them, and search for correlations between optical and IR parameters.

This paper is arranged as follows: in Section 2 we present the observations; in Section 3 we present the spectra and the analysis of their emission lines; in Section 4 we study the classification of the galaxies; in Section 5 we study correlations between optical and far-infrared properties; and in Section 6 we summarize our conclusions.

* Present address: Space Telescope Science Institute, Baltimore, Maryland, USA.

2 THE OBSERVATIONS

The observations reported in this work were obtained with the 'Z-machine' (Tonry & Davis 1979; Latham 1982; da Costa *et al.* 1984) developed at the Harvard Smithsonian Center for Astrophysics, attached to the Cassegrain spectrograph at the 2.15-m Ritchey-Chrétien telescope of Casleo, San Juan, Argentina, in the period 1989 May to November.

The observations were made using a 600 line mm^{-1} grating, giving a dispersion of 120 \AA mm^{-1} and covering the wavelength range from 4400 to 7200 \AA .

The measurements were made through a pair of 3×6 arcsec² entrance apertures separated by 37 arcsec on the sky for simultaneous object and sky exposures. The detector employs a dual 936 Reticon system coupled to a high-gain image tube package. A complete object exposure consists of two equal time exposures with the source placed on each of the two channels. In order to obtain reliable pixel-wavelength solutions, comparison exposures were made, just before and after the object. Usually, 50–60 He–Ne–Ar and sky lines were used in a seventh-order polynomial fit of the wavelength solution with typical rms residual of 0.4 \AA . Incandescent lamp exposures were taken at the end of each night to remove the fixed noise pattern arising in the readout electronics (Latham 1982). The spectra were flux calibrated with stars from the Catalogue 'Southern Spectrophotometric Standards' of Stone & Baldwin (1983), following standard spectrophotometric reduction techniques. The software package employed in the reductions and in the emission-line analysis has been developed by us at Porto Alegre.

3 THE SPECTRA

We estimated the galactic reddening for each object looking for 'neighbouring' objects in the catalogues of Sandage &

Tammann (1981), and de Vaucouleurs, de Vaucouleurs & Corwin (1976). The redshift was calculated by measuring the centroid of a Gaussian centred mainly on the redshifted $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$ line, or on the $\text{H}\alpha$ line whenever the $[\text{O III}]$ line was not available. Figs 1–4 illustrate some of the spectra.

For some of the objects (10135–1307, 10336–1641, 11834–6728 and 11958–1818) the stellar population contribution is visible mainly through the overall shape of the continuum, the Mg I absorption feature, $\text{H}\beta$ in absorption and the $\text{TiO}_{\lambda 6290}$ absorption band (see Fig. 3 as an example of this method of stellar population subtraction applied to 11958–1818). It is important to take the stellar population contribution into account in order to isolate the emission from and analyse the gas in these galaxies. We followed the stellar population synthesis method of Bica (1988) and found that the S2 red template represents quite well the stellar population in the above objects. This template is an average of spiral galaxies, attaining a maximum metallicity $[Z/Z_{\odot}] = +0.3$ and dominated by the old population with age $> 5 \times 10^9$ yr, with the strongest flux contribution, 87 per cent at 5870 Å coming from components which are globular clusters. A further reddening correction was applied to 10336–1641 and 11834–6728 so that the continua of the template and those of the observed spectra matched. For further details and examples of this method of stellar population synthesis, see Bica (1988) and Bonatto, Bica & Alloin (1989).

In Table 1 we present the identification of each object along with its number according to de Grijp *et al.* (1987). We also give the redshift z , the galactic colour-excess $E(B-V)_G$, and the additional reddening correction $E(B-V)_P$, for the four objects mentioned above. In column 6 of Table 1 we give the spectral classification of the galaxies according to Section 4; and in the last column we list the log of the far-infrared luminosity (relative to the Sun) $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot})$, where $\log(L_{\text{IR}}) = \log(F_{\text{IR}}) + 2 \log[z(1+z)] + 57.28$, and $F_{\text{IR}} = 1.26 \times 10^{-11} (2.58S_{60} + S_{100})$ erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$, where S_{60} and S_{100} are the flux densities at 60 and 100 μm respectively. The S2 red template, when subtracted, leaves the $\text{H}\alpha$ flux nearly unaffected. So we can use the non-subtracted $\text{H}\alpha$ flux in order to scale the other lines (affected by the template

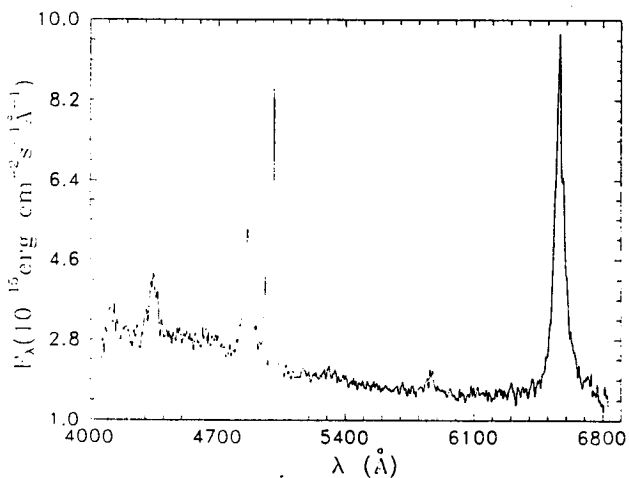


Figure 1. The reddening-corrected and flux-calibrated spectrum of the *IRAS* Seyfert 1 galaxy I0137–2230 in the range 4050–6850 Å. Spectral classification according to Section 4.

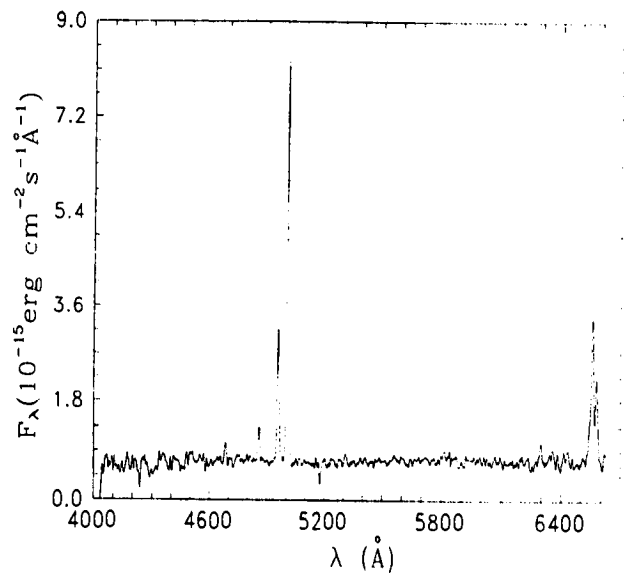


Figure 2. Same as Fig. 1 for the *IRAS* Seyfert 2 galaxy I0310–5131.

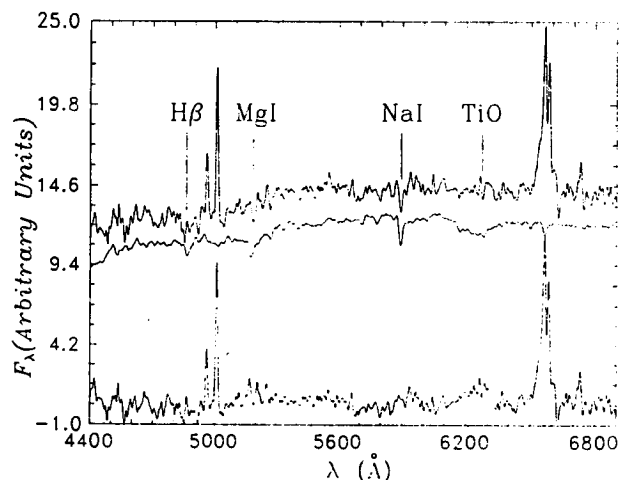


Figure 3. The spectrum of the *IRAS* Seyfert 2 galaxy I1958–1818 is shown before (top panel) and after (bottom panel) subtraction of the stellar population template S2 (middle panel). See the text for more details. Ordinate in arbitrary units. Abscissa in Å. Outstanding absorption features are indicated.

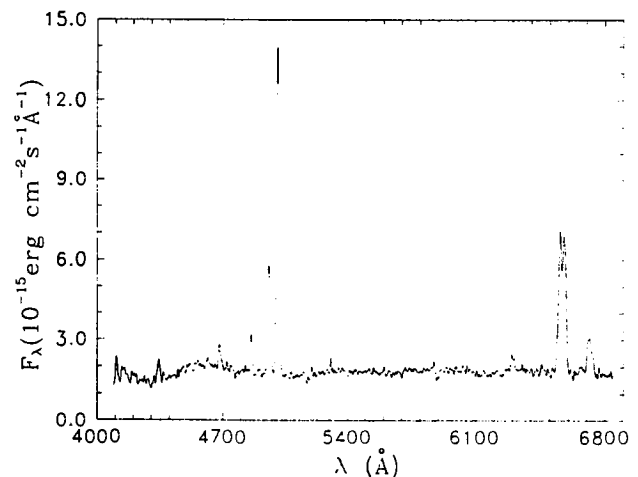


Figure 4. Same as Fig. 1 for the *IRAS* Seyfert 2 galaxy I2055–5211.

subtraction due to template absorption features) to absolute fluxes.

After correcting for the galactic reddening and the redshift, and after the subtraction of the stellar population from the objects that needed it, we fitted Gaussians to the remaining absorption-free emission lines. Examples of this procedure can be seen in Figs 5 and 6. The results for the objects with a single component in H α are presented in Table 2, where we give the total flux, the error in the flux (σ , as estimated from the noise level around each line), and the FWHM. The same result for the H α multicomponent objects are listed in Table 3. Objects marked with an asterisk (*) have had the stellar population subtracted. Our fitting procedures were always constrained to the theoretical ratios $[\text{O III}]_{\lambda 4959} = \frac{1}{3}[\text{O III}]_{\lambda 5007}$, and $[\text{N II}]_{\lambda 6548} = \frac{1}{3}[\text{N II}]_{\lambda 6584}$, so these two lines are not listed in Tables 2 and 3. The penultimate line of Tables 2 and 3 gives the ratio H α /H β . For those objects with composed H I Balmer profiles, we calculate the Balmer decrement by summing the flux of all components.

The Balmer decrement in Tables 2 and 3 indicates the presence of dust in the line-emitting regions of these galaxies. We assume that the optical properties of the dust are identical with those of dust in our Galaxy and, for lack of other lines, we use only the measured ratio H α /H β to determine the amount of internal extinction. Following Veilleux & Osterbrock (1987, hereafter VO87), we also assume an intrinsic ratio H α /H β = 3.1 for our objects because, as it will be seen later (Section 4), all of our galaxies can be considered as AGNs, and collisional excitation plays an important role in determining the emission-line spectrum in such objects. The internal reddening correction was determined from the interstellar extinction curves given by Seaton (1979) and the expression $F_0(\lambda) = F(\lambda)10^{[0.4E(B-V)]\chi(x)}$, where $F_0(\lambda)$ and $F(\lambda)$ are, respectively, the corrected and the measured fluxes at λ , $\chi(x)$ is the extinction function, and $x = 1/\lambda$, with λ expressed in μm . $\chi(x)$ was expressed as a third-order polynomial fitted to the points of $\chi(x)$ given by Nandy *et al.* (1975). The corrected flux values are given in Tables 2 and 3 in the line below the measured flux for each emission line, and in the last line of Tables 2 and 3 we list the 'internal' colour excess $E(B-V)_i$.

Our sample contains three objects (I1249–1308, I1548–0344 and I1958–1818) in common with the sample of OR85. For I1958–1818 our H α flux is in very good agreement with the value quoted by OR85, although

line-ratios differ somewhat: probably the differences can be ascribed to OR85 not having taken into account the stellar population in this object; for I1548–0344 our fluxes agree with those of OR85 to within 15 per cent; the differences are important for I1249–1308, but this object presents a composed H α profile, so that the differences may be attributed to the deblending procedures.

4 SPECTRAL CLASSIFICATION

4.1 The optical data

In the past, several attempts have been made to classify the spectra of extragalactic objects according to the principal excitation mechanisms. Usually, diagnostic diagrams with emission-line ratios of easily-observed lines are employed to achieve this goal. In this section we apply some diagnostic diagrams to our galaxies and classify them.

A first inspection of the data regarding the three galaxies in Table 3 (and Fig. 1 for I0137–2230) shows us that I0137–2230 is a classical Seyfert 1 galaxy with H I Balmer lines (FWHM $\geq 4000 \text{ km s}^{-1}$) much broader than the for-

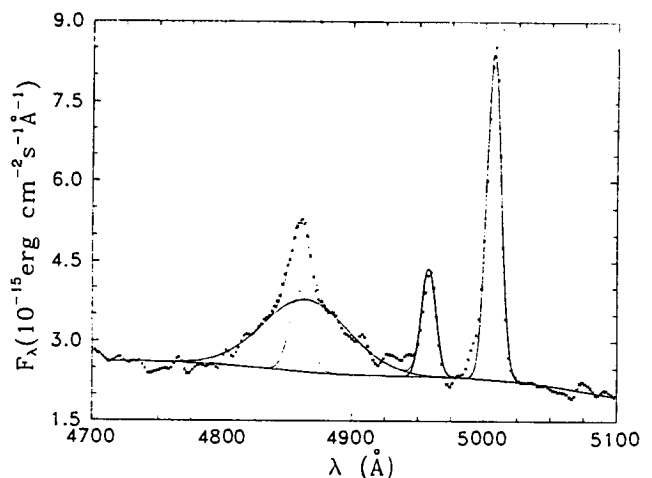


Figure 5. Gaussian fit for the H β + [O III] $_{\lambda\lambda 4959,5007}$ profile for the IRAS Seyfert 1 galaxy I0137–2230.

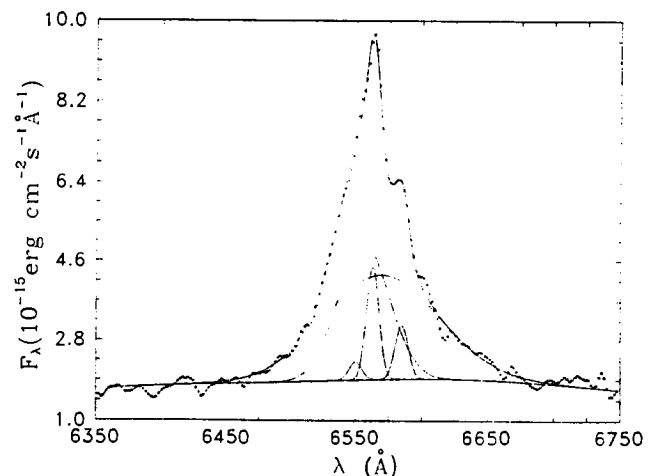


Figure 6. Same as Fig. 5 for the H α + [N II] $_{\lambda\lambda 6548,6583}$ profile for the IRAS Seyfert 1 galaxy I0137–2230.

Table 1. Details of the objects.

IRAS	N	z	E(B-V) _G	E(B-V) _P	Class.	log(L _{IR} /L _⊙)
0019-7926	006	0.07289	0.02	—	S2	11.62
0135-1307	030	0.04050	0.00	0.00	S2	10.61
0137-2230	031	0.08657	0.00	—	S1	11.11
0310-5131	076	0.07823	0.00	—	S2	11.01
0336-1641	098	0.03735	0.00	0.30	S2	10.76
1249-1308	309	0.01418	0.00	—	S1.5	9.84
1258-3039	312	0.01633	0.04	—	S2	9.91
1548-0344	383	0.03095	0.03	—	S2	10.66
1834-6728	472	0.01452	0.07	0.10	S2	10.03
1958-1818	495	0.03730	0.13	0.00	S2	10.52
2020-5635	502	0.06011	0.03	—	S1.9	10.86
2055-5211	513	0.05073	0.02	—	S2	10.90

thus we can use the far-infrared colours of these galaxies as another criterion to classify our objects. To do this we use the far-infrared colour-colour diagnostic diagrams of Sekiguchi (1987). Far-infrared colours are calculated by taking the logarithmic ratios of the flux densities at two *IRAS* bands, thus $-\alpha(\lambda_1, \lambda_2) = \log(S_{\lambda_1}/S_{\lambda_2})/\log(\lambda_1/\lambda_2)$, where S_{λ} is the flux-density (in Jy) at λ , and $\lambda_1 > \lambda_2$. As with the diagrams of VO87, we also have marked off regions occupied by specific classes of objects. Thus, non-active spiral galaxies are enclosed by the short-dashed curve, and starburst galaxies are enclosed by the dot-dashed curve. Seyfert 2 galaxies are scattered on the diagram above the non-active spiral galaxies region (Fig. 8). Four objects (10137–2230, 10336–1641, 11548–0344 and 12020–5635) have only upper limit detections at 100 μm , indicated by arrows in Fig. 8.

Several of our objects in the adapted far-infrared colour-colour diagram (Fig. 8) lie close to the power-law curve, the exceptions being 11548–0344, 10336–1641 and 10137–2230 (upper limits at 100 μm) on the left of the PL curve, and 10019–7926 and 12055–5211 on the right of the PL curve.

The galaxies 10019–7926 and 12055–5211 which are clearly classified as Seyfert 2 through the optical data (Section 4a), are located in the far-infrared colour-colour diagram near the blackbody model curve with their blackbody temperatures higher than the temperatures of the starburst galaxies. This apparent contradiction can be interpreted as a combination of two mechanisms that excite the dust: basically a power-law continuum source covered by gas and dust clouds in which massive star formation could be happening (Sekiguchi 1987). These clouds re-radiate the power-law photons with a blackbody spectrum. It is interesting to note that 10019–7926 is the most IR-luminous galaxy of our sample, with $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot}) = 11.62$, and also that this object is an interacting galaxy.

5 OPTICAL VERSUS FAR-INFRARED LUMINOSITIES

In this section we investigate how the luminosities of the far-infrared *IRAS* bands correlate with the luminosities of

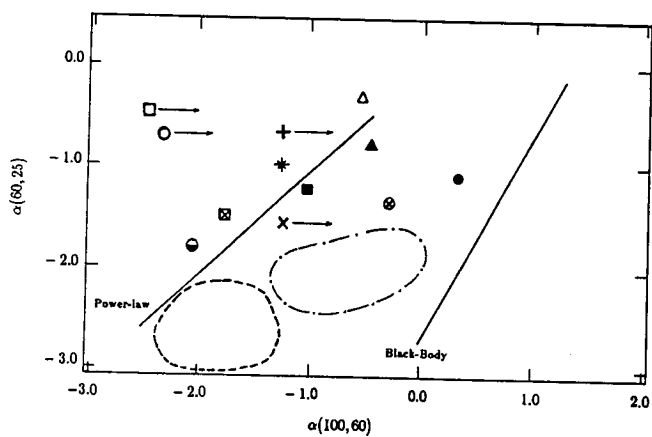


Figure 8. Far-infrared $\alpha(60,25)$ versus $\alpha(100,60)$ colour-colour diagnostic diagram. Objects labelled as in Fig. 7. Short-dashed line encloses normal (non-active) spiral galaxies, and the dot-dashed line encloses the Starburst Galaxies. Pure power-law ($F_{\nu} \propto \nu^{\alpha}$) and one-temperature blackbody models are indicated. Arrows indicate objects with upper limits at 100 μm .

optical lines. This issue has been studied by Dultzin-Iacayan, Moles & Masegosa (1988) who found that, for all Seyfert 2 galaxies in the Véron-Cetty & Véron (1987) catalogue, there is a strong correlation between the luminosity at 25 μm and the nuclear $\text{H}\beta$ luminosity, thus suggesting that the bulk of the 25- μm emission has the same origin (nuclear) as the $\text{H}\beta$ emission; for the other *IRAS* bands they have found weak or no correlation.

In our galaxy sample, 100 per cent of the objects have $\text{H}\alpha$ measurable, so we use this line to search for correlations. We have plotted in Fig. 9 the luminosity at 60 μm against the $\text{H}\alpha$ luminosity (relative to the Sun). The straight line in the plot shows the result of a linear least-squares fit performed on the data. The best correlation (with multiple linear-correlation coefficient $R^2 = 0.78$) was found for the 25- μm luminosity; next comes the 60- μm luminosity with $R^2 = 0.72$, and finally the 100- μm luminosity with $R^2 = 0.63$ (we have excluded from this last fit the four objects with upper limits at 100 μm). Thus we can say that both the 25- μm and the 60- μm emissions have the same origin as $\text{H}\alpha$ and, to a lesser extent, the same can be said of the 100- μm emission.

Another good correlation was found between the far-infrared luminosity L_{IR} and $\text{H}\alpha$, with $R^2 = 0.69$. This is shown in Fig. 10 where we plot the far-infrared luminosity $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot})$ against the $\log(L_{\text{H}\alpha}/L_{\odot})$ luminosity.

Concerning the ratio $L_{60}/L_{\text{H}\alpha}$ we find that, for the Seyfert 2s (including the Seyfert 1.9 12020–5635) of our sample, $400 < L_{60}/L_{\text{H}\alpha} < 3000$, whereas for the Seyfert 1.5 11249–1308 $L_{60}/L_{\text{H}\alpha} \approx 120$, and for the Seyfert 1 10137–2230 $L_{60}/L_{\text{H}\alpha} \approx 60$. This suggests a strong thermal component in the *IRAS* Seyfert 2s which is less conspicuous in the Seyfert 1s. Leech *et al.* (1989) presented a model with two kinds of dust clouds (type I with $A_V \approx 20$, and type II with $A_V \approx 1$). In this picture, objects with large $L_{60}/L_{\text{H}\alpha}$ (> 5000) are the youngest starbursts, dominated by type I clouds. Plotting our data in Fig. 9 of Leech *et al.* (1989) we see that the IR luminosity of the Seyfert 2 galaxies of our sample is still dominated by young star-forming regions, but there is also a significant contribution of type II clouds (lower optical depth).

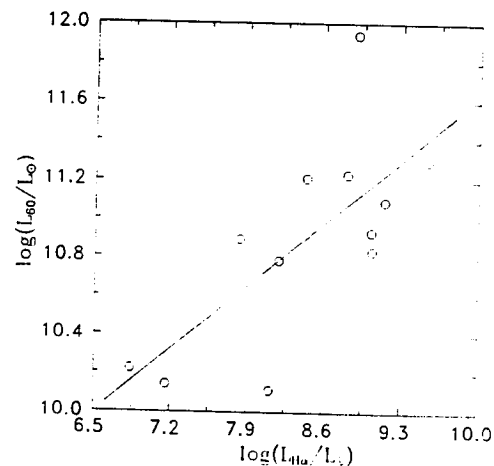


Figure 9. The luminosity of the *IRAS* band at 60 μm $\log(L_{60}/L_{\odot})$, plotted against the $\text{H}\alpha$ luminosity (relative to the Sun), $\log(L_{\text{H}\alpha}/L_{\odot})$. The multiple linear correlation coefficient is $R^2 = 0.72$.

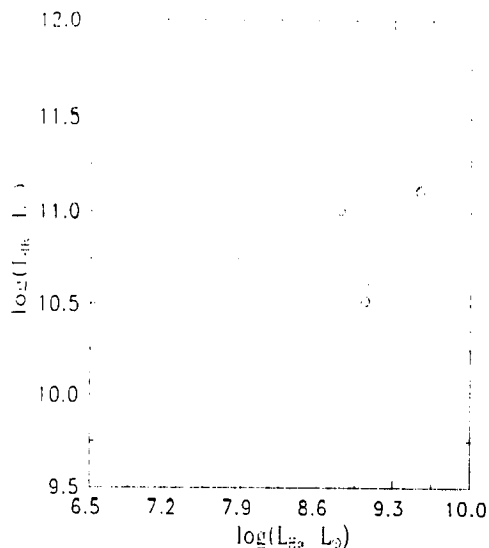


Figure 10. The far-infrared luminosity L_{IR} is plotted against the $H\alpha$ luminosity showing a correlation between these two quantities ($R^2 = 0.69$).

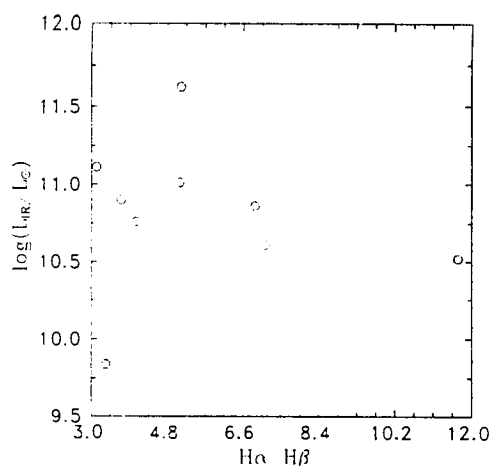


Figure 11. The far-infrared luminosity L_{IR} shows no correlation with the Balmer decrement $H\alpha/H\beta$, thus implying that the dust content in the *IRAS* galaxies is not the main factor determining the far-IR luminosity.

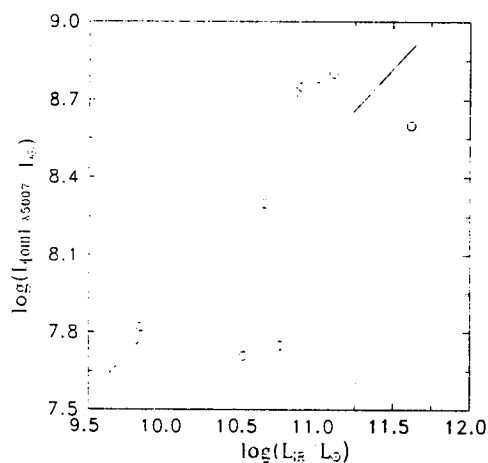


Figure 12. This figure shows the correlation ($R^2 = 0.66$) between the far-infrared luminosity L_{IR} and the $[O\text{ III}]_{\lambda 5007}$ luminosity, thus suggesting that L_{IR} depends strongly on the intensity of the ionizing source.

Assuming that the ratio $H\alpha/H\beta$ gives a measure of the amount of dust present in the line-emitting regions of active galaxies, we searched for a link between the dust and the far-infrared luminosity. This can be seen in Fig. 11 in which we have plotted $\log(L_{\text{IR}}/L_{\odot})$ versus $H\alpha/H\beta$. It is apparent that there is no correlation between these two quantities. On the other hand, we have found a correlation between L_{IR} and the $[O\text{ III}]_{\lambda 5007}$ luminosity ($R^2 = 0.66$, Fig. 12). One way to interpret these two facts is to assume that the far-infrared luminosity depends more strongly on the intensity of the central ionizing source (i.e. on the number of ionizing photons) than on the amount of dust, if recombination is the only mechanism responsible for the Balmer lines.

6 CONCLUSIONS

In this paper we have analysed 12 southern warm *IRAS* galaxies. Using optical and far-infrared colour-colour diagnostic diagrams, we have classified these galaxies according to their principal excitation mechanism and found that all are Seyfert galaxies.

There exist very good correlations between the luminosity at 25 and 60 μm and the $H\alpha$ luminosity, thus suggesting that the emission at these two *IRAS* bands has the same origin as the $H\alpha$ emission; also the far-infrared luminosity L_{IR} correlates well with $H\alpha$.

On the assumption that recombination is the only mechanism responsible for the Balmer lines and that $H\alpha/H\beta$ is a measure of the dust content, the far-infrared luminosity is more dependent on the number of ionizing photons than on the amount of dust.

Another point which should be stressed is that I0019-7926, the IR-brightest galaxy of our sample is an interacting galaxy.

ACKNOWLEDGMENTS

ChB and MGP acknowledge financial support by the Brazilian institution CNPq; SL expresses his gratitude to the staff members and observing assistants of CASLEO Observatory. Special thanks are also due to Dr C. Wilmer and Mr M. Rizo for their help in the data processing.

REFERENCES

- Baldwin, J. A., Phillips, M. M. & Terlevich, R., 1981. *Publs astr. Soc. Pacif.*, **93**, 5 (BPT).
- Bica, E., 1988. *Astr. Astrophys.*, **195**, 76.
- Bonatto, Ch. J., Bica, E. & Alloin, D., 1989. *Astr. Astrophys.*, **226**, 23.
- da Costa, L. N., Pellegrini, P. S., Nunes, M. A., Willmer, C. & Latham, D. W., 1984. *Astr. J.*, **89**, 1310.
- de Grijp, M. H. K., Miley, G. K. & Lub, J., 1987. *Astr. Astrophys. Suppl. Ser.*, **70**, 95.
- de Grijp, M. H. K., Miley, G. K., Lub, J. & de Jong, T., 1985. *Nature*, **314**, 240.
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A. & Corwin, H. G., 1976. *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies*, University of Texas Press, Austin.
- Dultzin-Hacyan, D., Moles, M. & Masegosa, J., 1988. *Astr. Astrophys.*, **206**, 95.
- IRAS Point Source Catalog, 1985. *Joint IRAS Science Working Group*, US Government Printing Office, Washington, DC.

- Latham, D. W., 1982. *Instrumentation For Astronomy With Very Large Optical Telescopes*, IAU Colloq. No. 67, p. 259. ed. Humphries, C. M., Reidel, Dordrecht.
- Lawrence, A., Rowan-Robinson, M., Leech, K., Jones, D. H. P. & Wall, J. V., 1989. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **240**, 329.
- Leech, K. J., Penston, M. V., Terlevich, R., Lawrence, A., Rowan-Robinson, M. & Crawford, J., 1989. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **240**, 349.
- Miley, G. K., Neugebauer, G. & Soifer, B. T., 1985. *Astrophys. J.*, **293**, L11.
- Nandy, K., Thompson, G. I., Jamar, C., Monfils, A. & Wilson, R., 1975. *Astr. Astrophys.*, **44**, 195.
- Osterbrock, D. E. & de Robertis, M. M., 1985. *Publs astr. Soc. Pacif.*, **97**, 1129.
- Sandage, A. & Tammann, G. A., 1981. *A Revised Shapley-Ames Catalogue of Bright Galaxies*, Carnegie Institution, Washington, DC.
- Sanders, D. B., Soifer, B. T., Elias, J. H., Madore, B. F., Mathews, K., Neugebauer, G. & Scoville, N. Z., 1988. *Astrophys. J.*, **325**, 74.
- Seaton, M. J., 1979. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **187**, 73p.
- Sekiguchi, K., 1987. *Astrophys. J.*, **316**, 145.
- Soifer, B. T., Sanders, D. B., Madore, B. F., Neugebauer, G., Persson, C. J., Persson, S. E. & Rice, W. L., 1987. *Astrophys. J.*, **320**, 238.
- Stone, R. P. S. & Baldwin, J. A., 1983. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **204**, 357.
- Tonry, J. & Davis, M., 1979. *Astr. J.*, **84**, 1511.
- Veilleux, S. & Osterbrock, D. E., 1987. *Astrophys. J. Suppl.*, **63**, 295.
- Véron-Cetty, M. P. & Véron, P., 1987. *A Catalogue of Quasars and Active Nuclei*, ESO Scientific Report, No. 5.

Detection of an [O III] λ_{5007} radiation cone in the nuclei of NGC 1365 and 7582

Thaisa Storchi-Bergmann* and Charles J. Bonatto*

Instituto de Física, Universidade Federal do Rio Grande do Sul, Campus do Vale, CP 15051, CEP 91500, Porto Alegre, RS, Brasil

Accepted 1990 December 10. Received 1990 November 23; in original form 1990 August 29

SUMMARY

Using narrow-band imagery, we have detected a cone of radiation in the [O III] λ_{5007} line in the nuclei of NGC 1365 and 7582 with emission directed, respectively, towards the south-east and south-west. Adopting a distance of 20 Mpc to NGC 1365 and 21 Mpc to NGC 7582, with $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ the projected dimensions of the cones are about 1.0×1.5 and 1.9×1.6 kpc, respectively. The presence of these cones had been previously suggested on the basis of images obtained with the TAURUS Fabry-Perot interferometer and spectroscopic observations, and can be clearly seen in our images after the subtraction of the continuum emission. These observations are new examples of cone morphologies of high-excitation gas previously found in other Seyfert 2 galaxies. The analysis of the available data on NGC 1365 and 7582 favours the so-called 'unified AGN models'.

1 INTRODUCTION

As part of an ongoing study of the emission gas structure in the nucleus of nearby Seyfert 2 galaxies we have obtained narrow-band images of the galaxies NGC 1365 and 7582. NGC 1365 is a giant barred SBb-c galaxy in the Fornax cluster with a nuclear region containing a Seyfert nucleus (Edmunds & Pagel 1982), dust lanes and bright hotspots, and has been studied by several authors (Sérsic & Pastoriza 1965; Phillips *et al.* 1983, hereafter PTEP, and references therein). The relative intensities of the emission lines of NGC 1365 are typical of a Seyfert 2 galaxy, although Véron *et al.* (1980) have found a broad component in H α suggesting that this galaxy could have a hidden Seyfert 1 nucleus. NGC 7582 is a highly inclined barred SBab(rs) spiral galaxy with a composite nuclear emission spectrum indicating the presence of both power-law and hot star photoionization; it also presents X-ray emission (Morris *et al.* 1985).

Using long-slit spectroscopy on NGC 1365, PTEP have shown that the [O III] λ_{5007} line presents a strong off-nuclear component, blueshifted by 300 km s^{-1} relative to the nuclear emission in the direction of the minor axis of the galaxy. The presence of a weaker red component has led to a possible interpretation of the data on the basis of a conical ejection model. Using the TAURUS imaging Fabry-Perot interferometer (Taylor 1978; Atherton *et al.* 1982), Edmunds, Taylor & Turtle (1988) have shown that the [O III] λ_{5007} emitting gas in NGC 1365 extends smoothly over the whole nuclear

region. Our data show a similar emission structure in the [O III] image before the continuum subtraction. Nevertheless, after the subtraction a very clear cone-shaped structure can readily be seen, in agreement with the model suggested by PTEP.

NGC 7582 was also observed with TAURUS (Morris *et al.* 1985) when it was noted that the [O III] velocity field is different to that of H α , and that the [O III] profiles present a uniform blueshift of about 100 km s^{-1} . They propose a model comprising an H II region disc responsible for the H α emission with a conical outflow of a high-excitation gas emitting [O III]. Again our pure [O III] image shows the proposed conical structure.

2 OBSERVATIONS AND REDUCTIONS

The images of NGC 1365 and 7582 were obtained at the CTIO's 91-cm telescope on 1989 August 17-19, using the TI2 CCD with an image-scale of 0.494 arcsec per pixel. Observations of each galaxy were made through narrow-band interference filters centred on the redshifted [O III] λ_{5007} and H α + [N II] $\lambda_{\lambda 6548,84}$ lines and the corresponding continua. Details regarding the observations, filters, and integration times are given in Table 1. Flat fields were obtained for each filter used.

We would like to point out that Véron *et al.* (1980) have found a broad H α component in the nuclear spectrum of NGC 1365 whose wing could be present in our continuum filter. Nevertheless the broad H α component has FWHM $\approx 35 \text{ \AA}$ and a low peak intensity centred at $\lambda 6600$. Thus its contribution to our continuum filter centred at

* Visiting Astronomer at Cerro Tololo Inter-American Observatory.

Table 1. Log of observations.

Galaxy	Date	Exp.Time(s)	No.Exp.	Filter/Width(Å)	Seeing(")
NGC1365	17-18	600	1	5032/15	1.7
NGC1365	17-18	900	2	5032/15	1.7
NGC1365	17-18	900	1	5400/100	1.7
NGC1365	18-19	600	2	6520/75	2.1
NGC1365	18-19	600	2	6600/110	2.1
NGC1365	18-19	600	2	5032/15	2.1
NGC1365	18-19	600	1	5400/100	2.1
NGC7582	17-18	900	2	5032/15	1.7
NGC7582	17-18	900	1	5400/100	1.7
NGC7582	17-18	900	1	6520/75	1.7
NGC7582	17-18	900	1	6600/110	1.7

Notes. Column 4 gives the number of exposures. Column 5: width corresponds to the FWHM transmission.

$\lambda 6520$ with a FWHM transmission of 75 Å should be negligible and does not affect our conclusions.

Data reduction was performed with the IRAF package. All the frames were corrected for DC electrical offset obtained from an overscan region of the chip and were bias subtracted. Each frame was divided by a normalized dome flat field, and had the bad pixels replaced by an average value from the neighbouring pixels. The data were corrected for atmospheric extinction using the CTIO average extinction curve. We then aligned all the frames using field stars as reference points and then individual integrations for each filter were averaged (according to each frame's integration time) to produce the final frames. We then subtracted the sky contribution. Because the point-spread function (PSF) varies for each filter, we measured the PSF for each pair of continuum and continuum+emission frames. Then we convolved the frames with the narrower PSF with a circular Gaussian having a FWHM such that the resulting PSF was equal to the broader one. Before the subtraction the continuum frame was scaled as follows: for each field star we calculated the count ratio in the continuum and the continuum+emission frames; the final scale factor was determined as the average ratio for all stars.

3 RESULTS

3.1 NGC 1365

We show in Fig. 1 the images obtained on the first night, when we could only observe NGC 1365 with the $[O\ III]$ filters. Fig. 1(a) presents the continuum subtracted $[O\ III]$ (pure emission) frame and Fig. 1(b) the corresponding continuum frame. On the second night, we again observed with the $[O\ III]$ filters and also with the $H\alpha$ filters. The corresponding frames are shown in Figs 2 and 3: Fig. 2(a) presents the pure emission $H\alpha$ frame, Fig. 2(b) the $H\alpha$ continuum frame, Fig. 3(a) the pure emission $[O\ III]$ frame, and Fig. 3(b) the $[O\ III]$ continuum frame. The most external isophotes plotted correspond to a 2σ level above the residual 'sky' (actually the sky

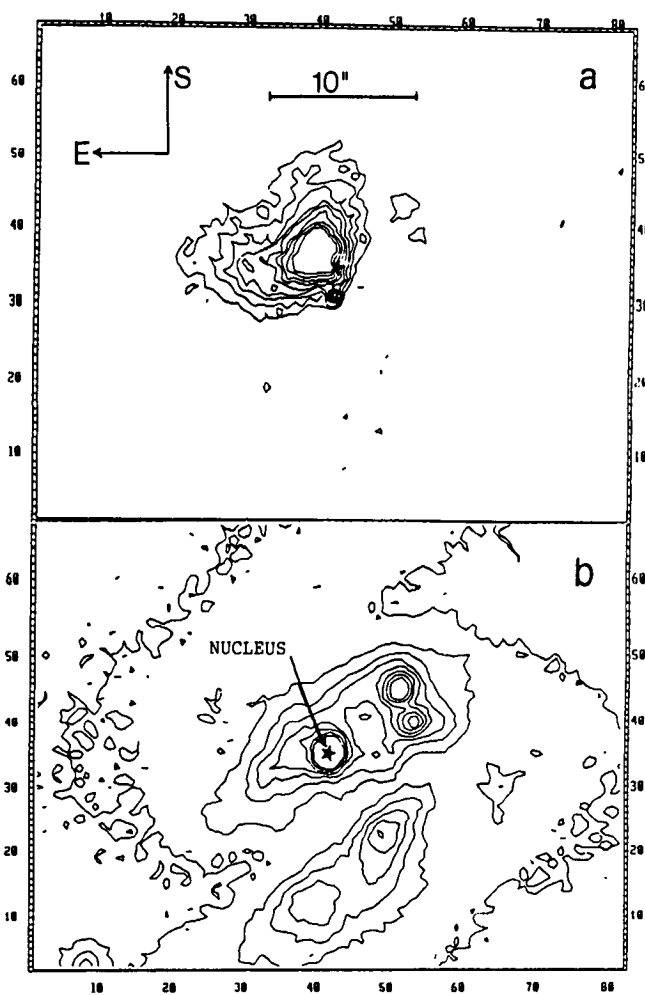


Figure 1. (a) Contour map of the N1365 continuum-subtracted $[O\ III]$ frame obtained on the first night; contours in counts, from 11 to 78 per cent of maximum value, step 7 per cent. (b) $[O\ III]$ continuum frame contoured from 9 to 54 per cent of maximum value, step 5 per cent; x and y scale in pixels. The centre of the nuclear emission of the continuum frame is indicated in both frames by a star symbol. The small knot at the 'vertex' of the cone in (a) is due to a cosmic ray hit.

has been already subtracted). It can be seen that the $[O\ III]$ images obtained on the first night have a better signal-to-noise ratio than those obtained on the second night.

In the $H\alpha$ pure emission frame (Fig. 2b) as well as in the $H\alpha$ and $[O\ III]$ continuum of the first night, several structures can be easily identified: the nucleus, the hotspots, the dust lane, and the northern $H\ II$ region complex (Edmunds & Pagel 1982). The centre of the nuclear emission (represented by a star symbol in the figures) coincides in these three frames, as well as the position of the other structures mentioned above. On the $[O\ III]$ frame of the first night, we see traces of the hotspots, whose emission centres coincide with those of the other frames. At the 1σ level it is also possible to see traces of emission from the northern $H\ II$ complex. Nevertheless, the bulk of the pure $[O\ III]$ emission presents a different structure: the centre of the emission does not coincide with the previous nucleus, being displaced towards the south-east by 1.5 arcsec (projected distance 150 pc at the galaxy); the isophotes accumulate towards the north-west and present a cone-shaped form, which can be seen in both (first and second nights) pure $[O\ III]$ frames. This structure is not present in the pure $H\alpha$ and continuum frames. The dimensions of this structure at the 2σ level, adopting a dis-

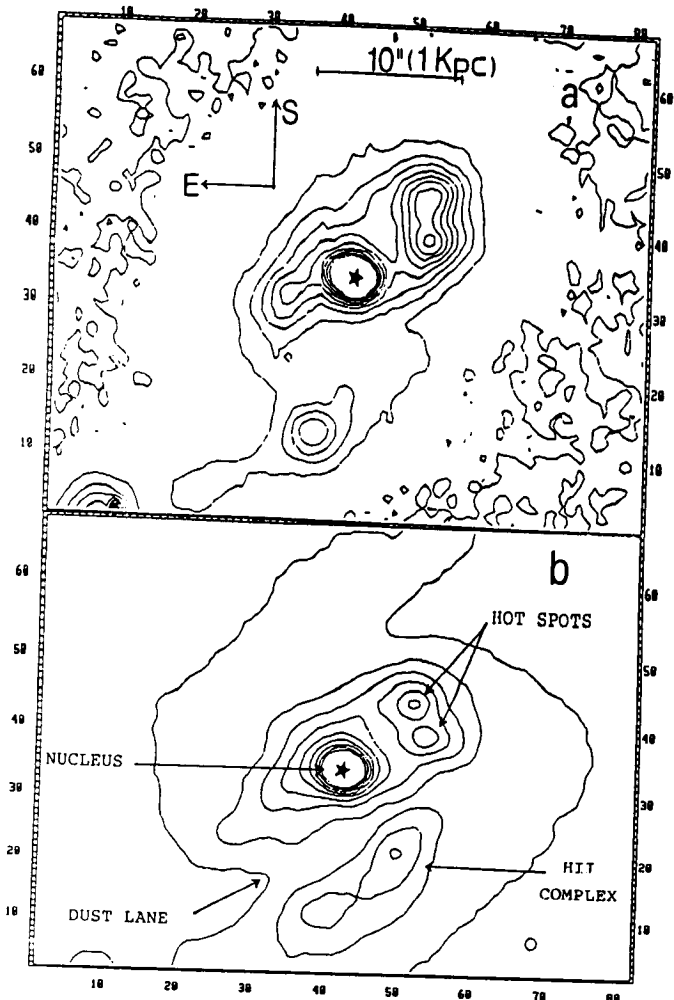


Figure 2. (a) Contour map of the N1365 continuum-subtracted H α frame, in counts, from 1 to 37 per cent of maximum value, step 4 per cent. (b) H α continuum frame contoured from 1 to 46 per cent of maximum value, step 5 per cent; x and y scale in pixels. The centre of the pure H α nuclear emission is indicated in Figs 2 and 3 by a star symbol.

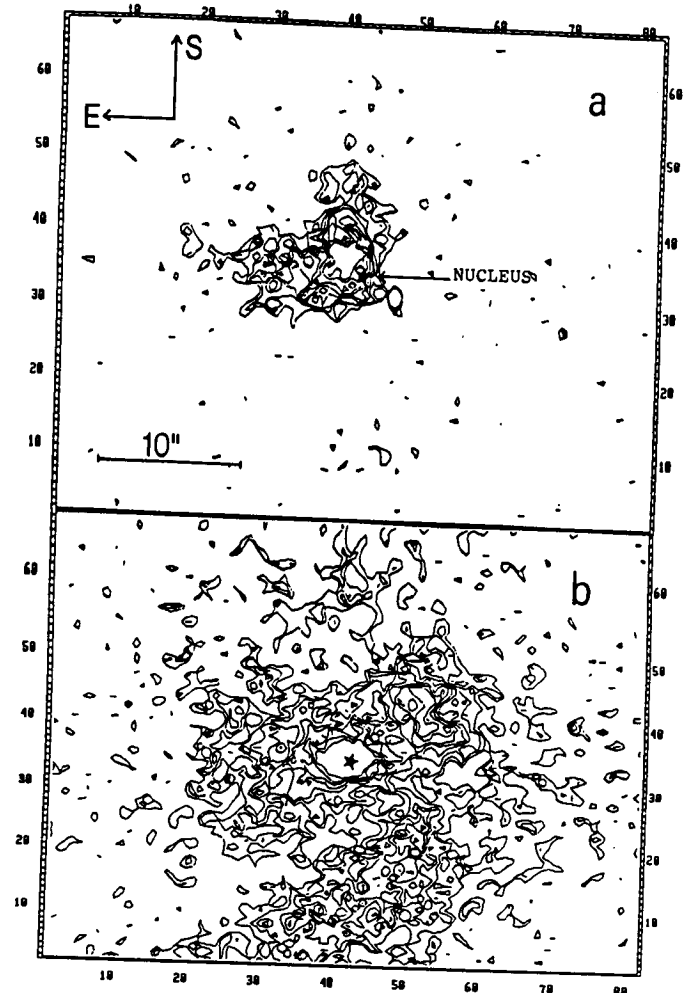


Figure 3. (a) Contour map of the N1365 continuum-subtracted [O III] frame obtained on the second night; contours in counts, from 19 to 67 per cent of maximum value, step 8 per cent. (b) [O III] continuum frame contoured from 15 to 57 per cent of maximum value, step 6 per cent; x and y scale in pixels.

ance of 20 Mpc to the galaxy (PTEP), are 1.5 kpc in the east-west direction and 1 kpc in the north-south direction.

In order to better demonstrate the distribution of the [O III] emission we have constructed a three-dimensional plot which is shown in Fig. 4 with the counts on the vertical axis.

One way to interpret our data together with the results of PTEP is using their model. Thus NGC 1365 presents a high-citation gas outflow emitting mostly in [O III]. The geometry of the emission is that of a hollow cone which we are seeing partially from the top.

2 NGC 7582

Images of NGC 7582 are shown in Figs 5 and 6: Fig. 5(a) shows the pure [O III] emission frame, Fig. 5(b) the [O III] continuum, Fig. 6(a) the pure H α emission frame and Fig. 6(b) the corresponding continuum. Again, the outermost isophotes correspond to 2σ level.

As in the case of NGC 1365, the centre of the emission coincides in all frames except in the [O III] pure emission one. In this frame, all the emission is displaced towards the south-east, the emission centre being displaced by 0.7 arcsec (projected distance 71 pc at the galaxy) with respect to the other frames. The isophotes accumulate towards the north-east

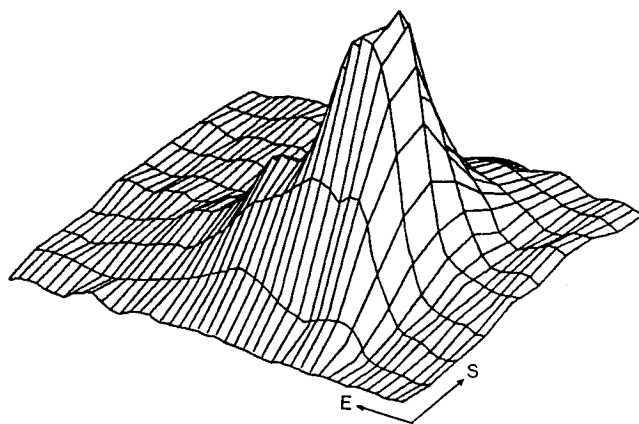


Figure 4. Smoothed three-dimensional representation of the NGC 1365 isophotal map of Fig. 1(a). Vertical scale in counts with bottom at zero and top at 234.

and a very similar conical structure to that found in NGC 1365 can be readily seen, with dimensions at the 2σ level of 1.6 kpc in the east-west direction and 1.9 kpc in the north-south direction. A comparison between the shapes of the internal isophotes in the pure H α and the corresponding

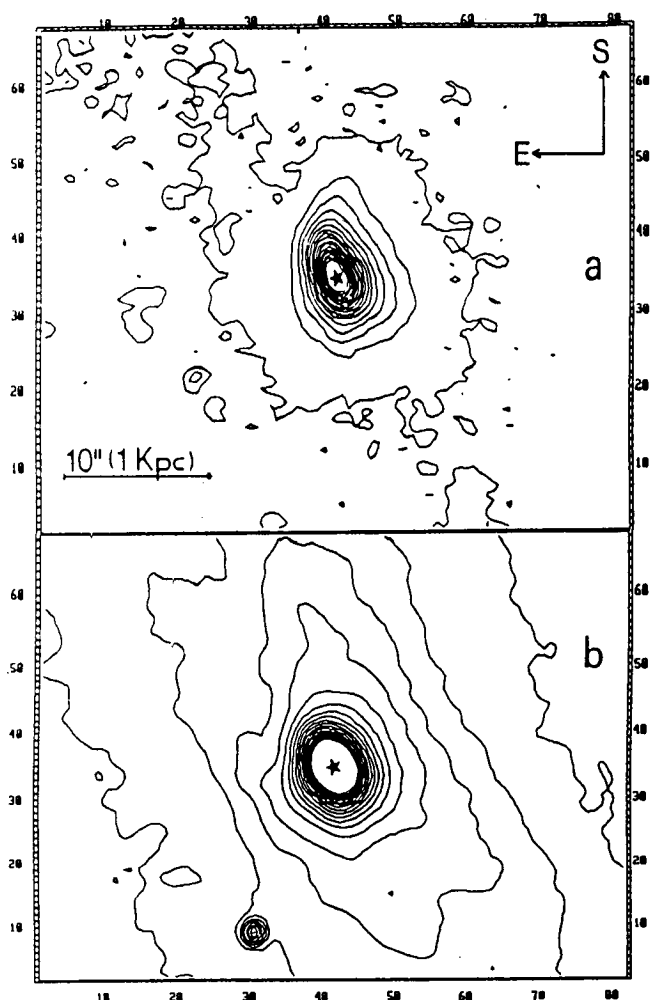


Figure 5. (a) Contour map of the N7582 continuum subtracted $H\alpha$ frame in counts, from 1 to 81 per cent of maximum value, step 5 per cent. (b) $H\alpha$ continuum frame contoured from 1 to 45 per cent, step 2 per cent; x and y scale in pixels.

continuum shows that the first are more elongated and present a slight accumulation towards the north-east, giving a hint of the conical structure present in the pure $[O\ III]$ frame. This indicates that the cone also emits in $H\alpha$, although the conical structure is less evident because the nucleus and surroundings also emit strongly in this line.

We have also constructed a three-dimensional plot of the pure $[O\ III]$ emission with counts on the vertical axis, which is shown in Fig. 7.

Our data together with kinematic and spectroscopic information showing that the $[O\ III]$ gas is blueshifted indicate that NGC 7582 presents an outflow of high-excitation gas. This gas outflow has a cone-shaped structure which we are viewing at a grazing angle to its external wall in agreement with the model by Morris *et al.* (1985).

4 DISCUSSION

Previous works involving narrow-band imaging of Seyfert galaxies have found elongated emission structures in the nuclear region. In particular Haniff, Wilson & Ward (1988) have found an alignment between the direction of the radio and emission-line axes for a sample of 10 Seyfert galaxies. Conical structures have been found through the construction of excitation maps obtained by dividing the $[O\ III]$ frame by the $H\alpha$ frame (Pogge 1988a) for a number of galaxies:

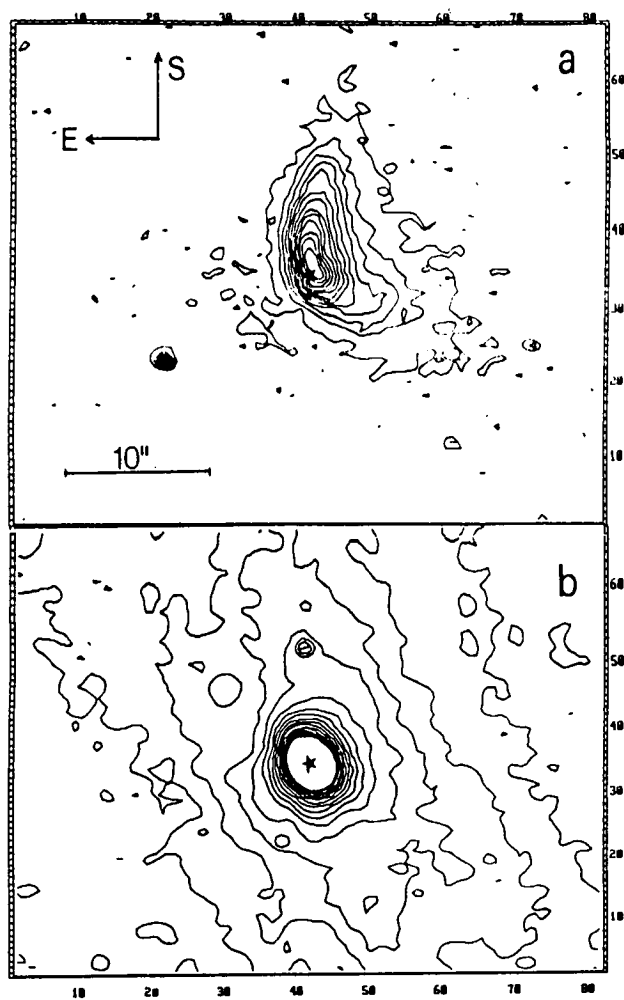


Figure 6. (a) Contour map of the N7582 continuum subtracted $[O\ III]$ frame in counts, from 4 to 88 per cent of maximum value, step 7 per cent. (b) $[O\ III]$ continuum frame contoured from 1 to 37 per cent of maximum value, step 2 per cent; x and y scale in pixels.

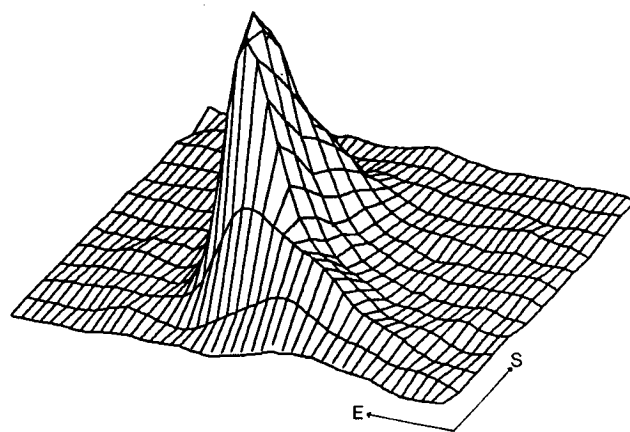


Figure 7. Smoothed three-dimensional representation of the NGC 7582 isophotal map of Fig. 6(a). Vertical scale in counts with bottom at zero and top at 438.

NGC 1068 (Pogge 1988a), NGC 4388 (Corbin, Baldwin & Wilson 1988; Pogge 1988b), NGC 5252 (Tadhunter & Tsvetanov 1989; Haniff, Ward & Wilson 1991), NGC 5728 (Schommer *et al.* 1988; Pogge 1989), Mkn 573 and possibly NGC 2110 (Haniff *et al.* 1991).

These findings support the so-called 'unified models' of

AGN in which a Seyfert 1 nucleus and a broad-line region would also be present in Seyfert 2 galaxies but hidden by a thick accretion torus (Antonucci & Miller 1985). Biconical radiation fields would be produced either through collimation by the torus walls or if the central source is intrinsically anisotropic. As an alternative they suggest that a plasma jet forms a channel through which the radiation from the central engine escapes along a cone, possibly reaching great distances (e.g. NGC 5252 and 4388).

Our observations of NGC 1365 and 7582 give further support for the above models. The conical structure for both galaxies is clearly seen in the continuum-subtracted images without having to construct excitation maps. This means that in these galaxies the bulk of the [O III] emission comes from the high-excitation gas which is confined to the conical structures.

The kinematics of the central region studied in previous works and described in the introduction shows that the gas is outflowing along the cones thus indicating that not only radiation but also matter is being collimated. The presence of gas motions could lead to shock ionization, but the optical spectrum of both galaxies (Ward *et al.* 1980; Diaz, Pagel & Wilson 1985; Edmunds & Pagel 1982) do not show any clear evidence of this process. Instead the line ratios favour photoionization by a power law. This seems to be the case in other Seyfert galaxies with anisotropic [O III] morphologies (Wilson, Ward & Haniff 1988, hereafter WWH).

The presence of beaming in NGC 1365 and 7582 is obvious through our pure [O III] images and previous kinematic studies. In more distant, less spatially resolved galaxies, one way to check the beaming hypothesis is through comparison between the power in optical-ultraviolet continua available to heat dust (L_{H}), and the thermal luminosity of the nuclear infrared source (L_{IR}). In general it is found that $L_{\text{IR}} \geq L_{\text{H}}$ suggesting that part of the radiation heating the dust is not observed (WWH).

We have followed the procedures outlined in WWH to estimate L_{H} and L_{IR} in order to check if this indeed occurs in NGC 1365 and 7582. Flux densities at 60 and 100 μm were taken from the IRAS *Point Source Catalogue* (1985) and used to calculate L_{IR} ; L_{H} was calculated integrating a power-law spectrum ($F_{\nu} \propto \nu^{-\alpha}$) between 0.01–1 μm . For NGC 1365 we have used the results from a spectroscopic study by Edmunds & Pagel (1982) in which it is concluded that in order to reproduce the ratio $\text{He II}_{\lambda 4686}/\text{H}\beta$ and the equivalent width of H β the slope α of the ionizing continuum should be ≈ 1.5 , and with a value of the reddening corrected continuum at $\lambda 4681$ of $3.2 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$. For NGC 7582 we have taken $\alpha = 1.5$ and the H β continuum as $1.2 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$ from the spectroscopic study of Ward *et al.* (1980). We found for NGC 1365 $L_{\text{IR}}/L_{\text{H}} = 11$, and for NGC 7582 $L_{\text{IR}}/L_{\text{H}} = 13$, showing that the above hypothesis is confirmed in these galaxies. However, part of the 60 and 100 μm emission may come from extra-nuclear regions, but even assuming a 50 per cent extra-nuclear contribution to L_{IR} the ratios would still be ≥ 5 , not changing the conclusion.

5 CONCLUSIONS

In this paper we have analysed narrow-band [O III] and H α + [N II] images of the galaxies NGC 1365 and 7582. The

subtraction of continuum emission from the [O III] frames revealed the presence of a cone-shaped structure in the pure [O III] $_{\lambda 5007}$ frames in both galaxies. In NGC 7582 there is also a hint of the cone structure in H α . This emission seems to have a vertex centred at the nucleus of the host galaxy but which is hidden due to its orientation. Our observations together with previous kinematic and spectroscopic ones, clearly show that high-ionization gas is being ejected from the nuclei of NGC 1365 and 7582 with a cone-shaped geometry.

We have used the far-infrared luminosity of both galaxies to show that the dust in the nuclear region is exposed to more continuum radiation than that directly observed, thus favouring beaming and/or partial obscuration of the radiation field.

Our work gives further support to the 'unified AGN models' proposed in previous studies in which elongated emission structures of high-excitation gas were found in the nuclear region of some Seyfert galaxies. In particular, our observations of NGC 1365 and 7582 add new data on objects with anisotropic radiation fields and are clear examples of a cone-shaped geometry, favouring models with radiation beaming and gas outflow that could be accelerated by plasma jets. It would be interesting to check the presence of these jets through high-resolution radio observations of these galaxies.

ACKNOWLEDGMENTS

We would like to acknowledge the hospitality of the CTIO Observatory and CTIO's Director Dr R. Williams. We also acknowledge the support of the CTIO's staff during the observations and data reduction, and the valuable help of H. Schmitt in the frame manipulation. We also thank an anonymous referee for valuable suggestions that helped to improve the paper. This work was supported by the Brazilian institutions FAPERGS and CNPq.

REFERENCES

- Antonucci, R. R. J. & Miller, J. S., 1985. *Astrophys. J.*, **297**, 621.
- Atherton, P. D., Taylor, K., Pike, C. D., Harmer, C. F. W., Parker, N. M. & Hook, R. N., 1982. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **201**, 661.
- Corbin, M. A., Baldwin, J. A. & Wilson, A. S., 1988. *Astrophys. J.*, **334**, 104.
- Diaz, A. I., Pagel, B. E. J. & Wilson, I. R. G., 1985. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **212**, 737.
- Edmunds, M. G. & Pagel, B. E. J., 1982. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **198**, 1089.
- Edmunds, M. G., Taylor, K. & Turtle, A. J., 1988. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **234**, 155.
- Haniff, C. A., Wilson, A. S. & Ward, M. J., 1988. *Astrophys. J.*, **334**, 104.
- Haniff, C. A., Ward, M. J. & Wilson, A. S., 1991. *Astrophys. J.*, in press.
- IRAS *Point Source Catalogue*, 1985. US Government Printing Office, Washington, DC.
- Morris, S., Ward, M., Whittle, M., Wilson, A. S. & Taylor, K., 1985. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **216**, 193.
- Phillips, M. M., Turtle, A. J., Edmunds, M. G. & Pagel, B. E. J., 1983. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **203**, 759 (PTEP).

- ogge, R. W., 1988a. *Astrophys. J.*, **328**, 519.
- ogge, R. W., 1988b. *Astrophys. J.*, **332**, 702.
- ogge, R. W., 1989. *Astrophys. J.*, **345**, 730.
- hommer, R. A., Caldwell, N., Wilson, A. S., Baldwin, J. A., Phillips, M. M., Williams, T. B. & Turtle, A. J., 1988. *Astrophys. J.*, **324**, 154.
- rsic, J. L. & Pastoriza, M. G., 1965. *Publs astr. Soc. Pacif.*, **77**, 287.
- dhunter, C. & Tsvetanov, Z., 1989. *Nature*, **341**, 422.
- Taylor, K., 1978. *High Resolution Spectrometry, Proc. 4th Int. Coll. on Astrophys., Trieste*, p. 469, ed. Hack, M., Osservatorio Astronomico di Trieste.
- Véron, P., Lindblad, P. O., Zuiderwijk, E. J., Véron, M. P. & Adam, G., 1980. *Astr. Astrophys.*, **87**, 245.
- Ward, M. J., Penston, M. V., Blades, J. C. & Turtle, A. J., 1980. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **193**, 563.
- Wilson, A. S., Ward, M. J. & Haniff, C. A., 1988. *Astrophys. J.*, **334**, 121.

SURFACE PHOTOMETRY AND SPECTRAL ANALYSIS OF Mk50: A SEYFERT 1 NUCLEUS IN AN EARLY TYPE GALAXY

M. G. PASTORIZA, E. BICA, AND CH. BONATTO
Instituto de Física, UFRGS, Porto Alegre, RS, Brasil

E. MEDIAVILLA AND E. PEREZ
Instituto de Astrofísica de Canarias, 38200 La Laguna, Tenerife, Spain
Received 24 January 1991; revised 28 May 1991

ABSTRACT

We analyze Markarian 50 using V and I CCD frames and IPCS and CCD spectra, respectively, obtained in June 1985 (low state of activity) and May 1990 (high state), covering the range $3200 \text{ \AA} < \lambda < 10\,100 \text{ \AA}$. The surface brightness profiles derived from the images indicate that we are dealing with an early type, elliptical or S0 galaxy, which is supported by the spectral analysis of the stellar population. We study the emission properties of the Seyfert 1 nucleus, after subtraction of the stellar population. In the low state we detect a strong, broad $H\alpha$ with $\text{FWHM} \approx 4500 \text{ km s}^{-1}$, whereas $H\beta$ is stronger than $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$ by a factor ≈ 2 (in flux). The stellar population is clear by the presence of Ca II H and K , G band, and Mg I, and its continuum contribution is more than 92% for $\lambda > 4000 \text{ \AA}$. In the high state $H\alpha$ broadens to $\text{FWHM} \approx 5400 \text{ km s}^{-1}$, $H\beta$ becomes a factor ≈ 7 (in flux) stronger than $[\text{O III}]_{\lambda 5007}$, and He I $\lambda 5876$ is prominent. The stellar population fractions in the high state continuum are 48% at $\lambda 3800 \text{ \AA}$, 71% at $\lambda 5000 \text{ \AA}$, and 82% at $\lambda 8900 \text{ \AA}$. Permitted Fe II emission has similar intensities in the high and low states, showing that its formation zone does not coincide with that of the broad H I and He I lines, i.e., it is farther than five light years from the central source. The off-nuclear spectra centered at $8''$ ($\approx 5 \text{ kpc}$) have $[\text{O II}]$, $[\text{O III}]$, $[\text{N II}]$, $H\alpha$, and $H\beta$ at least in part produced by radiation from the strong central source, and the stellar population is dominated by a typical red strong-lined bulge population while the contribution of young components (age $< 5 \times 10^8 \text{ yr}$) is $\approx 7\%$ at $\lambda 5870 \text{ \AA}$. The spectral analysis also shows that the point source at $17''$ northeast of Mk50 is not a companion, but a foreground star of spectral type K7V-M0V.

1. INTRODUCTION

Seyfert nuclei occur in a wide range of morphological types, but they are seldom seen in early type galaxies (Adams 1977). They appear quite often in pairs and/or in interacting systems (Dahari 1984). Markarian 50 is a Seyfert 1 nucleus (Sargent 1970; Weedman 1976) with evidence of having a host galaxy of elliptical type with an extended halo elongated in the north-south direction (Adams 1977). A compact object lies at $17''$ north-east, but it does not seem to cause isophotal distortions in Mk50 (Dahari 1984). U , B , and V photoelectric photometry indicates variability of the Seyfert nucleus (Penfold 1979).

In this paper we report results obtained from spectrophotometry and surface photometry of Mk50. Using this data we study the surface brightness distribution and the nature of the stellar population, as well as the properties of the emitting gas. In particular we infer on the nature of the host galaxy and the nearby point source. In Sec. 2 we describe the observations. In Secs. 3 and 4 we analyze the photometric and spectrophotometric data. In Sec. 5 we discuss the stellar-subtracted emission spectra, and finally the concluding remarks are given in Sec. 6.

2. OBSERVATIONS

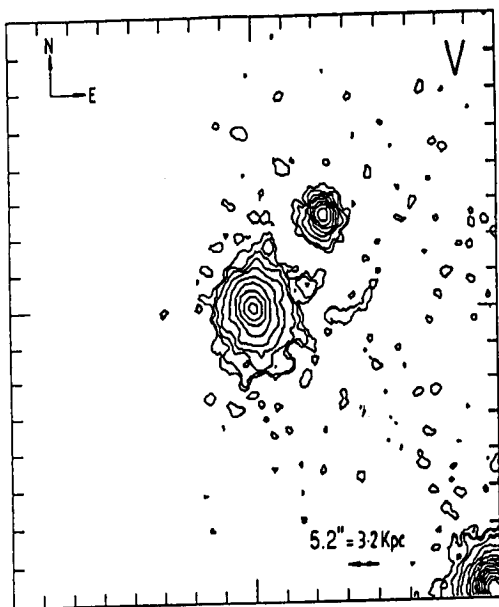
V and I CCD images were obtained with the 1.0 m Jacobus Kapteyn Telescope at Roque de Los Muchachos, Canary Islands, Spain, in January 1986. The pixel size at the Cassegrain focus corresponds to $0.414''$ with the RCA SID 501 detector. Photometric standard stars from Landolt's list (1983) were observed to flux calibrate the data. A standard reduction procedure was used for the CCD imaging. Spec-

trophotometric observations in the range $3200\text{--}7000 \text{ \AA}$ with $\approx 4 \text{ \AA}$ (FWHM) resolution were carried out with the IPCS detector attached to the Cassegrain focus of the 2.5 m Isaac Newton Telescope at the same observatory on 16 June 1985. The pixel size is $1.8''$ and a long slit was set at P.A. = 45° in order to obtain simultaneously spectra of the galaxy and the stellar object located at $\approx 17''$ northeast of the nucleus. The slit width was $2''$ and the seeing was comparable. Standard photometric stars were observed in order to flux calibrate the spectra. The nuclear spectrum was obtained summing up the central 4 pixels, and the off-nuclear spectrum corresponds to an average of three pixels on each side of the nucleus centered at $R \approx 8''$. Assuming throughout this paper $H_0 = 55 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, the central region covers $0 < R < 2.2 \text{ kpc}$, and the external region $3.5 < R < 6.7 \text{ kpc}$. Additional spectra in the range $3200\text{--}10\,100 \text{ \AA}$ with $\approx 15 \text{ \AA}$ resolution have been taken at the ESO La Silla 1.5 m telescope with the high resolution RCA CCD No. 13 attached to the Boller and Chivens spectrograph on 21 May 1990. The slit was set in the east-west direction and extractions were made similarly to those of the IPCS frame.

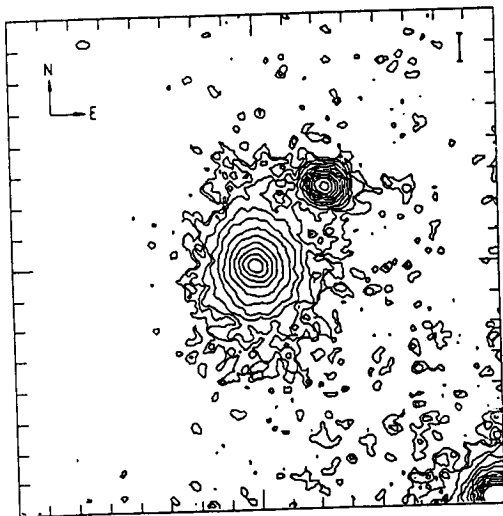
3. SURFACE PHOTOMETRY

3.1 Luminosity Profiles

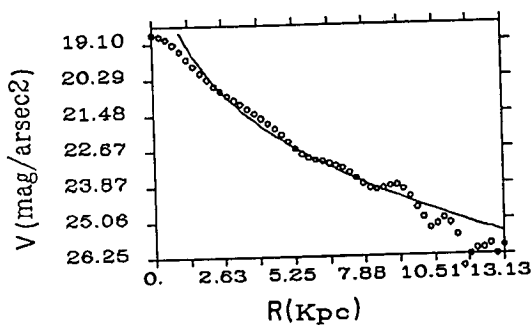
As quoted by Adams (1977) this galaxy could be one of the very few Seyfert nucleus in an elliptical galaxy. Its flux density at 1415 MHz is $< 4.0 \text{ mJy}$ (Wilson & Meurs 1982) so it cannot be classified as a broad-line radio galaxy (Osterbrock 1988). Mk50 appears in the V and I isophotal maps [Figs. 1(a) and 1(b)] with a main body surrounded by a



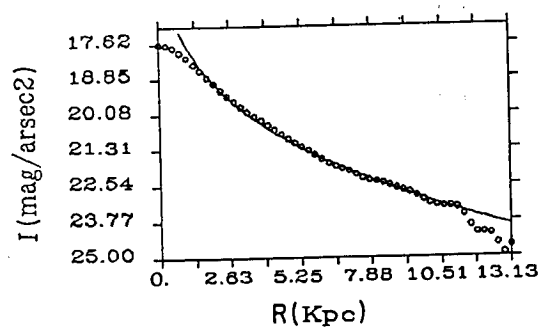
(a)



(b)



(c)



(d)

FIG. 1. (a) and (b) V and I CCD images of Mk50; (c) and (d) the $R^{1/4}$ law fitting to the observed profiles.

diffuse structure elongated in the north-south direction. The ellipticity $e = 0.80$ was measured fitting ellipses to the external isophotes. From the magnitude curve of growth we derive total apparent magnitudes $V = 15.1$ and $I = 13.8$. The absolute magnitudes $M_V = -20.50$ and $M_I = -21.84$ and major diameter $D \approx 23$ kpc have been calculated using the radial velocity (Sec. 4) $V_R = 6910 \text{ km s}^{-1}$. Radial luminosity profiles were elliptically averaged (Borson 1981) and a least-squares fit to the averaged V and I profiles was applied using a de Vaucouleurs function $\mu = \mu_c + 8.325 \times [(R/R_c)^{1/4} - 1]$ for the bulge and an exponential disk $\mu = \mu_0 + 1.0857 \times \alpha R$ (Freeman 1970). The Bulge range was defined outside the central 3 arcsec in order to avoid the contamination from the central stellarlike source. After several iterations the fitting program found convergence for the following Bulge parameters: effective surface brightness $V_c = 19.6$, $I_c = 19.1$ and effective radius, in kpc, $R_c(V) = 1.5$, $R_c(I) = 2.1$.

These bulge parameters are comparable to those observed in elliptical and lenticular galaxies (Simien & de Vaucouleurs 1986; Mediavilla *et al.* 1989). Fitting the luminosity profiles with a pure exponential disk component proved to be very unsatisfactory, and in Figs. 1(c) and 1(d) we present the luminosity profiles fitted by the $R^{1/4}$ law (continuous lines). The averaged V profile is less smooth than that of I , presenting small departures from the $R^{1/4}$ law, in the form of bumps, which might be caused by recent star formation (see below).

3.2 Color Index

The behavior of the color index ($V - I$) as a function of distance from the center up to $R = 8$ kpc is illustrated in Fig. 2, showing a red gradient for the lower envelope with increasing radius, and two conspicuous bumps at $R \approx 3.5$ and 6.5 kpc about 0.2 mag bluer than the underlying red stellar population color. Comparing the V and I maps (Fig. 1) we cannot see knots or spots that would evince the existence of localized bluer regions. So the two bumps represent the averaged color of the stellar population in two particular annuli. The luminosity profiles can be fitted by the $R^{1/4}$ law indicating that up to $R \approx 10$ kpc the dominant component is a typical bulge. The lower envelope indicates that the underlying

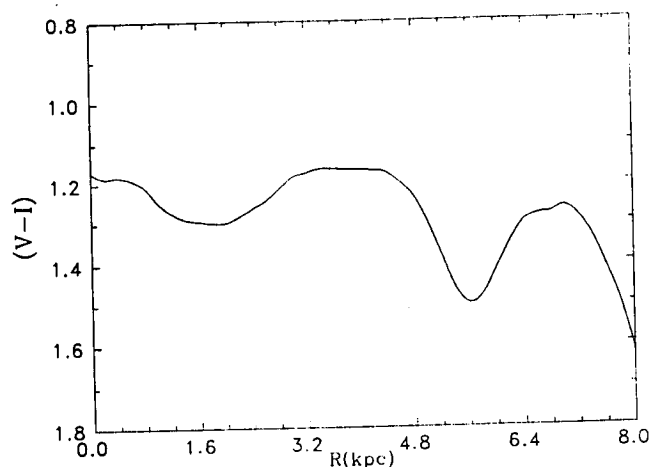


FIG. 2. $(V - I)$ color index. Notice the two blueish bumps superimposed on a red substrate.

population has $(V-I) \approx 1.5$, compatible with the color of one dominated by an old component (age $\approx 10^{10}$ yr) with a metallicity $(Z/Z_{\odot}) = +0.3$ (see Sec. 5). In the same way we can interpret the $(V-I)$ color of the bumps as a mixture of a dominant underlying E2 template spectrum with a contribution of about 1% in mass ($\approx 20\%$ in flux at $\lambda 5870 \text{ \AA}$) of a burst of star formation age-centered at $\approx 10^8$ years (Bica *et al.* 1990).

3.3 Interpretation

The two principal results from the surface photometry are (a) the V and I profiles are well fit by a de Vaucouleurs law, which implies that Mk50 is an elliptical galaxy. However the V scale length $R_e(V) = 1.5$ kpc results $\approx 25\%$ smaller than that in I . (b) the $(V-I)$ color profile grows redder with radius and has two blue bumps (rings?) on it. Ellipticals generally grow bluer with radius, whereas Mk50 grows redder. This fact together with the bumps indicates that the star formation history in this galaxy has not been normal. The star formation is strong enough to be detected in the $(V-I)$ color index, but not to destroy the overall de Vaucouleurs profiles. It does disturb the V profile by shortening its scale length. Indeed models of starbursts superimposed on old populations indicate that V flux changes are larger than those in I for the resulting composite population (Bica *et al.* 1990).

We conclude that Mk50 is an extreme case of elliptical galaxies which has had gas supply for star formation. Even normal ellipticals, when observed in detailed $H\alpha$ imaging, have revealed the presence of extended gas (Kim 1989).

4. SPECTROPHOTOMETRY

The nuclear and off-nuclear spectra were rebinned to the rest frame with $V_R = 6910 \text{ km s}^{-1}$, and have been corrected for a foreground reddening with $E(B-V) = 0.025$, based on data in de Vaucouleurs (1976), Sandage & Tammann (1981), and Burstein & Heiles (1984). The nuclear spectra obtained in 1985 and in 1990 are plotted in Fig. 3(a) in which the 1990 spectrum has been displaced three flux units upwards for clarity reasons. In Table 1 we give a selection of continuum points relative to $\lambda 5870 \text{ \AA}$, which shows striking differences between the two epochs. It is clear that the first spectrum was taken when Mk50 was in a low state of activity, in which the underlying stellar population absorption lines can readily be seen (e.g., Ca II H and K , G band, Mg I, and Na I). The 1990 nuclear spectrum represents a high state of activity, in which the broad components of the Balmer lines and the steep rise to the blue are very conspicuous. Stellar population features are completely drowned in the emission. The off-nuclear spectra taken in 1985 and 1990 are very similar, thus we have averaged them out to produce a spectrum with a better signal-to-noise ratio.

In this section we study the stellar population of Mk50 using the 1985 low-state nuclear spectrum and the off-nuclear average spectrum. The emission lines and the spectral variation which occurred between 1985 and 1990 will be studied in Sec. 5.

4.1 Stellar Population

We analyze the stellar population of the low state nuclear spectrum and the off-nuclear one. The population synthesis method described in Bica (1988, and references therein) is employed. This method uses as base star cluster properties

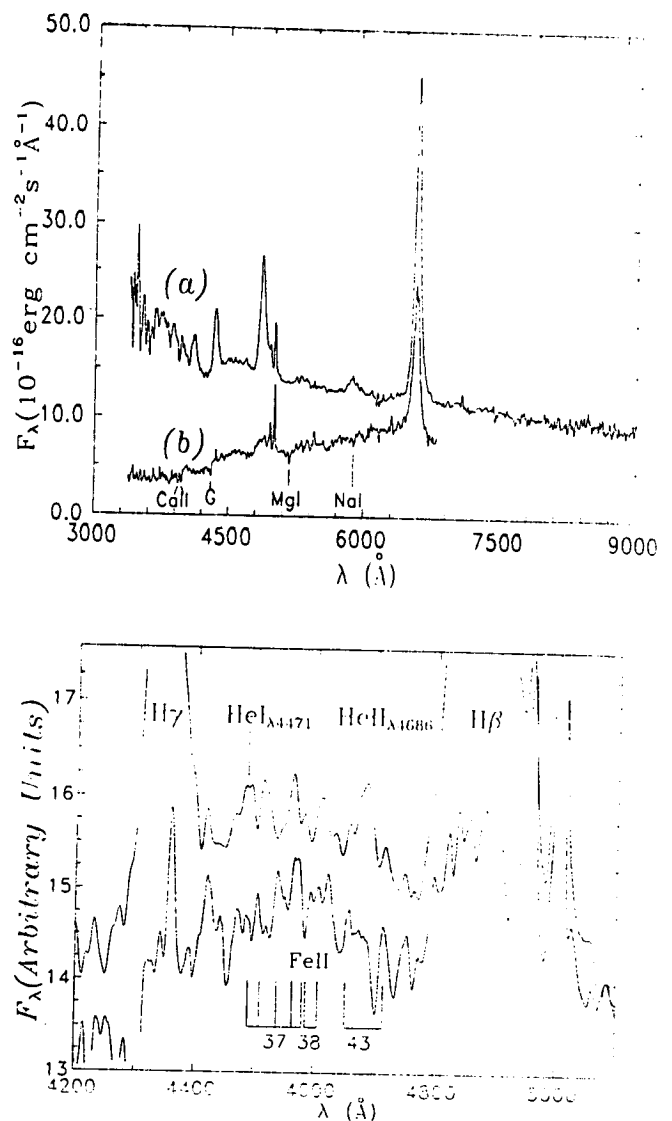


FIG. 3(a). Mk50 nuclear spectra obtained in 1990 (a) and 1985 (b). Absorption features from the stellar population are clearly seen in (b). In (a) the spectrum rises to the blue and the H I lines are very conspicuous. The 1990 spectrum has been displaced 3 flux units upwards for clarity reasons. Ordinate units in $10^{-16} \text{ ergs cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$. (b) Fe II lines in the region between $H\gamma$ and $H\beta$ have nearly the same intensity in both (high- and low-state) spectra. Notice that the only significant differences in the overall shape between $4400 < \lambda < 4700 \text{ \AA}$ are due to He II λ_{4686} and He I λ_{4471} . The spectra are plotted in scale as in (a), and a constant was added to the low-state spectrum for ease of visualization.

rather than those of stars, and results are age/metallicity fractions. Using the same continuum tracing criterium and window limits for equivalent widths, we have measured the main absorption line features, which are shown in Table 2. The synthesis is computed using as base the grid star cluster properties in Bica & Alloin (1986). The inverse problem is solved by generation of combinations of these elements at 10% step. Each combination is compared to the observed equivalent widths and if reproduced within error bars, they

TABLE 1. Continuum points relative to $\lambda 5870 \text{ \AA}$.

Spectrum	3350Å	4000Å	5000Å	5870Å	6700Å	8000Å	9000Å	10000Å
Nuclear-Low State	1.03	0.87	1.00	1.00	0.87
Nuclear-High State	1.69	1.27	1.14	1.00	0.92	0.74	0.62	0.55
Off-Nuclear	...	0.60	0.91	1.00	0.89

Notes to TABLE 1

Continuum absolute values at $\lambda 5870 \text{ \AA}$ are, respectively 7.54, 9.53, and $1.57 \times 10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$. The errors are less than 2%.

TABLE 2. Equivalent widths for the stellar population synthesis.

Feature	CaII K	CN band	H δ	G band	H γ	MgI+MgH
Window ⁽¹⁾	3908-3952	4082-4124	4150-4214	4284-4318	4318-4364	5156-5196
Off-Nuclear	14.5	8.5	3.9	7.5	4.6	7.4
Error Bar	2.0	2.0	2.0	1.2	1.5	1.5
Nuclear	8.0	11.3	6.0	7.5	—	7.4
Error Bar	2.5	3.5	1.2	2.2	—	1.5

Notes to TABLE 2

Equivalent Widths in Å; Nuclear corresponds to the 1985 low-state spectrum, and Off-Nuclear to the average spectrum of the runs 1985 and 1990; (1) windows used to measure the Equivalent Widths.

are considered to be a possible solution. The error bars for each line are given in Table 2, and for each analyzed spectrum they indicate the spectral lines which have been effectively used in the respective synthesis. We adopt as a final result the average of all these solutions after a check if the individual ones constitute variations of a single family of results. The typical dispersion of the flux fractions in the average solution is $\approx 10\%$. The ratio number of solutions with respect to number of generated combinations [see Tables 3(a) and 3(b) and discussions below] resulted $\approx 0.5\%$ in both nuclear and off-nuclear models. Although this is not as "unique" as the syntheses in Bica (1988) it is still very significant. The reason why the same level of "uniqueness" is not reached is because we are dealing with a lower signal-to-noise ratio in the present spectra and furthermore we do not dispose of the near infrared Ca II triplet owing to emission contamination.

We use chemical enrichment paths as those in Bica (1988), i.e., all the enrichment takes place in the old age bin and the metallicity is assumed to be constant for $t < 5 \times 10^9$ yr. We have tested different paths with maximum (Z/Z_{\odot}) attaining, respectively, $-0.5, 0.0$ (solar), $+0.3$, and $+0.6$ dex. The solution well for the nuclear and off-nuclear spectra resulted to be $+0.3$, although solutions are as well found for solar metallicity, which suggests that the more appropriate "average" maximum metallicity should be around $+0.2$ dex. Nine elements were used in the calculations, which are shown in Tables 3(a) and 3(b), respectively, for the nuclear and off-nuclear spectra. The nine elements at 10% step generate 43 758 combinations. In the nuclear case we get 240 solutions, and in the off-nuclear one 215. This means that only 0.55% and only 0.49% of the generated combinations

TABLE 3(a). Low-state nuclear spectrum.

HII R	10 ⁷	10 ⁸	5 × 10 ⁸	10 ⁹	5 × 10 ⁹	> 10 ¹⁰	[Z/Z _⊙]
7.9	6.7	5.0	7.6	18.0	23.2	27.1	+0.3
						2.5	-1.0
						2.0	-2.0

Notes to TABLE 3(a)

Combinations : 43758; Solutions : 240
Average line residuals (Å) : $\Delta(\text{CaII K})=-2.1$, $\Delta(\text{CN})=3.2$, $\Delta(\text{G})=1.7$, $\Delta(\text{MgI+MgH})=1.0$, $\Delta(\text{H}\delta)=-0.1$. The results are expressed as percentage flux fractions at $\lambda 5870\text{Å}$.

TABLE 3(b). Off-nuclear spectrum.

HII R	10 ⁷	10 ⁸	5 × 10 ⁸	10 ⁹	5 × 10 ⁹	> 10 ¹⁰	[Z/Z _⊙]
1.5	3.0	0.1	1.5	8.0	37.1	23.4	+0.3
						16.8	-1.0
						8.6	-2.0

Notes to TABLE 3(b)

Combinations : 43758; Solutions : 215
Average line residuals (Å) : $\Delta(\text{CaII K})=1.1$, $\Delta(\text{CN})=-1.1$, $\Delta(\text{G})=0.03$, $\Delta(\text{MgI+MgH})=0.7$, $\Delta(\text{H}\delta)=-1.3$, $\Delta(\text{H}\gamma)=-0.7$.

are solutions, which is a safe indication of the uniqueness degree of the result. With respect to the Balmer lines in the nuclear spectrum only H δ was used and in the off-nuclear one only H δ and H γ were used in the computations, because they were estimated not to be significantly contaminated by emission. The residuals of each line are also indicated in Tables 3(a) and 3(b). In the computations a featureless continuum from real H II regions is used as the youngest grid element. It acts as a dilution of absorption features in the computations. In the case of the low state nuclear spectrum it represents in first order a possible mixture of present star formation plus a power-law component. Indeed Table 3(a) shows that this contribution is only $\approx 8\%$ of continuum at $\lambda 5870\text{Å}$. In the high state (see below) the same contribution increases to $\approx 20\%$.

The grid computations in Tables 3(a) and 3(b) are visualized by adding star cluster spectra with ages and metallicities as near as possible as those in the path. We used G 5, G 3, and G 1, I 2, and I 1, Y 4, Y 3, and Y 1, and R H II from Bica (1988). This procedure is illustrated in Fig. 4 for the 1985 low-state nuclear spectrum. The synthesis computations are reddening independent because they use only equivalent widths. An internal reddening estimation is possible com-

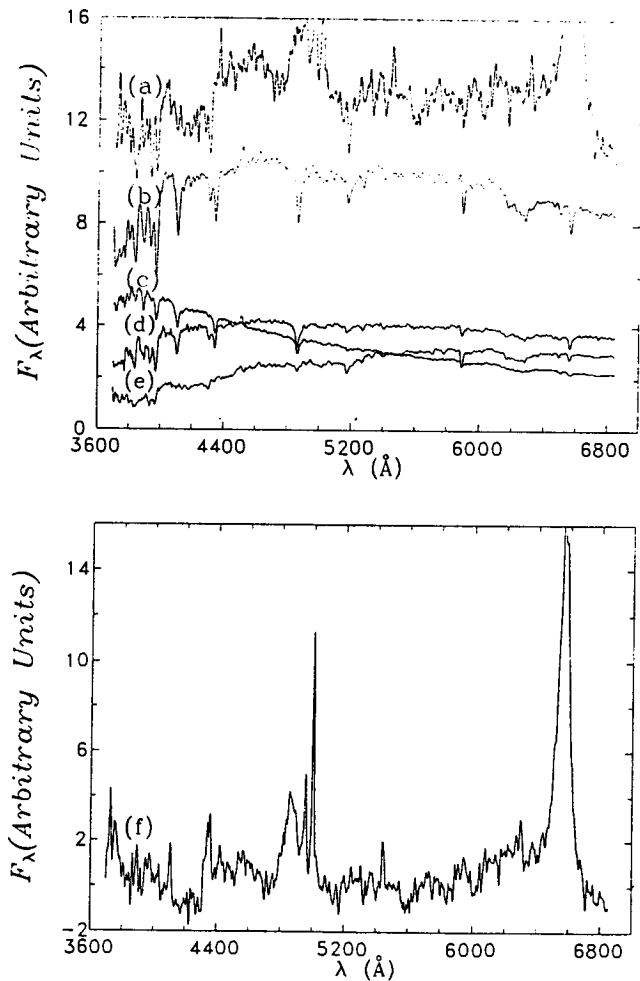


FIG. 4. Visualization of the stellar population synthesis. (a) The 1985 low-state nuclear spectrum; (b) The synthesized stellar population template; (c) Sum of the young components (Y 1, Y 3, Y 4, R H II); (d) Sum of the intermediate age components (I 1, I 2); (e) Sum of the old components (G 1, G 3, G 5); and (f) The resulting stellar population subtracted spectrum. Ordinate in arbitrary units.

paring the observed spectrum to the synthesized one. We obtain $E(B - V)_l = 0.40$, suggesting an important dust content affecting the stellar population in the nucleus. For the off-nuclear spectrum no internal reddening correction is necessary. It would be important to study this galaxy in the infrared to search for dust emission.

4.2 The Neighboring Compact Object

The absence of Doppler shifts in the absorption line spectrum of this object indicates that it is a foreground star. We have compared it with a series of stars in the Gunn & Stryker (1983) library and found that its spectral type lies between a K7V (HD151288) and an M0V (GC 15A). The spectra superimpose very well once the compact object's spectrum is reddening corrected with $E(B - V) = 0.05$, which is consistent with the foreground excess adopted for the galaxy.

5. THE EMISSION SPECTRA

The intensity and FWHM of the emission lines in the stellar-free nuclear spectra have been measured fitting gaussians to the observed profiles and are listed in Table 4. We have deconvolved the emission lines in the IPCS spectrum with a gaussian with $\text{FWHM} = 4 \text{ \AA}$. Below we comment on the main characteristics of each spectrum.

5.1 The 1985 Low-State Spectrum

We have found two components for $H\alpha$ whereas only a broad component was found in $H\beta$. The narrow component of $H\alpha$ contributes with about 7% to the total $H\alpha$ flux, and if we expect recombinations as the main mechanism for Balmer line formation, $H\beta$ narrow should be undistinguishable from the noise. Other noticeable spectral features are $[\text{FeV II}]_{\lambda 4637}$, and several Fe II blends around $\lambda 4570$ and $\lambda 5200 \text{ \AA}$. We have compared the $H\beta / [\text{O III}]_{\lambda 5007}$ ratio in our spectrum with that of Morris & Ward (1988) taken a year before. We conclude that $H\beta$ has decreased a factor 3 in this period. It is interesting to point out that in this galaxy Penfold (1979) detected variation in his U -band photome-

try larger than 0.8 mag. The analyses above indicate that in June 1985 [Fig. 3(a)] Mk50 was in a quiet phase of activity, as denoted by the prominent stellar population and the weakness of the broad permitted lines and the almost absence of a non-stellar continuum.

5.2 The 1990 High-State Spectrum

The 1990 spectrum shows a remarkable development of the H I Balmer lines: $H\gamma$ and $H\delta$ are strong and broad ($\text{FWHM} > 3700 \text{ km s}^{-1}$), and $H\beta$ almost completely drowned $[\text{O III}]_{\lambda 4959}$. Also present is a broad ($\text{FWHM} \approx 6300 \text{ km s}^{-1}$) $\text{He I}_{\lambda 5876}$. The continuum presents a steep rise blueward of $\lambda 4000 \text{ \AA}$ characteristic of the UV bump seen in most Seyfert 1's.

The stellar population contribution in this high state level was estimated as follows. We have scaled the $[\text{O III}]$ lines between the high and low state spectra, because narrow line components are not expected to vary significantly in only 5 yr [Fig. 3(a)]. Taking as reference the synthetic stellar population spectrum for the low-state (Sec. 4.1) we conclude that the stellar component is responsible for 48% at $\lambda 3800 \text{ \AA}$, 71% at $\lambda 5000 \text{ \AA}$, and 82% at $\lambda 8900 \text{ \AA}$ of the observed continuum.

After subtraction of the stellar population we made the measurements of the emission lines as in Sec. 5.1 and the results are listed in Table 4.

The variation occurred between 1985 and 1990 is best visualized in the difference spectrum (1990–1985) shown in Fig. 5. The main features of this spectrum are the prominent H I lines, strong $\text{He I}_{\lambda 5876}$ and $\text{He II}_{\lambda 4686}$, and the apparently complete disappearance of forbidden lines. An excess is observed for $\lambda < 4000 \text{ \AA}$, and the Fe II lines are completely cancelled out by the subtraction. In Fig. 3(b) we show in more detail the region where Fe II lines are in general strongest in Seyferts and QSOs (Phillips 1978). This spectral region, which corresponds to the Fe II multiplets 37, 38, and 43, is very similar in Mk50 to those in the objects in his Fig. 3. The high and low-state spectra are plotted in scale as in Fig. 3(a) (normalized to the same $[\text{O III}]_{\lambda 4959,5007}$ flux), only a constant was added to the low-state spectrum for a better visualization. We conclude that the Fe II is very similar in

TABLE 4. Nuclear emission-line parameters.

Line	λ_0	Markarian50(1985)		Markarian50(1990)	
		FWHM	Flux	FWHM	Flux
[OII]	3727	1070	26.6±2.5	—	—
[FeV]+HeII	3796	—	—	945	20.6±3.0
He+[NeIII]	3968	—	—	3110	118.4±10.0
H δ	4101	1240	26.4±1.2	4210	229.4±14.0
H γ	4340	1330	24.2±1.8	3785	334.4±20.0
[OIII]	4363	1323	32.5±1.8	—	—
HeII	4686	—	—	1750	20.5±2.2
(H β) _B	4861	4500	202.3±13.0	5350	666.1±35.0
(H β) _N	4861	—	—	1600	105.1±10.0
[OIII]	4959	917	34.3±3.0	1350	34.3±3.0
[OIII]	5007	908	104.1±3.0	1335	104.1±8.5
HeI	5876	—	—	6320	168.5±15.0
[FeVII]	6087	1140	26.9±8.0	623	9.5±1.0
[OI]	6300	830	21.2±3.0	—	—
[NII]	6548	1372	34.9±5.0	1870	110.4±20.0
(H α) _B	6563	4510	577.0±36.0	5360	1347.0±90.0
(H α) _N	6563	639	38.9±5.0	1592	390.0±16.0
[NII]	6584	1364	104.6±5.0	1860	331.6±20.0

Notes to TABLE 4

Line measurements after stellar population subtraction; B and N refer respectively to the broad and narrow components; The lines have been deconvolved with a gaussian with $\text{FWHM}=4\text{\AA}$; Fluxes in $10^{-16} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$; FWHM in km s^{-1} ; Errors in line fluxes are estimated according to the noise level around each line.

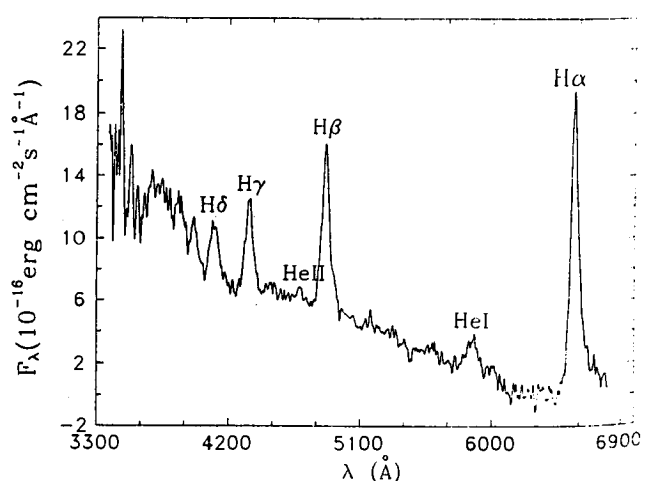


FIG. 5. The difference of the 1990 high state and the 1985 low-state spectra. Forbidden lines and Fe II lines are cancelled out. Ordinate units as in Fig. 3.

TABLE 5. Off-nuclear emission-line parameters.

Line	λ_0	FWHM	Flux
[OII]	3727	890	16.2±5.0
H β	4861	1110	9.3±1.0
[OIII]	4959	1300	3.1±0.3
[OIII]	5007	1300	9.3±0.3
[NII]	6548	1120	8.9±1.0
H α	6563	1120	19.7±1.0
[NII]	6584	1120	26.7±1.0
[SII]	6717+6731	1265	13.7±1.1

Notes to TABLE 5

Fluxes measured on the off-nuclear average spectrum, after the stellar population subtraction; units as in Table 4.

both cases, the only difference in the region appears to be due to the presence of He I $_{\lambda 4471}$ and He II $_{\lambda 4686}$ in the high-state spectrum. This suggests that in Mk50, Fe II originates closer to the narrow line region rather than in the broad line region. It would be interesting to observe Mk50 in higher dispersion in order to check the profiles of individual Fe II lines.

The change in the H α luminosity amounts to $\Delta L(\text{H}\alpha) = (5.36 \pm 0.5) \times 10^{39} \text{ ergs s}^{-1}$.

5.3 The Off-Nuclear Spectrum

Emission lines have also been detected in the off-nuclear spectrum ($3.5 < R < 6.5$ kpc). After subtraction of the appropriate template for the stellar population we measured the emission line fluxes which are listed in Table 5. The emission lines in the subtracted spectrum resemble those of an AGN rather than a typical H II region. In fact, line-ratios plotted in the BPT diagrams (Baldwin *et al.* 1981) fall in the region of spectra ionized by a power law. Although there is evidence of a rather old burst of star formation ($\approx 10^8$ yr,

Sec. 3.2) the gas in this region seems to be ionized mostly by the nuclear source.

6. CONCLUSIONS

The main conclusions of this work can be summarized as follows:

(a) The V and I luminosity profiles are fitted by the $R^{1/4}$ law; there is no evidence of a disk structure; the underlying stellar population has a $(V-I)$ color index similar to that of an elliptical or S0 nucleus; and there is a small contribution of blue light, possibly from a burst of star formation of age approximately 10^8 yr; the star formation is strong enough to be detected in the $(V-I)$ color, but not to destroy the overall de Vaucouleurs profiles.

(b) As for the underlying stellar population, we found that the stellar component is typical of a red strong-lined bulge population with a contribution from young components (age $< 5 \times 10^8$ yr) of $\approx 8\%$ at $\lambda 5800 \text{ \AA}$. This red stellar population is dominant out to 8 kpc.

(c) In the period 1985–1990 Mk50 changed remarkably its nuclear spectrum; H β becomes a factor ≈ 7 stronger than [O III] $_{\lambda 5007}$, and Helium lines develop notably; the change in the H α luminosity amounts to $\approx 5 \times 10^{39} \text{ ergs s}^{-1}$.

(d) Mk50 has a ratio mass of neutral gas to blue luminosity (\mathcal{M}_H/L_B) of 0.11 (Mirabel & Wilson 1984). This is larger than the ratio observed in typical elliptical galaxies, which the above authors found to be 0.01. On the other hand the V and I luminosity profiles, integrated color index $(V-I)$, and the stellar population are all consistent with those of an elliptical galaxy with some recent star formation superimposed.

We have also shown that a point source near to the nucleus is in fact a foreground star, of spectral type between K7V and M0V.

This work has been partially supported by the Brazilian institution CNPq.

REFERENCES

- Adams, T. F. 1977, *ApJS*, 33, 19
 Baldwin, J. A., Phillips, E. M., and Terlevich, R. 1981, *PASP*, 551, 5
 Bica, E. 1988, *A&A*, 195, 76
 Bica, E., Alloin, D., and Schmidt, A. 1990, *MNRAS*, 242, 241
 Boronson, T. 1981, *ApJS*, 46, 177
 Burstein, D., and Heiles, C. 1984, *ApJS*, 54, 33
 Dahari, O. 1984, *AJ*, 89, 966
 de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., and Corwin, H. G. 1976, *Second Reference Catalogue of Bright Galaxies* (University of Texas Press, Austin)
 Freeman, K. C. 1970, *ApJ*, 160, 811
 Gunn, J. E., and Stryker, L. L. 1983, *ApJS*, 52, 121
 Kim, D. W. 1989, *ApJ*, 346, 653
 Landolt, L. 1983, *AJ*, 88, 439
 Mediavilla, E. M., Pastoriza, M. G., and Battaner, E. 1989, *Ap&SS*, 157, 145
 Mirabel, I. F., and Wilson, A. S. 1984, *ApJ*, 277, 92
 Morris, S. L., and Ward, M. J. 1988, *MNRAS*, 230, 639
 Osterbrock, D. 1988, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei* (University Science Books, Mill Valley)
 Penfold, J. E. 1979, *MNRAS*, 186, 297
 Phillips, M. M. 1978, *ApJS*, 38, 187
 Sandage, A., and Tammann, G. 1981, *A Revised Shapely-Ames Catalogue of Bright Galaxies* (Carnegie Institution of Washington, Washington, DC)
 Sargent, W. L. W. 1970, *ApJ*, 159, 765
 Simien, F., and de Vaucouleurs, G. 1986, *ApJ*, 302, 564
 Weedman, D. W. 1976, *ARA&A*, 21, 55
 Wilson, A. S., and Meurs, E. J. A. 1982, *A&AS*, 50, 217