

Doc. 1312/1983
R\$ 1.350,00

UNIVERSIDADE FEDERAL DO RIO GRANDE DO SUL
INSTITUTO DE FÍSICA

ESPECTROS DE ABSORÇÃO, CONTÍNUO ÓPTICO
E AVERMELHAMENTO EM NÚCLEOS NORMAIS
E ATIVOS DE GALÁXIAS ESPIRAIS*

Horacio A. Dottori

FT 98.52.N (100)
RE-
class. Em. 17.XII.95

Tese realizada sob a orientação dos Drs. José Antônio de Freitas Pacheco e Edemundo da Rocha Vieira, apresentada ao Instituto de Física da UFRGS em preenchimento final dos requisitos para obtenção do título de Doutor em Ciências.

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

Porto Alegre
1983

A minha mãe, Miriani,
Carlos e Ana.

AGRADECIMENTOS

A Edemundo da Rocha Vieira, José Antônio de Freitas Pacheco e Miriani Griselda Pastoriza pelas proveitosas discussões e valiosas sugestões sobre o tema.

À Silvia Helena Becker Livi e demais colegas do Departamento de Astronomia por criar um ambiente tão favorável ao desenvolvimento do trabalho astronômico.

Ao pessoal do Laboratório de Eletrônica pela assistência na implantação do microdensitômetro Zeiss MD 100.

A Flávio Volcato do CPD-UFRGS pela sua inestimável colaboração na solução de problemas de computação e programação.

A Paulo Scheid e Charles Rittê (ON-CNPq-RJ) pela sua ajuda na redução dos espectros de NGC 3783 e IC4329A com o microdensitômetro PDS.

A João Steiner e ao pessoal do Laboratório de Reprografia do IAG-USP que gentilmente cederam cópias fotográficas do Atlas do ESO dos objetos desta tese.

A Jorge Ricardo Ducati pela revisão do manuscrito.

A Anajara Carbonell Closs, Marco Antonio Fronchetti e Maria Cecília do Amaral pelo trabalho de datilografia.

A Cleto Tartarelli pelos desenhos.

Ao pessoal da biblioteca, administrativo e técnico pelo zelo na manutenção da infra-estrutura necessária à pesquisa.

Aos alunos João Francisco dos Santos e Moacir Fontoura pela colaboração nas reduções.

RESUMO

Observações fotométricas em UBV com multidiafragma, e observações espectrofotométricas da região central das galáxias espirais são apresentadas para NGC 5530, 5643 e 6699, com núcleo normal; NGC 1097, 2997 e 5236, com núcleo peculiar; e NGC 1566, 3783 e IC4329A, com núcleo Seyfert. Um algoritmo matemático, utilizando dados das larguras equivalentes das linhas de absorção, é desenvolvido para obter a composição estelar dos núcleos. Na solução do algoritmo são usados métodos de programação não linear vinculada. Os contínuos estelares e as observações UBV são usados para obter valores independentes da absorção e do avermelhamento interno do núcleo. Os resultados teóricos permitem detectar três ciclos de formação de estrelas nos três tipos de núcleos. O último destes ciclos é mais recente nos núcleos Seyfert, seguido dos peculiares e finalmente dos normais. As relações teóricas M/L e $H\text{CaII}/K\text{CaII}$, assim como a absorção interna, mostram diferenças entre os três tipos de núcleos.

ABSTRACT

Multidiaphragm UBV photometry and spectrophotometry of the central region for spiral galaxies are given for NGC 5530, 5643 and 6699, with normal nucleus; NGC 1097, 2997 and 5236, with peculiar nucleus; and NGC 1566, 3783 and IC4329A, with Seyfert nucleus. A mathematical algorithm, to treat data of the equivalent width of the absorption lines, was developed in order to obtain the stellar composition of the nuclei. The solution of this problem was found by the method of constrained non-linear programming. The spectral continua and the UBV observations were compared with the theoretical results to obtain the internal absorption and the reddening of the nuclei. The age of the last cycle of formation of stars, the internal absorption and the theoretical relations M/L and $H\text{CaII}/K\text{CaII}$, show differences among the three types of nuclei.

Í N D I C E

I - INTRODUÇÃO	1
I.1 - Os Trabalhos Pioneiros	4
I.2 - Análises Fotométricas Posteriores	6
I.3 - Análise Espectral por Varredura	7
I.4 - Análise das Larguras Equivalentes	9
II - OBSERVAÇÕES FOTOMÉTRICAS	14
II.1 - As Observações Fotométricas no Sistema UBV	14
II.2 - Instrumental e Dados Diversos	14
II.3 - Caracterização e Objetivo das Observações	15
II.4 - Dados Obtidos	17
II.5 - Os Erros Observacionais	18
II.5.1 - Erros Observacionais Internos	19
II.5.2 - Erros Externos e Comparação com Outros Observadores	19
II.6 - Análise das Observações Fotométricas	22
II.6.1 - Distribuição de Brilho (v/\square'') vs. r	23
II.6.2 - Evolução das Cores com a Distância ao Centro	24
II.6.3 - Relação $(U-B)_0$ vs $(B-V)_0$ Para as Regiões mais Centrais dos Objetos Estudados	25
II.7 - Comparação das Cores com Alguns Processos Físicos	26
II.7.1 - Superposição de Cores	27
II.7.2 - Análise dos Objetos que se Afastam da Relação Média	28
III - ESPECTROFOTOMETRIA FOTOGRÁFICA DOS NÚCLEOS	53
III.1 - As Observações Espectroscópicas	53
III.2 - Medidas do Contínuo	55

III.3 - As Larguras Equivalentes das Linhas de Absorção	58
IV - A SÍNTESE DE POPULAÇÃO ESTELAR	101
IV.1 - Introdução	101
IV.2 - O Método de Síntese	101
IV.3 - O Critério de Seleção de Linhas	104
IV.4 - Um Método Objetivo para a Escolha das Soluções Múltiplas	106
IV.5 - Condições de Melhor Ajuste	108
IV.6 - As Condições de Vínculo	109
IV.7 - As Nossas Condições de Vínculo	112
IV.8 - O Problema de Programação Não-Linear Vinculado	116
IV.9 - Outros Dados Fornecidos pelo Algoritmo	118
IV.10 - Radiação Não Térmica	122
IV.11 - Radiação Térmica	123
IV.12 - Relação Massa-Luminosidade da Componente Estelar	123
IV.13 - O Diagrama H - R	124
IV.14 - Explosões de Formação de Estrelas	124
V - ANÁLISE DOS DADOS E CONCLUSÕES	132
V.1 - Análise dos Dados	132
V.2 - Propriedades dos Modelos Computados	133
V.3 - A Relação Teórica das Linhas do Cálcio II	135
V.4 - Explosões de Formação de Estrelas	136
V.5 - Absorção Interna dos Núcleos	138
V.6 - Relação Massa-Luminosidade Visual	140
V.7 - Conclusões	141
NOTAS BIBLIOGRÁFICAS	170

I - INTRODUÇÃO

Sabe-se que nos núcleos de galáxias dos tipos SAB e SB desenvolvem-se fenômenos físicos de natureza, grau e intensidade diversos. Os núcleos destes tipos de galáxias podem ser:

1. Núcleos normais: As galáxias deste tipo são as mais numerosas. O espectro de absorção destes núcleos é explicado geralmente com diagramas H-R relativamente normais. A emissão de radiação gasosa é explicada pela presença de estrelas jovens (early). Mecanismos alternativos prováveis são a ionização por colisão e a ionização radiotiva de estrelas do ramo horizontal. Nenhum dos mecanismos é totalmente convincente. Minkowsky e Wilson (1956), Peimbert e Spinrad (1970) e Alloin, Andriolat e Souffrin (1971), entre outros, analisaram a viabilidade destes mecanismos.

2. Núcleos peculiares: Estes núcleos podem ser de tipos HS "bojos quentes" e AN (amorfo). Estatísticas feitas por Sersic e Pastoriza (1967) em galáxias brilhantes do hemisfério sul mostram que 15% das galáxias mais próximas contêm estes núcleos.

Elas apresentam uma excitação moderada nas linhas de emissão, não se diferenciando neste sentido dos núcleos normais que apresentam linhas de emissão.

Sua característica fundamental é ter uma estrutura complexa. A mesma indicaria a existência de uma geração recente de estrelas. Estes núcleos foram amplamente estudados por Pastoriza (1975). Recentemente Sersic (comunicação privada) encontrou

que os núcleos do tipo AN que pareciam ter uma distribuição uniforme de brilho, apresentam componentes semelhantes aos núcleos HS, em fotografias obtidas com o telescópio de 4m do Cerro Tololo (AURA), no Chile.

3. Núcleos Seyferts: São os menos frequentes. Do ponto de vista morfológico as galáxias que tem estes tipos de núcleos se encaixam na classificação de Hubble. Sua característica fundamental é a de ser um núcleo semi estelar. A análise espectroscópica mostra que as linhas proibidas do [OII] e [NII] são estreitas e perfeitamente definidas, enquanto que as do hidrogênio tem componentes múltiplas com alargamento de até 10^4 Km/seg. Estes núcleos apresentam apenas radiação de origem não térmica, seu estudo na atualidade é de muito interesse pela possível conexão com os Quasares.

O objetivo deste trabalho é fazer um estudo comparativo do espectro de absorção, do contínuo estelar e da absorção interna em núcleos de galáxias espirais dos tipos morfológicos SAB ou SB que apresentam características de núcleo peculiar e de núcleo Seyferts em relação a objetos do mesmo tipo mas com núcleos normais.

A finalidade é verificar se existe alguma diferença substancial na composição estelar, na história evolutiva da mesma ou na absorção, que possa considerar-se associada aos fenômenos que caracterizam a sua atividade.

Dos aspectos mencionados a composição estelar e sua provável evolução é o problema mais difícil de se analisar.

A determinação do conteúdo estelar das galáxias é um

problema de conseqüências transcendentais para a Astronomia. O conhecimento do conteúdo estelar e da composição química das galáxias pode nos levar a um melhor entendimento da história prévia da formação de estrelas e do enriquecimento de elementos pesados. É importante conhecer como varia a composição estelar como função do tipo morfológico e da posição dentro de uma dada galáxia.

Diversos estudos foram feitos com o objetivo de determinar a composição estelar das galáxias e em especial dos núcleos das mesmas.

O problema principal que se enfrenta quando se quer determinar a população estelar nestes objetos é que muito poucas galáxias podem ser resolvidas em estrelas. Por isso necessitamos recorrer a métodos indiretos que permitam obter a partir do espectro integrado que observamos, os diferentes elementos constitutivos da mesma. Esta limitação envolve ter que procurar soluções em duas direções: 1ª - O tipo de observações que devem ser desenvolvidas, e 2ª - Os métodos pelos quais estas observações são tratadas para obter o máximo de informação. Estes processos são comumente chamados "processos de síntese". Uma revisão histórica dos esforços desenvolvidos por diferentes grupos e por pesquisadores individuais com o objetivo de encontrar uma solução mais satisfatória para este problema será feita nos capítulos seguintes. Os métodos observacionais e computacionais escolhidos para o desenvolvimento do processo de síntese desta pesquisa serão expostos e justificados.

I.1 - Os Trabalhos Pioneiros

Whipple fez as primeiras tentativas, em 1935, para deduzir a população estelar das galáxias a partir dos espectros integrados. Ele descreveu um método que consistia em medir as larguras equivalentes das linhas de absorção em galáxias e em um grande número de estrelas de diferentes tipos espectrais e luminosidades. A partir dos espectros estelares era computado um espectro sintético e as correspondentes mudanças nas distribuições de frequências das estrelas eram testadas até obter uma concordância satisfatória entre as larguras equivalentes sintetizadas e as observadas.

Whipple reconheceu que o grande grau de mistura do espectro podia causar imprecisão na análise. Por exemplo uma linha do hidrogênio na galáxia podia ter alas largas devido à presença de estrelas A, enquanto que o núcleo da linha poderia ser produzido fundamentalmente por estrelas B e F; no entanto este efeito combinado com o alargamento Doppler poderia dar ao espectro uma característica de estrela anã, mesmo não existindo um grande número de anãs na composição real da galáxia.

O problema fundamental de Whipple foi o reduzido número de observações existentes na época. As medições de larguras equivalentes em espectros de galáxias eram quase inexistentes; ele tinha a disposição apenas dados fotométricos em duas cores. Devido à falta de dados ele não conseguiu desenvolver plenamente seu trabalho. Apesar disso os princípios de análise por ele estabelecidos ainda permanecem válidos, alcançando-se hoje me-

lhores resultados devido ao maior grau de sensibilidade nas observações e à melhor precisão nos métodos de cálculo pela introdução de modernos computadores.

Pesquisadores posteriores, em geral, concentraram seus esforços na obtenção de cores ou larguras equivalentes para a análise de populações, mas nunca usaram ambos os dados simultaneamente.

A primeira tentativa de sintetizar larguras equivalentes segundo o método descrito por Whipple foi desenvolvida por G. e A. de Vaucouleurs (1958,1959). Eles usaram o método num estudo da parte mais brilhante da barra da Nuvem Grande de Magalhães, medindo a largura equivalente de 16 linhas de absorção entre $\lambda 3700\text{\AA}$ e $\lambda 4900\text{\AA}$. Eles usaram como modelo inicial a função de Van Rhijn desprezando estrelas mais brilhante do que magnitude $M_V = -4.5$, que não existem na região observada, e estrelas mais fracas do que $M_V = 12.5$, pois contribuem muito pouco nessa zona do espectro. A função inicial foi sendo modificada sistematicamente até se obter uma boa concordância com um modelo no qual 62% da luz azul provem de estrelas B, 16% de estrelas A, 5% de F e 17% de estrelas G e K evoluídas.

Stebbins e Whitford (1948) observaram um pequeno número de galáxias com um sistema fotométrico a seis cores. Os comprimentos de onda efetivos dos filtros iam de $\lambda 3530\text{\AA}$ a $\lambda 10300\text{\AA}$ e as suas bandas pasantes eram aproximadamente de 1000\AA . Eles compararam as cores de galáxias elípticas brilhantes com as das anãs G6. Encontraram excessos ultravioleta e infravermelho, devido à mistura do espectro. Propuseram um modelo super simplificado composto só de anãs G e de gigantes M. O fato de que a fo-

tometria a seis cores em banda larga pode ser explicada pela su perposição de sō dois tipos espectrais, mostra que este tipo de observação é pouco sensível a variações de população, e que bons modelos devem se basear em observações espectroscópicas de li-nhas absorção e/ou fotometria de banda estreita.

I.2 - Análises fotométricas posteriores

Diversos observadores usaram fotometria de banda in-termediária para aumentar os vínculos observacionais dos modelos sintéticos de população estelar. Um conjunto de filtros com ban-das passantes de aproximadamente 100 Å foram escolhidos para ob-servar em diversos pontos do contínuo e em determinadas linhas de absorção consideradas importantes. O aspecto principal deste procedimento é a rapidez e a precisão com que são obtidos os da-dos fotométricos. Os principais inconvenientes que este método apresenta são: 1º - A escolha dos filtros deve ser feita com an-tecedência, supondo que o observador sempre conhece qual é a característica de maior destaque no espectro de galáxias que as vezes não são bem conhecidas. 2º - As galáxias com diferentes "redshift" apresentam espectros deslocados em relação à banda passante dos filtros, introduzindo as vezes defeitos muito im-portantes nas cores. A influência nas cores é tão importante que para os filtros DDO (aproximadamente 70 a 90 Å de banda passan-te) uma velocidade radial maior do que 2500 Km/s não permite uma correção confiável das observações. 3º - É muito difícil repro-duzir com precisão um sistema de filtros interferenciais desen-

volvido por outros observadores. Portanto um trabalho iniciado num observatório dificilmente poderá ser complementado num outro, com os mesmos padrões de precisão.

Apesar destas desvantagens diversos modelos de população foram desenvolvidos. A conclusão geral destes trabalhos é que as gigantes elípticas têm população I semelhante a M67 ou NGC 188. A conclusão de Wood de que elas também têm uma sequência principal inferior enriquecida não é confirmada por Faber. Ela afirma que com fotometria de banda intermediária não é possível determinar a razão de anãs tardias a gigantes.

Martin e Bingham (1970) acham que o sistema de Wood pode ser representado por uma classificação tridimensional. Isto significa que três filtros convenientemente escolhidos podem dar a mesma informação que o sistema de doze cores de Wood. Esta constatação também mostra a insensibilidade da fotometria para a análise das populações estelares compostas das galáxias.

Trabalhos mais recentes desenvolvidos com métodos fotoelétricos insistem no problema da população estelar em núcleo de espirais, Mc Clure et al.(1982) e no da metalicidade vs idade O'Connell (1982).

I.3 - Análise Espectral por Varredura

A varredura ("scanner") espectral parece ser o instrumento mais adequado para desenvolver o método de síntese espectral.

As primeiras varreduras espectrais foram feitas por

Code (1959) e Van den Bergh e Henry (1962). Eles notaram que uma grande proporção da luz de M31 provém de estrelas do tipo tardia evoluídas, confirmando os resultados previamente obtidos com espectros fotográficos por Morgan e Mayall (1957).

Tull (1963) foi o primeiro a usar varreduras para sintetizar espectros de galáxias. Ele observou também o núcleo de M31. Tull utilizou como ponto de partida o espectro de M67 suplementado com gigantes K e anãs K0 e K5, notando que 50% da luz provém de gigantes K e 38% de anãs K.

Spinrad (1966), e Spinrad e Taylor (1971) publicaram modelos detalhados de M31, M32 e M81. Usando o "scanner" como um filtro sintonizável mediram 36 comprimentos de onda entre $\lambda 3300\text{\AA}$ e $\lambda 10700\text{\AA}$, incluindo pontos do contínuo e linhas sensíveis à temperatura e à luminosidade. Foram usados 37 tipos estelares nas suas sínteses, e seus modelos podem ser resumidos da seguinte maneira:

M31: Apreciável contribuição de estrelas tardias em torno de M8V. Relação M/L \approx 43.5. Ponto de afastamento (Turn of point) perto de GOV. Não existe evidência da presença de estrelas jovens, o que provalvemente indica que cessou a formação de estrelas.

M32: Menor proporção de estrelas tardias e menor relação M/L que em M31.

M81: O espectro é similar ao de M31, quando não se consideram as linhas de emissão. A relação M/L é \sim 27.

Os trabalhos mais extensos em síntese de população com o uso desta técnica foram desenvolvidos por Pritchard (1977) e Macfarlane (1979).

Os primeiros autores analisaram os núcleos de M31, M32, M51, M81, M86, M87, M94, NGC 3115 e NGC 5195. A sua conclusão é que o bojo nuclear das galáxias intrinsecamente luminosas possuem tipos espectrais tardios muito semelhantes, que o ramo das gigantes contribui com 50% da luz integrada visual das galáxias e que existem fortes evidências de que as estrelas nestes núcleos são diferentes das existentes em torno do sol.

Macfarlane concentrou seus esforços na definição de técnicas observacionais, na observação de estrelas de 31 grupos diferentes, incluindo estrelas do ramo horizontal. Discutiu também o espectro de M31 e M32, chegando a resultados semelhantes aos de Spinrad e Taylor, apesar de ter observado num intervalo espectral de 2400\AA ($3600\text{\AA} \leq \lambda \leq 6000\text{\AA}$).

O principal problema deste método de trabalho é o longo tempo de observação dos programas e a sofisticação dos equipamentos necessários, existente só nos observatórios muito desenvolvidos. Um trabalho mais recente usando estas técnicas é o de Cowley et al. (1982).

I.4 - Análise das Larguras Equivalentes

Os trabalhos mencionados na seção I.1, fundamentalmente os de G. e A. de Vaucouleurs, constituem um excelente exemplo de sensibilidade das larguras equivalente com os tipos espectrais na síntese de população estelar. Spinrad (1962) baseando seus argumentos na linha D do Na, que é mais forte em anãs K que em gigantes K, encontrou evidências de enriquecimento de es

trelas anãs no núcleo de M31. Seu modelo mostra que este núcleo tem 50% da luz visual proveniente de estrelas K0III, resultado confirmado 15 anos mais tarde por Pritchard (1977) no trabalho mencionado na seção 1.3.

Moore (1968) mediu larguras equivalentes de 13 linhas espectrais com $4077\text{\AA} \leq \lambda \leq 4404\text{\AA}$, para sintetizar espectros estelares. Seus resultados podem ser interpretados por diversos modelos e a fim de reduzir esta indeterminação, fez as seguintes hipóteses: (1) Existe só uma geração de estrelas na galáxia. (2) As funções iniciais de massa e de luminosidade são exponenciais. (3) Os diagramas cor vs magnitude são baseados em aglomerados galácticos velhos do tipo M67 e NGC 108. Ele computou espectros sintéticos de NGC 3379, 4472, 3115 e do núcleo de M31. Sua conclusão é que uma função de luminosidade inicial semelhante à da nossa galáxia pode explicar satisfatoriamente o espectro destes objetos. Achou que haveria uma falta de anãs nas galáxias mais brilhantes (N3379 e 4472) e que a maior parte da luz é fornecida por estrelas mais jovens que as de NGC 108.

Astrônomos franceses do Observatório de Paris fizeram a aplicação mais ampla conhecida deste método entre 1971 e 1979, analisando diferentes tipos de núcleos. Alloin, Andriolat e Souffrin (1971) desenvolveram um método matemático de síntese baseando-se no método de prova e erro. Eles usam basicamente 6 linhas, H+H_ε, K, banda G, Ca $\lambda 4227$, MG I $\lambda 5184$, D do Na I e $\lambda 8542$ do Ca II. Aplicando este método ao núcleo de NGC 3031, encontram uma possível fonte ultravioleta dentro dos 7" do centro.

Andriolat e Souffrin (1971) analisaram os núcleos de duas galáxias Seyferts (NGC1068 e 4051), e encontraram que a

maior contribuição neles é devido a estrelas K e M, apesar de serem classificados como núcleo A ou F0. Também concluíram que o contínuo não está apreciavelmente avermelhado.

Andrillat, Souffrin e Alloin (1972) estudaram novamente os núcleos de uma série de galáxias aplicando o mesmo método chegando a seguinte conclusão:

As larguras das linhas nas galáxias NGC 1052, 2655 e 4569 podem ser explicadas com uma grande proporção de anãs K e M e o avermelhamento interno é desprezível.

Na galáxia NGC 2903, além da radiação estelar deve existir uma componente não estelar contribuindo com 30% da radiação em $\lambda = 4000\text{\AA}$.

Joly e Andrillat (1973) estudaram o bojo central de M31. A diferença principal, destes trabalhos com os anteriores é que são incorporadas 42 linhas de absorção à análise, exigindo sofisticar os métodos matemáticos usados. É um dos poucos trabalhos desenvolvidos com espectrofotometria fotográfica que inclui menos tipos estelares do que linhas de absorção e em consequência a análise pode ser feita por Quadrados Mínimos. Estes trabalhos apresentam uma contribuição importante pois seus autores estudam a variação da composição no bojo central e a sua variação com a distância ao centro. Os diversos modelos obtidos mostram (neste tipo de análise a solução não é única): 1º - a presença de estrelas super metálicas (SMR); 2º - que as estrelas frias variam sua contribuição com a distância ao centro; 3º - que as estrelas quentes aumentam fortemente sua contribuição até uma certa distância do centro, decrescendo depois, acompanhado de um acréscimo das estrelas supermetálicas (SMR) e da relação M/L. 4º - que as es

trelas gigantes são mais evoluídas a 1.5 Mpc do centro do que no próprio centro.

M Joly (1974) analisou, seguindo a mesma linha de pesquisa, o espectro de NGC 3031, encontrando que todos os modelos são caracterizados pela presença de estrelas quentes e de estrelas com fortes linhas metálicas. A relação M/L é da ordem de 0.6.

Finalmente Alloin e Kunth (1979) utilizando o método de prova e erro que usaram nos primeiros trabalhos para a síntese das larguras equivalentes analisaram uma série de galáxias com bojos quentes ("Hot-Spots") do hemisfério sul. Eles deduzem para os núcleos de NGC 613, 1365, 1433, 1672, 1808 e 7552, que:

- 1 - Existe uma importante contribuição de estrelas jovens (early).
- 2 - O avermelhamento deduzido do processo de síntese é menor que o obtido do decréscimo de Balmer.
- 3 - A abundância é aproximadamente normal.

Nós estudamos (Dottori, 1980) o espectro de absorção de NGC 5236, com o mesmo método desenvolvido por Alloin, Andrillat e Souffrin (1971), agregando as cores UBV diferenciais (Dottori, 1979) como elemento de análise. As conclusões deste trabalho foram que:

- 1 - O espectro é extremamente composto, com estrelas dos tipos de B a M sendo que as estrelas B fornecem 40% da luz $\lambda = 4000\text{\AA}$.
- 2 - A proporção de gigantes K e M em relação às anãs K e M somente pode ser determinada qualitativamente.
- 3 - A absorção deduzida da síntese é menor do que a indicada pela relação $H\alpha/H\beta$.

A espectrofotometria fotográfica é menos precisa que a técnica de varredura, porém a possibilidade de ser feita com

meios mais difundidos, permite o estudo massivo de objetos, com o uso menor de tempo de telescópio. Em relação às observações fotométricas com filtros estreitos, a espectroscopia fotométrica apresenta a vantagem de ser reproduzida com maior precisão e permitir a observação de qualquer objeto, independente de sua velocidade radial.

A análise do conjunto dos trabalhos mostra que um programa geral para o estudo de populações estelares deve reunir as seguintes condições:

1) Um método objetivo de sintetizar os espectros através de um algoritmo impessoal.

2) Estudar uma região do espectro a mais ampla possível.

3) Selecionar uma biblioteca básica de estrelas que reúna todas as características possíveis.

O presente trabalho está dividido nas seguintes partes:

1a. Parte: Apresentação, discussão e análise qualitativa e quantitativa dos dados fotométricos, prescindindo de quaisquer outras fontes de dados.

2a. Parte: Apresentação, discussão e análise qualitativa dos dados espectrofotométricos.

3a. Parte: Apresentação e justificação do algoritmo matemático usado no processo de síntese. Análise quantitativa dos dados espectrofotométricos incluindo a fotometria UBV.

4a. Parte: Resultados e conclusões.

II - OBSERVAÇÕES FOTOMÉTRICAS

II-1 As Observações Fotométricas no Sistema UBV

As observações fotométricas dos objetos estudados foram desenvolvidas com uma dupla finalidade:

a) comparar os objetos entre si quanto ao brilho e à cor.

b) utilizá-las como condição de vínculo na síntese de população estelar.

O primeiro item será desenvolvido neste capítulo. O segundo será tratado no capítulo IV.

II-2 Instrumental e Dados Diversos

As observações fotoelétricas foram desenvolvidas com o telescópio de 60 polegadas (152 cm) do Observatório Astronômico de Córdoba (Argentina), no foco Cassegrain com uma distância focal equivalente de 32.4 mts (razão focal $f/21$), o que proporciona uma escala de $1 \text{ mm} = 6",3$ no plano focal. A fotomultiplicadora usada foi uma RCA 1P 21, refrigerada com gelo seco e o sistema UBV foi reproduzido com os seguintes filtros:

U, Schott 2 mm UG2

B, Schott 2 mm GG13 + 1 mm BG2

V, Schott 2 mm GG14

Uma descrição destes filtros e a sua curva de transmissão pode ser encontrada nos trabalhos de Kron (1973) e de Milone (1974).

A calibração das observações foi feita por meio de estrelas das Zonas Standard E ou F de Harvard (Cousins, 1972).

Os coeficientes de absorção usados neste trabalho foram os valores médios determinados por Milone (1973) para a Estação Astrofísica de Bosque Alegre.

As fórmulas para correção por extinção atmosférica e redução ao Sistema Standard são as clássicas de uso generalizado para este tipo de observações (Astronomical Techniques, Stars and Stellar Systems vol. II, pág. 178).

II-3 Caracterização e Objetivo das Observações

A definição do núcleo propriamente dito numa galáxia de tipo espiral se constitui na maioria das vezes numa tarefa não trivial quando se quer fazer distinções ou diferenciações dentro da região central da galáxia, com simetria esférica, comumente chamada de Região Nuclear ou "Bojo Nuclear" (Nuclear Bulk). Uma definição rigorosa do que é o núcleo requer um estudo fotométrico ou espectroscópico muito detalhado. Um caso que serve de exemplo é dos Núcleos Peculiares (Pastoriza, Têse).

Com base nestas considerações achamos de importância para o nosso trabalho a observação detalhada do "Bojo Nuclear", já que a mesma nos pode revelar propriedades diferenciáveis fo-

tometricamente de zonas de transição para os três tipos de Galáxias espirais que pretendemos comparar: com núcleos normais, Seyferts e com bojos quentes (hot spots) ou peculiares.

Tendo em conta a existência de simetria esférica ou circular nas regiões nucleares de galáxias espirais decidimos fazer as observações com uma série de 4 diafragmas circulares concêntricos de 6.3, 12.6, 24 e 60 seg de arc. Este sistema permite estudar a variação das cores em função da distância ao centro de simetria ou ao máximo brilho da galáxia.

Uma inovação no nosso trabalho é o tratamento dos brilhos e das cores em forma diferencial, distintamente de outros autores (de Vaucouleurs (1961), Alcaino (1964)). As cores são definidas como as correspondentes aos anéis determinados pelos sucessivos diafragmas. Isto é, se tivermos o brilho e as cores V, (B-V) e (U-V) para dois diafragmas sucessivos que chamamos de i e (i + 1), os brilhos e as cores diferenciais obter-se-ão das seguintes relações:

$$\begin{aligned}
 \text{a - } & V_{\Delta i} = -2.5 \log [I(V)_{i+1} - I(V)_i] \\
 \text{(II-1) b - } & (U-B)_{\Delta i} = -2,5 \log \frac{[I(U)_{i+1} - I(U)_i]}{[I(B)_{i+1} - I(B)_i]} \\
 \text{c - } & (B-V)_{\Delta i} = -2,5 \log \frac{[I(B)_{i+1} - I(B)_i]}{[I(V)_{i+1} - I(V)_i]}
 \end{aligned}$$

Onde:

$$\begin{aligned}
 \text{a - } & I(V)_i = 10^{-0.4 V_i} \\
 \text{(II-2) b - } & I(B)_i = 10^{-0.4 [V_i + (B-V)_i]} \\
 \text{c - } & I(U)_i = 10^{-0.4 [V_i + (B-V)_i + (U-B)_i]}
 \end{aligned}$$

As cores diferenciais permitem destacar com maior ênfase as populações predominantes em cada anel, evitando a contaminação da luz provenientes do diafragma menor, dentre os dois que determinam o anel. Esta contaminação é geralmente muito importante porque as regiões centrais são as mais brilhantes.

II-4 Dados Obtidos

Os dados obtidos figuram na tabela II-1. Os quatro diafragmas mencionados são chamados de 0-, I-, II- e III- sucessivamente, do mesmo modo que os anéis por eles determinados, sendo que o anel 0-, coincide com o diafragma 0-, o anel I- é o espaço entre os diafragmas 0- e I-, e assim por diante. Para as galáxias NGC 6699 foram usadas observações de Wegner (1979).

A tabela II-1 está ordenada por colunas da seguinte maneira:

1) Número de catálogo NGC ou outra identificação e diafragmas utilizados para cada objeto.

2) Tipo Morfológico nos sistemas revisados de Holmberg e de Vaucouleurs (Sérsic, 1968, de Vaucouleurs, 1976).

3) Diâmetro D_0 em seg de arc, de acordo com a definição de Vaucouleurs (1961). Este diâmetro chamado frontal (face on) se deduz do diâmetro observado, e da inclinação da galáxia.

4) Magnitude visual V, medida no Sistema padrão UBV através do diafragma D_i ($i = 0-, I-, II-$ e $III-$).

5) e 6) Cores (B-V) e (U-B) respectivamente, medidos

através do diafragma D_i .

7, 8 e 9) Magnitudes e cores diferenciais v , $(b-v)$ e $(u-b)$ respectivamente, correspondentes às zonas anulares determinadas pelos diafragmas sucessivos, como foram definidos nas fórmulas 1 e 2.

10) Brilho superficial na cor V (mg/\square''), para cada anel.

11) Razão do diâmetro médio de cada anel $\bar{A} = \frac{D_i + D_{i-1}}{2}$ ao diâmetro D_0 da galáxia.

12) Correções totais das cores Δv , $\Delta(b-v)$ e $\Delta(u-b)$ incluindo: absorção galáctica (de Vaucouleurs et al. 1968), efeito de inclinação (tilt effect) e avermelhamento por: recessão (redshift), (de Vaucouleurs, 1961).

II-5 Os Erros Observacionais

A observação completa de uma galáxia, feita na seqüência céu-objeto-céu, em cada um dos quatro diafragmas usados leva de 40 a 60 min., considerando o tempo de posicionamento e recentragem, cada vez que se movimenta o diafragma do objeto para o céu. Por esta razão é muito difícil de se obter um erro intrínseco para cada uma das galáxias devido ao grande número de observações que este procedimento exigiria. Devido a esta dificuldade, optou-se por fazer uma estimativa interna e outra externa dos erros observacionais. Para este objetivo foram aproveitadas as observações de 24 galáxias, incluindo as deste trabalho. (Dottori,

1979).

II-5-1 Erros Observacionais Internos

O erro interno foi estimado através de medições repetidas de um terço dos 24 objetos mencionados, em 2, 3 ou 4 turnos diferentes de observações.

O fato mais importante em relação ao erro interno das observações é que ele depende do brilho observado, mas não tem correlação com o tamanho dos diafragmas usados. Esta última constatação indica a precisão da centragem dos diafragmas nos diferentes ciclos de observações, já que um erro de centragem influiria mais nos diagramas pequenos.

A tabela II-2 mostra o erro mais provável, $r = 0.616\sigma$ r_v , r_{bv} , e r_{ub} , (onde σ é o erro médio) para as magnitudes e cores respectivamente, em função do brilho medido.

II-5-2 Erros Externos e Comparação com Outros Observadores

Das 24 galáxias observadas por nós, 17 também foram observadas por Alcaino (1974, 1976), no sistema UBV, no ESO (Observatório Europeu Austral, Chile), com o telescópio de 100 cm, com 5 diafragmas de 5.5, 11, 21, 44 e 80 seg. de arco. Com a finalidade de comparar os resultados, interpolamos linearmente,

em nossos dados, os valores de brilho e cor que corresponderiam aos diafragmas de 11, 21 e 44 seg de arco. A tabela II-3 mostra os dados interpolados e os correspondentes de Alcaino. A tabela II-4 mostra os parâmetros obtidos pela correlação por mínimos quadrados para as magnitudes V. Nas figuras II-2a, b e c são mostradas as correlações das observações de Alcaino com os nossos dados. Para verificar se esta correlação é boa e está dentro das dispersões encontradas normalmente quando se confrontam dados de observadores que usam diversos telescópios em diferentes lugares do mundo, foram também correlacionadas observações de Alcaino com as de outros observadores (Alcaino, 1976), para aberturas de 21 e 44 seg. de arco. Os resultados são apresentados na tabela II-4.

Como se pode constatar, existe uma concordância muito boa entre nossos dados e os de Alcaino para as aberturas maiores. Neste caso a correlação é comparável à de Alcaino com a de outros autores. Para o diafragma de 11 seg. de arco, a inclinação difere de um, produzindo diferenças maiores no extremo mais brilhante do domínio de magnitudes considerado. Esta diferença não pode ser explicada como um erro no tamanho dos diafragmas usados, já que o mesmo produziria um efeito sistemático, independente do brilho. A concordância no extremo fraco é muito boa, como se vê na tabela II-4 colunas 6 e 7, por isso nos sentimos inclinados a pensar que este não é o caso. Uma explicação mais satisfatória para este efeito poderia ser uma diferença sistemática entre os dois observadores na centragem do diafragma menor. Justificam esta interpretação as três razões seguintes:

a) A simetria axial do núcleo dos objetos observados que transforma desvios aleatórios em sistemáticos.

b) Centragem dos núcleos nos diafragmas que normalmente é feita a olho nũ.

c) O diâmetro dos diafragmas menores usados, inferior ao da região central mais brilhante para todas as galáxias observadas.

Para avaliar quantitativamente este possível erro de centragem, nós assumimos dois degraus concêntricos de brilho, com 6 e 12 sec. de arco de diâmetro respectivamente, com os mesmos brilhos superficiais dos nossos aneis 0- e I-, os quais supomos observados através de um diafragma circular de 6 seg. de arc., num telescópio com a mesma distância focal do que o foco Cassegrain do telescópio de 1,54 m de Córdoba. Foram supostos erros na centragem do diafragma da ordem de $0''.63$ (0.1 mm) e de $1''.89$ (0.3 mm), o que corresponde aos limites de "seeing" no Chile e em Córdoba respectivamente. Desta forma foram calculadas as diferenças em magnitudes produzidas pelos erros de centragem admitidos. O cálculo foi desenvolvido para os valores de brilho superficial observados nas galáxias NGC 1566, 2442 e 5530, cujos valores de magnitude visual correspondem aos extremos e ao meio do intervalo de brilhos observados. Os resultados obtidos são mostrados na tabela II-5. Como se vê na mesma, as diferenças constatadas entre as nossas observações e as de Alcaino são da ordem de grandeza das produzidas por erros de centragem equivalentes ao tamanho das imagens estelares. Como os brilhos atribuídos por nós a uma mesma região são em média maiores, e sendo as regiões centrais as mais brilhantes, concluimos que a nossa centragem é em média melhor que a de Alcaino. Outro fato que reforça nossa conclusão, é que o telescópio usado nas nossas ob

servações tem uma distância focal equivalente maior, que garante uma melhor visualização dos detalhes das regiões observadas, e foi usado num lugar de "seeing" ligeiramente inferior, o que suaviza as distribuições de brilho das regiões mais brilhantes.

Na figura II-a vemos que o ponto representativo de NGC 5353 se afasta um pouco da relação média, sendo o nosso valor de V para o diafragma de 11 sec. arc. mais intenso que o de Alcaino. Também a figura II-2b mostra que as cores de NGC 6753 para os diafragmas de 11" e 24" caem fora da relação média. A tabela II-6 mostra valores extrapolados ou interpolados de observações destas duas galáxias feitas por G. Wegner na Africa do Sul (gentilmente cedidas por ele antes de publicar). Os valores de Wegner para NGC 5253 são intermediários entre os nossos e os de Alcaino, entanto que para NGC 6753 eles estão mais próximos dos de Alcaino.

Finalmente apresentamos na figura II-3 uma comparação feita pelo Dr. R. Petersson da Universidade de Missouri (gentilmente cedida por êle em comunicação privada), na qual se mostra a evolução do brilho em V em função da distância ao centro, superpondo os valores de diversos observadores. Pode se ver que os nossos dados se apresentam perfeitamente na curva média dos obtidos em diversas partes do mundo.

II-6 Análise das Observações Fotométricas

Nas figuras Ia-i, mostramos a evolução dos brilhos e

das cores diferenciais v_0 , $(b-v)_0$ e $(u-b)_0$, como função do tamanho relativo A_i/D_0 , para os diferentes anéis. Os valores apresentados foram corrigidos por avermelhamentos segundo a coluna 12 da tabela II.1.

II-6-1 Distribuição de Brilho (v/\square'') vs. r

Com exceção de NGC 5643 os outros objetos analisados mostram um descrêscimo do brilho de centro para fora.

O fato de NGC 5643 apresentar a região central ($\sim 6''$) com menor brilho superficial que a imediatamente adjacente ($6'' \leq r \leq 12''$) se assemelha ao caso da galáxia NGC 1365 (Dottori, 1979), na qual esta característica pode-se explicar pela presença de estruturas na região nuclear com um tamanho angular da ordem do menor diafragma usado ($\sim 6''$), (Sandquist A., Jörsäter S., and Lindbland, P.O., 1982). A esta característica morfológica de NGC 5643, se une a relação não usual $(B-V)_0$ vs $(U-B)_0$, a qual cai completamente fora da relação média de de Vaucouleurs para cores integradas de galáxias (figura 5), a qual é referida pelos núcleos de galáxias, como se vê da estatística de Wegner (1979), para 262 objetos. Posteriormente, este fato será explicado com mais detalhes. O objeto mencionado apresenta um brilho U muito fraco quando comparado com essa relação média.

No que diz respeito aos outros objetos, NGC 5530 e 5236 apresentam um brilho superficial muito elevado, $v/\square'' = 14.9$ e

15.40 respectivamente, ainda se comparado com NGC 3783, a Seyfert com brilho superficial mais alto da amostra $v/\mu'' = 16.58$.

As formas das curvas de distribuição de brilho mostram que o bojo central do núcleo normal de NGC 5530 do núcleo de Seyfert de NGC 3783, verificam que $dV_0/dr \geq 0$ no intervalo medido, enquanto que o resto dos objetos apresenta um ponto de inflexão com d^2V_0/dr^2 passando por um máximo. O bojo central destes últimos objetos tem a região interna de um brilho menor do que corresponderia, se fosse feita uma extrapolação, para o centro, da densidade de brilho das partes mais externas.

II-6-2 Evolução das Cores com a Distância ao Centro

As cores $(B-V)_0$ das figuras 1a-i mostram uma notável estabilidade em torno do valor $0.75 - 0.15$ mag. para todo o conjunto de diafragmas analisados. Fogem desta regra a região 0- da NGC 5643 e todas as regiões anulares de Seyfert N3783.

As cores $(U-B)_0$ mostram diferenças maiores, ficando a média dos três núcleos normais no intervalo (0 mag, 0.5 mag); os três núcleos peculiares entre (-0.5 mag, 0.5 mag) e os três Seyferts entre (-1.0 mag, 0.5 mag).

Como se pode notar, o limite azul é o mesmo para os três tipos de objetos, mas o limite ultravioleta é menor para os núcleos normais aumentando nos núcleos peculiares com o máximo nos núcleos Seyfert.

NGC 3783 é um caso que merece ser salientado já que se constitui no caso mais notável com um índice $(U-B)_0 \cong -1.1$ no diafragma de 6".3.

II-6-3 Relação $(U-B)_0$ vs $(B-V)_0$ Para as Regiões mais Centrais dos Objetos Estudados

Nas figuras II-4 e II-5 é analisada a relação $(u-b)_0$ vs $(b-v)_0$ (as minúsculas são no sentido da tabela 1) para os anéis 0- e I- de todos os objetos estudados. Na própria figura se explica a simbologia com que é representada cada galáxia.

Na figura II-4 estão representadas a linha média para cores integradas de galáxias obtida por de Vaucouleurs (1972) e as linhas representativas de modelos evolutivos segundo Larson e Tinsley (L-T) (1978), os quais foram elaborados tendo em conta:

A) Uma explosão de formação de estrelas com uma duração de 10^7 anos ("burst"). No gráfico mostramos a sua evolução entre 0.02×10^9 e 20×10^9 anos.

B) Formação contínua de estrelas, com taxas decrescentes exponencialmente no tempo. Diversos expoentes dão essencialmente a mesma relação $(U-B)$ vs $(B-V)$ para idades entre 5×10^9 e 2×10^{10} anos. É importante salientar que estes modelos coincidem perfeitamente com a curva média de cores integradas de de Vaucouleurs.

A figura II-4 mostra também a direção do avermelhamento normal (segundo a lei de Whitford) e a dispersão das cores de \bar{n}

cleos de galáxias obtida das observações de Wegner (1979) para 263 objetos, com diafragmas de 14".0.

No que diz respeito às galáxias em estudo, a maioria dos pontos caem dentro da região hachuriada do gráfico. As exceções, por ordem de importância são: as regiões 0- e I- da Seyfert NGC 3783 e do Núcleo Peculiar 2997 (HS) e a região 0 do NP NGC1097. Menos notório é o caso da NGC 5236 (HS). Estes objetos apresentam um desvio em relação à relação média de de Vaucouleurs que se pode interpretar como um excesso na cor U.

O caso da galáxia normal NGC 5643 apresenta um desvio à esquerda da relação média de de Vaucouleurs, que pelo dito anteriormente da relação das cores vs \bar{A}/D_0 , parece ser mais um excesso na cor B do que um defeito na U.

A galáxia normal 5530 se localiza abaixo, no extremo vermelho, coincidindo com a extrapolação das cores média de de Vaucouleurs ou de quaisquer dos dois modelos de Larson e Tinsley. Ela está notoriamente fora da região hachuriada.

No parágrafo seguinte analisamos em detalhe estes fenômenos.

II-7 Comparação das Cores com Alguns Processos Físicos

A fim de analisar os objetos que se afastam notoriamente da relação média de de Vaucouleurs, representamos na figura II-5 curvas que mostram a influência produzida por um gas quente e por radiação não térmica em diversas proporções, nas cores de uma

população estelar de base. Na figura II.6 se faz o mesmo mas superpondo radiação fornecida por um disco de acreção segundo modelo calculado por Pacheco (1983, em impressão). Para estudar tal efeito superpusemos às duas cores extremas da relação de de Vaucouleurs, radiação térmica produzida por gás quente com temperaturas de 6000°K e de 50000°K e radiação não térmica da forma $F(\nu) = \nu^{-\gamma}$ com $\gamma = -0.25$. Valores de $\gamma = -2.0$, não influem fundamentalmente nas cores como pode se concluir do trabalho de Grewing, Demoulin e Burbidge (1968). As cores correspondentes ao gás quente e a radiação não térmica foram obtidas deste trabalho.

II-7-1 Superposição de Cores

Seja um par de cores básicas $(U-B)_1$ e $(B-V)_1$ (no nosso caso seriam as cores médias de de Vaucouleurs da figura 4) às quais queremos somar uma proporção K_λ (onde $\lambda = U, B$ ou V) de uma outra distribuição com cores $(U-B)_2$ e $(B-V)_2$ (a radiação do gás quente ou a não térmica).

Se $I_{\lambda i}$ é o brilho da distribuição i do filtro λ , K_λ deve interpretar-se como:

$$(II-3) \quad I_{U2} = K_U I_{U1}, \quad I_{B2} = K_B I_{B1} \quad \text{e} \quad I_{V2} = K_V I_{V1}$$

as cores resultantes serão então:

$$(U-B)_R = -2,5 \log \frac{I_{U1} + I_{U2}}{I_{B1} + I_{B2}}$$

$$(II-4) \quad (U-B)_R = (U-B)_1 - 2,5 \log \frac{1 + K_U}{1 + K_B}$$

$$(B-V)_R = (B-V)_1 - 2,5 \log \frac{1 + K_B}{1 + K_V}$$

Já que K_U e K_V podem-se obter de K_B pelas relações:

$$K_U = K_B \exp_{10}\{-0.4[(U-B)_2 - (U-B)_1]\}$$

$$(II-5) \quad K_V = K_B \exp_{10}\{-0.4[(B-V)_1 - (B-V)_2]\}$$

é possível obter das (II-4) e (II-5) as cores resultantes adotando ou conhecendo K_B .

Nas figuras (II-5) e (II-6) são indicados os valores de K_B ao longo das curvas resultantes da superposição das radiações mencionadas às duas cores extremas de de Vaucouleurs.

II-7-2 Análise dos Objetos que se Afastam da Relação Média

NGC 3783: O diafragma central apresenta uma cor $(U-B) = -1.2$ mg, bem mais negativo que as Seyferts com UV mais intenso. O tamanho da região central, abrangida pelo diafragma de $6.3''$ é de 383 pc (para $H = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$). O anel seguinte ($380 \leq r \leq 750$ pc), é ainda muito azul e cai na região comumente atribuída às Seyferts.

Em termos do diagrama da figura 5, a cor da região central coincide com a de um gás a aproximadamente 6000°K contribuindo com $K_B = 0.2$ a uma população estelar jovem (2×10^9 anos), segundo os modelos de L-T). Em termos da figura 6, onde são comparadas as cores das Seyferts com os modelos de Pacheco (1983, comunicação privada) que consideram como fonte de energia um disco de acreção em torno de um buraco negro, pode se ver que este objeto não pode ser explicado só com base nas cores fornecidas pelo disco de acreção, para quaisquer um dos modelos computados pelo autor. As setas que se observam na própria figura correspondem às cores que teriam os objetos descontando a influência das linhas de emissão. Como pode se ver a situação não varia fundamentalmente. O procedimento para obter as cores do contínuo descontando as linhas é descrito no apêndice A. Aparentemente o ponto correspondente à cor deste objeto deveria se deslocar paralelamente ao eixo (B-V) para atingir a região dos modelos, o que significa que este núcleo deveria ter um brilho V mais intenso que o observado. A única possibilidade de introduzir a cor de um disco de acreção como contribuindo à cor desta galáxia seria com a superposição de radiação do disco a uma população estelar tardia numa proporção $K_B = 1$ aproximadamente e ainda agregar a esta mistura gás a 6000°K com uma proporção $K_B \approx 0.1$. A cor do anel I pode ser explicada por quaisquer um dos processos descritos, mas por uma razão de continuidade, nos inclinamos a pensar que o caso é o de um gás a 6000°K contribuindo com $K_B = 0.03$ numa população de 2×10^9 anos. Queremos salientar que a nossa constatação da existência de uma contribuição não desprezível de gás quente não coincide com a afirmação de Alloin et al (1981), baseada na

análise das linhas de emissão, de que a região central em $r \leq 100$ pc não teria uma contribuição apreciável de gás quente. Considerações posteriores sobre o ponto serão feitas por ocasião da discussão dos espectros.

É interessante neste ponto fazer uma breve referência às outras duas Seyferts. As posições delas nos gráficos II-4, II-5 e II-6 são obtidas a partir das cores corrigidas pelo avermelhamento interno do objeto ou efeito de inclinação (Tilt), produzida pela absorção galáctica e o da recessão. A razão de intensidade de linhas do hidrogênio leva no entanto a pensar na possibilidade de uma absorção interna no núcleo, se é que as linhas são produzidas sob as condições do caso B de Baker e Mentzel. Para a NGC 1566 a razão $H\alpha/H\beta = 4.17$ (Osmer et al, 1974) o qual leva, sob as condições antes mencionadas a um avermelhamento interno nas cores, de $\Delta(B-V) = 0.35$ e $\Delta(U-B) = 0.22$. Neste caso o ponto é levemente deslocado dentro dos gráficos, mas ele não sai da faixa de dispersão em torno à relação média de de Vaucouleurs. A cor que observamos nos gráficos parece indicar a contribuição de um gás quente com $K_B = 0.1$ ou 0.2 se o gás está a 50000°K ou 6000°K respectivamente. A cor do anel I é muito semelhante com a da região central (164 pc e 330 pc respectivamente). A influência da fonte ionizante é muito menor que no caso de N3783. Com respeito a IC 4329 A, embora a análise do perfil das linhas do Hidrogênio mostre que ela é uma Seyfert extrema (Disney, 1973, Pastoriza, 1979), a cor do diafragma central ($r \leq 760$ pc), mostra uma população estelar muito pouco influenciada por radiação espúria. Se considerarmos a relação das linhas $H\alpha/H\beta = 6.6$ como sendo produzida por uma lei normal de avermelhamento, se obtém uma

absorção visual $A_V = 2.83$ mg, o que deixa para o núcleo um avermelhamento $E(B-V) = 0.63$ e $E(U-B) = 0.52$, deslocando-o para a posição $(U-B) = -0.34$ e $(B-V) = 0.2$, no extremo superior da zona hachuriada nos diagramas mencionados, isto muda a interpretação sobre a idade da população estelar da região central, mas não a da contribuição da radiação do gás ao espectro total. Estas cores corrigidas por avermelhamento pela relação de linhas, são compatíveis com os modelos de disco de acreção podendo se explicar com uma contribuição $K_B = 0.1$ superposta a uma população jovem.

NGC1097: A análise do comportamento das cores nas galáxias de Núcleo Peculiar pode ser melhor entendida se observarmos o posicionamento dos diafragmas em relação ao complexo nuclear. Na figura II-7 podemos ver a centragem dos mesmos para NGC 1097 (as isofofas são do trabalho de M. Pastoriza (1975)). A região F é o núcleo propriamente dito, enquanto que A, B, C, D e E constitui um anel de regiões HII. Da figura II-5 se vê que a população que contribui à luz no diafragma 0-, é velha ($\sim 2 \times 10^{10}$ anos) e se superpõe a uma contribuição de gás quente a $T \cong 4000^{\circ}\text{K}$, em uma proporção $K_B \cong 0.02$. É difícil de ver qual é a origem do aquecimento deste gás, se é que ele está dentro do próprio núcleo, já que pelo dito o núcleo F não contém estrelas ionizantes. Temos que rejeitar a hipótese de uma falha na centragem já que a cor do diagrama I-mostra que a região correspondente ao espaço entre as regiões HII e núcleo F, apresenta uma população relativamente mais nova, sem traços de contaminação de gás.

NGC2997: No caso deste objeto, como se vê claramente da figura II-9 (obtidas da mesma fonte que as figuras II-7 e II-9), o anel I-

contem todas as regiões HII que circundam o núcleo propriamente dito, e corresponde a uma explosão de formação de estrelas ocorrida faz 5×10^7 a 10^8 anos. A componente estelar se superpõe à contribuição de um gás quente a 6000^0K , com $K_B \approx 0.1$. O núcleo propriamente dito apresenta pouca ou nenhuma contribuição de gás numa população relativamente mais jovem ($\approx 2 \times 10^9$ anos). Entre os núcleos normais, NGC5530 e NGC5643 se afastam da relação média.

NGC5530: A cor deste núcleo é surpreendente, já que ela cai na extrapolação da relação média de de Vaucouleurs no sentido de núcleos mais evoluídos, não previsto nos modelos de L e T. Obviamente não é comum encontrar núcleos cujas cores correspondem às de estrelas de tipo K3-III,IV, sem sinais de ter ocorrido um processo de formação de estrelas nos últimos 5×10^9 anos.

NGC5643: Como se vê da figura II-5 a posição deste núcleo no diagrama cor-cor indica a presença de uma população de idade intermediária a qual se superpõe a contribuição de um gás quente com $K_B \approx 1$ a 50.000^0K , com uma relação de fótons-elétrons baixa que contribui com um $K_B \approx 1$ à radiação estelar. A presença de linhas de emissão, assim como a alta temperatura do gás, leva a pensar que a análise precisa ser aprofundada com a discussão do espectro, já que obviamente necessitaremos de estrelas jovens para justificar os valores mencionados.

TABELA II-1 Dados fotométricos dos Núcleos Normais, Peculiares e Seyfert

19) NÚCLEOS NORMAIS

Objeto (1)	Tipc ^H V (2)	D ₀ (3)	V (4)	(B-V) (5)	(U-B) (6)	v (7)	(b-v) (8)	(u-b) (9)	v/σ" (10)	\bar{K}/D_0 (11)	$\Delta(V)$ $\Delta(B-V)$ $\Delta(U-B)$ (12)
N5530	III	191	11.56	0.98	0.53	12.83	0.75	0.25	21.27	0.18	1.17
	II		11.96	1.10	0.75	13.81	0.89	0.84	20.13	0.090	0.16
	I		12.18	1.16	0.66	14.06	1.04	0.13	18.84	0.048	0.24
	0		12.39	1.18	1.17	12.39	1.18	1.17	16.12	0.016	
N5643	III	295	12.13	0.73	-0.04	12.87	0.67	0.35	21.31	0.16	1.37
	II		12.89	0.79	0.46	13.84	0.82	0.60	20.16	0.061	0.11
	I		13.47	0.78	0.32	13.66	0.89	0.39	18.44	0.031	0.15
	0		15.38	0.42	0.33	15.38	0.42	0.33	19.11	0.011	
N6599 (67:7)	SABC		12.38	0.73	0.04	13.8	0.75	-0.015	22.05		0.5
	(45:1)		12.72	0.72	0.06	13.98	0.56	-0.08	21.1		0.12
	(33:8)		13.13	0.80	0.10	13.71	0.75	0.02	20.8		0.16
	(15:1)		14.08	0.87	0.24	14.08	0.87	0.24	19.7		

29) NÚCLEOS PECULIARES

Objeto	Tipo ^H V	D ₀	V	(B-V)	(U-B)	v	(b-v)	(u-b)	v/σ ^{''}	\bar{A}/D_0	$\frac{\Delta(V)}{\Delta(B-V)}$ $\frac{\Delta(U-B)}{\Delta(U-B)}$ (12)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
N1097	III										
	Sb ⁺	520	10.76	0.79	0.18	11.59	0.86	0.35	20.03'	0.065	0.41
	II		11.44	0.74	0.07	12.01	0.69	0.07	18.33	0.035	0.06
	I		12.41	0.80	0.07	12.76	0.70	-0.10	17.54	0.018	0.08
	0		13.79	1.16	0.09	13.79	1.16	0.09	17.52	0.0060	
N2997	III										
	Sc-	502	11.93	0.88	0.19	12.66	0.93	0.33	21.10	0.068	1.27
	II		12.71	0.82	0.08	13.44	0.92	0.93	19.76	0.036	0.14
	I		13.48	0.74	-0.41	13.86	0.80	-0.43	18.64	0.018	0.21
	0		14.81	0.69	-0.18	14.81	0.69	-0.18	18.54	0.0062	
N5236	III										
	Sc-	664	10.15	0.60	-0.18	11.14	0.73	0.02	19.58	0.052	0.70
	II		10.71	0.52	-0.38	12.03	0.89	0.42	18.35	0.027	0.07
	I		11.09	0.39	-0.36	11.49	0.39	-0.34	16.27	0.014	0.07
	0		12.36	0.41	-0.38	12.36	0.41	-0.38	16.09	0.0047	

3.9) NÚCLEOS SEYFERTS

Objeto	Tipo ^H	D ₀	V	(B-V)	(U-B)	v	(b-v)	(u-b)	v/ρ"	A/D ₀	$\frac{\Delta(V)}{\Delta(B-V)}$ $\frac{\Delta(U-B)}{\Delta(U-B)}$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)	(11)	(12)
N1566	III Sc-	500	11.16	0.79	0.23	11.85	0.69	0.22	20.29	0.068	0.57
	II SAB(s)bc		11.98	0.92	0.23	12.79	0.97	0.25	19.11	0.036	0.06
	I		12.67	0.89	0.21	13.17	0.86	0.20	17.95	0.018	0.10
	0		13.76	0.96	0.25	13.76	0.96	0.25	17.49	0.0062	
N3783	III	90	12.12	0.65	-0.33	13.07	0.67	0.32	21.51	0.38	1.02
	II SB(r)b		12.70	0.64	-0.63	13.79	0.77	-0.06	20.11	0.20	0.12
	I		13.20	0.56	-0.81	14.06	0.49	-0.45	18.84	0.10	0.15
	0		13.85	0.53	-0.98	13.85	0.53	-0.98	17.58	0.035	
I4329A	III	100	12.21	0.97	0.33	12.98	0.92	0.22	21.42	0.34	0.95
	II SBb		12.95	1.02	0.47	13.78	1.09	0.24	20.10	0.18	0.20
	I		13.63	0.98	0.67	14.33	0.92	0.81	18.91	0.09	0.29
	0		14.71	1.01	0.47	14.71	1.01	0.47	18.44	0.03	

TABELA II-2 - Erros mais prováveis em função do brilho.

	r _v	r _{bv}	r _{ub}
V<12	0.026	0.012	0.047
12<V<13	0.033	0.026	0.057
13<V<14	0.060	0.040	0.060
14<V	0.094	0.040	0.074

TABELA II-3 - Comparação de dados UBV observados por Dottori e Alcaino

DOTTORI	V			B-V			U-B		
	11"	21"	44"	11"	21"	44"	11"	21"	44"
Galáxia									
6 1 3	12.97	12.32	11.86	0.69	0.75	0.76	0.12	0.27	0.33
1 0 9 7	12.65	11.68	11.06	0.86	0.75	0.79	0.07	0.07	0.18
1 3 6 5	13.27	12.25	11.60	0.69	0.75	0.75	-0.06	0.01	-0.02
1 4 3 3	12.75	12.09	11.64	0.87	0.63	0.88	0.49	0.56	0.69
1 5 6 6	12.86	12.15	11.52	0.90	0.92	0.79	0.21	0.23	0.23
1 6 7 2	12.38	11.89	11.54	-0.65	0.63	0.67	0.01	-0.19	0.15
2 4 4 2	13.92	13.27	12.68	1.25	1.25	1.04	0.46	0.39	0.25
2 9 9 7	13.71	12.90	12.27	0.73	0.80	0.88	-0.37	0.08	0.19
3 2 5 6	13.36	12.68	12.20	0.53	0.57	0.61	-0.39	-0.39	-0.34
4 9 7 6		11.75	11.26	0.86	0.89	0.93	0.50	0.57	0.74
5 1 0 2		11.43	10.93	0.52	0.51	0.55	0.20	0.19	0.21
5 2 3 6	11.31	10.80	10.40	0.40	0.51	0.60	-0.36	-0.37	-0.18
5 2 5 3	12.67	11.90	11.30	0.60	0.59	0.51	-0.72	-0.69	-0.57
6 7 4 4		12.70	11.89		1.09	0.96		0.50	0.58
6 7 5 3		12.01			1.37			1.28	
7 0 4 9		12.35			1.08			0.64	
7 5 5 2		12.27	11.74		0.67	0.74		-0.07	-0.09

TABELA II-3

ALCAINO	V				B-V				U-B			
	11"	21"	44"	11"	21"	44"	11"	21"	44"	11"	21"	44"
Galáxia	11"	21"	44"	11"	21"	44"	11"	21"	44"	11"	21"	44"
6 1 3	13.22	12.37	11.73	0.72	0.78	0.78	0.01	0.12	0.78	0.01	0.12	0.14
1 0 9 7	12.88	11.77	11.11	0.80	0.80	0.75	0.10	0.15	0.75	0.10	0.15	0.11
1 3 6 5	13.48	12.32	11.49	0.84	0.73	0.92	0.03	0.05	0.92	0.03	0.05	-0.05
1 4 3 3	13.01	12.16	11.63	0.97	0.84	0.90	0.32	0.34	0.90	0.32	0.34	0.40
1 5 6 6	13.09	12.18	11.73	0.80	0.88	0.73	0.03	0.24	0.73	0.03	0.24	0.15
1 6 7 2	12.82	11.83	11.47	0.69	0.65	0.71	0.00	-0.02	0.71	0.00	-0.02	-0.02
2 4 4 2	13.90	13.29	12.70	1.25	1.18	1.15	0.67	0.61	1.15	0.67	0.61	0.66
2 9 9 7	13.71	12.86	12.27	0.84	0.86	0.93	0.09	0.11	0.93	0.09	0.11	0.19
3 2 5 6	13.66	12.64	12.31	0.44	0.56	0.68	-0.39	-0.31	0.68	-0.39	-0.31	-0.27
4 9 7 6		11.75	11.35	1.06	1.03	1.02	0.58	0.56	1.02	0.58	0.56	0.54
5 1 0 2		11.44	11.12	0.54	0.61	0.58	0.14	0.17	0.58	0.14	0.17	0.17
5 2 3 6	11.59	10.73	10.29	0.45	0.51	0.60	-0.37	-0.29	0.60	-0.37	-0.29	-0.17
5 2 5 3	13.59	12.43	11.57	-0.17	0.03	0.18	-0.61	-0.59	0.18	-0.61	-0.59	-0.51
6 7 4 4		12.33	11.48	0.75	0.96	1.03		0.45	1.03		0.45	0.57
6 7 5 3		12.47		0.53	0.95	1.05		0.31	1.05		0.31	
7 0 4 9		12.02		1.17	1.08	1.06		0.59	1.06		0.59	
7 5 5 2		12.13	11.41	0.59	0.64	0.62		0.01	0.62		0.01	-0.11

TABELA II-4 - Dados sobre as correlações Dottori vs Alcaino e Alcaino vs outros autores

A	N	a ₁	a ₀	r ²	DOTT.	ALC.
11	11	0.88	1.82	0.98	(11.5,14.5)	(11.95,14.53)
21	17	1.004	-0.049	0.99	(11.0,13.5)	(11.00,13.51)
44	15	0.944	0.64	0.90	(10.0,12.5)	(10.08,12.44)
TOTAL	43	1.06	-0.68	0.92	(10.0,12.5)	(9.93,14.69)
OUTROS AUTORES vs ALCAINO						
O. AUT.						
11					Poucos Pontos	
21	12	1.117	-1.467	0.99	(11.0,13.0)	(10.82,13.05)
44	14	1.117	-1.397	0.91	(10.0,12.5)	(9.77,12.57)

Notas à tabela 4:

A ordem dos dados é:

- 1- A, diâmetro de abertura em seg. de arco.
- 2- N, tamanho da amostra
- 3- a₁, inclinação da correlação
- 4- a₀, intercepção com o eixo
- 5- r² = coeficiente de determinação

$$r^2 = \frac{(\sum xy - \frac{\sum x \sum y}{N})^2}{\left(\sum x^2 - \frac{(\sum x)^2}{N}\right) \left(\sum y^2 - \frac{(\sum y)^2}{N}\right)}$$

- 6- Valores extremos do intervalo de dados usados na correlação.
- 7- Valores de Alcaino correspondentes aos extremos da coluna 6 obtidos dos parâmetros a₁ e a₂ da correlação.

TABELA II-5 - Erros produzidos por falha na centragem dos diafragmas

V	(v/□")I	(v/□")II	e ₁	e ₂
12.37	16.11	17.50	0.13	0.34
13.76	17.49	17.95	0.06	0.14
14.83	18.56	18.91	0.04	0.11

Notas à Tabela 5:

V, magnitude visual observada; (v/□")I e (v/□")II são os brilhos superficiais dos anéis de 6 e 12 seg de arc.; e₁ e e₂ são os erros em magnitudes produzidos por falhas de 0".63 e 1".89 na centragem dos diafragmas.

NUCLEOS NORMAIS

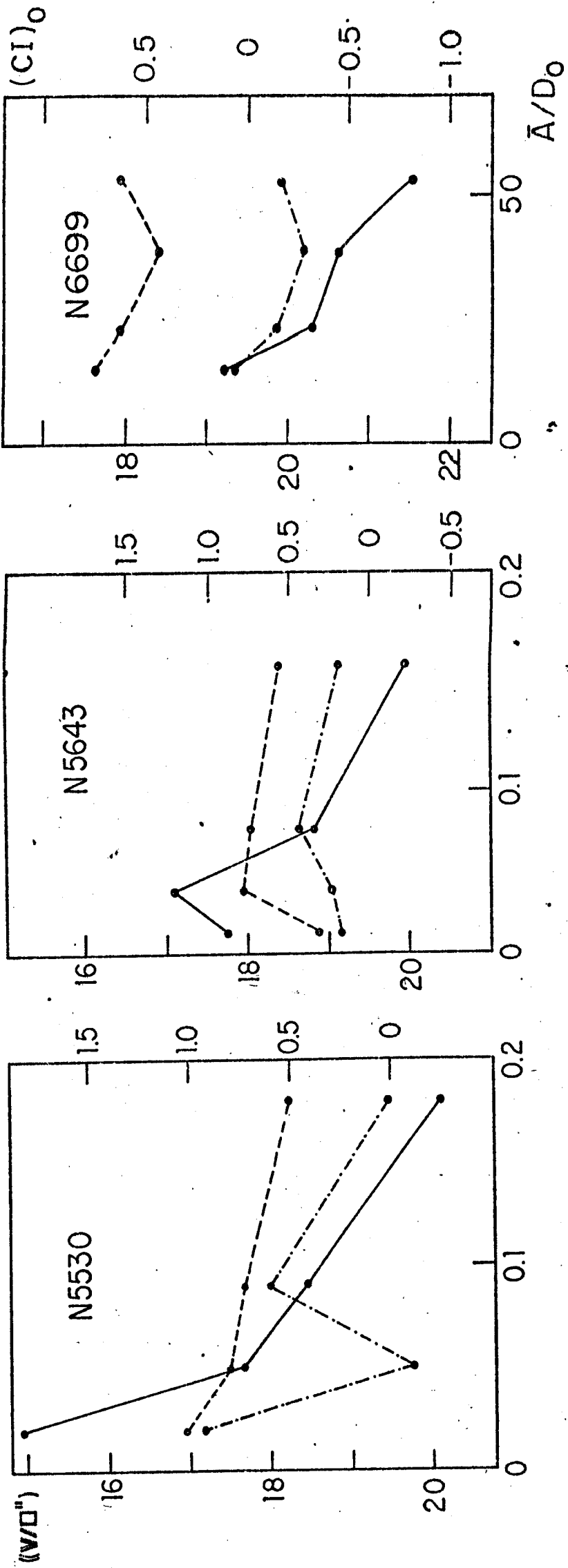


Figura II-1-a: Variação dos brilhos e das cores diferenciais.

NÚCLEOS SEYFERTS

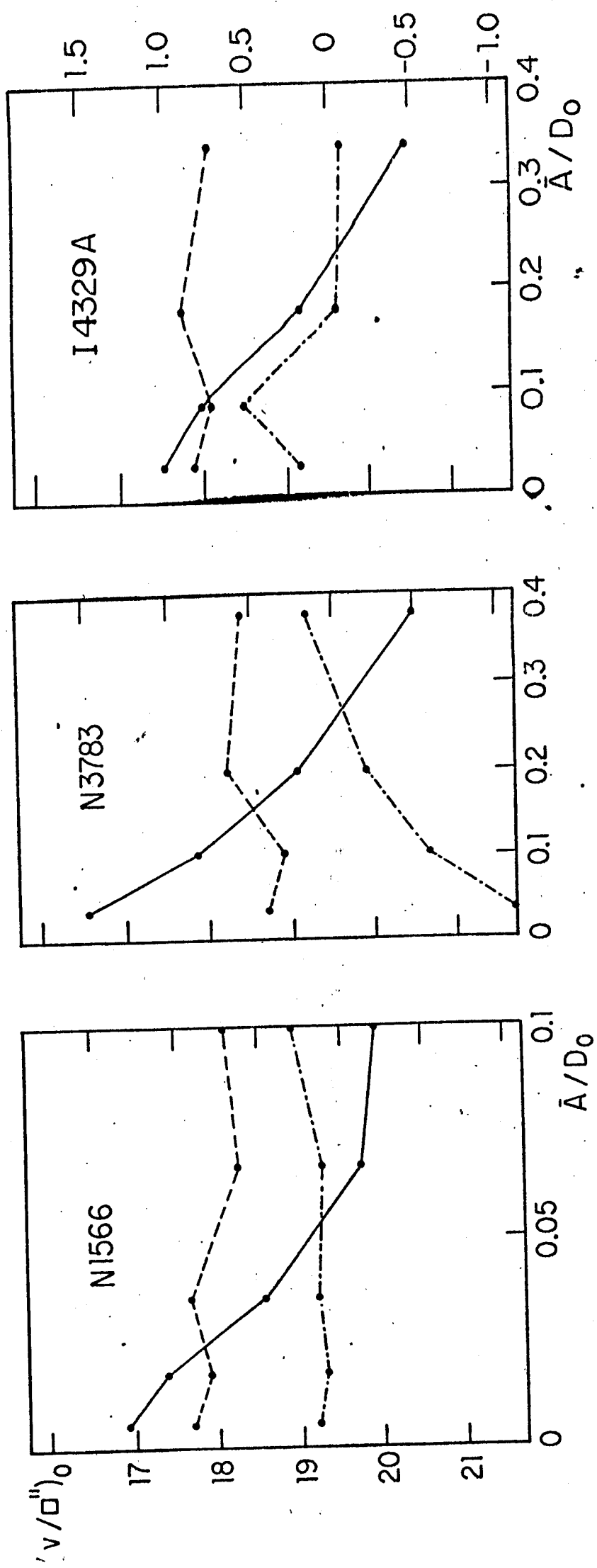


Figura II-1-b.

NÚCLEOS PECULIARES

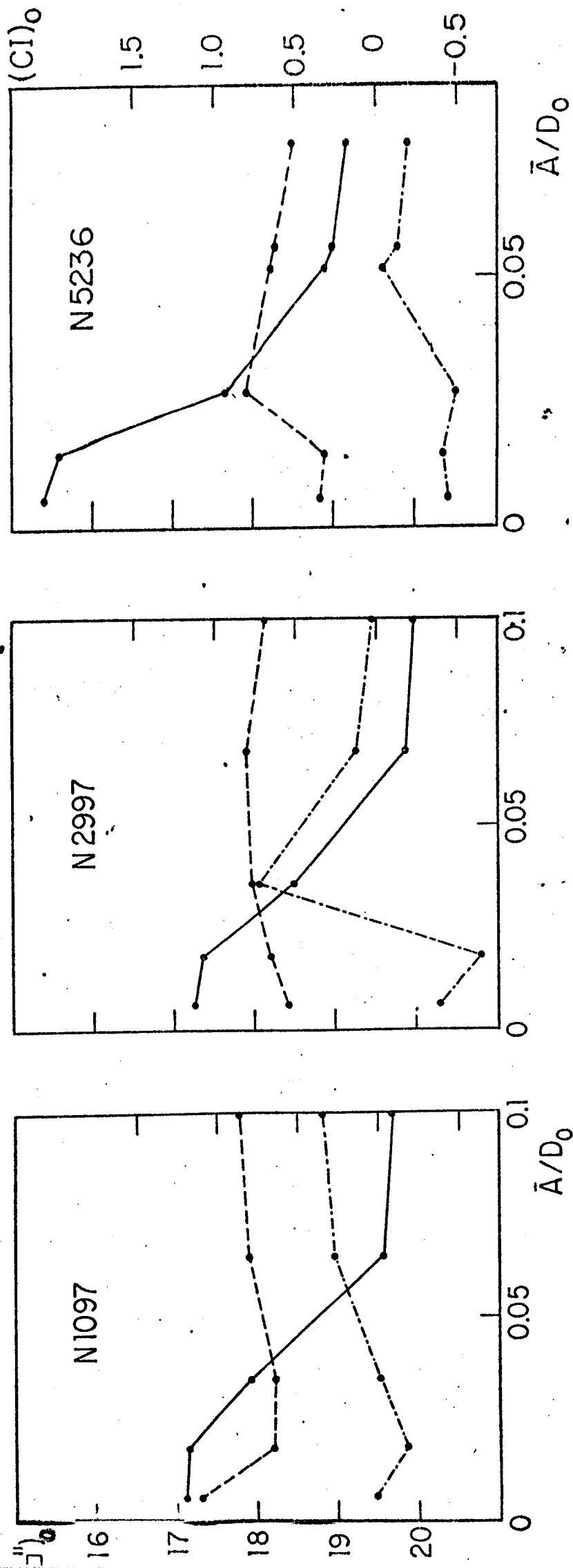


Figura II-1-c.

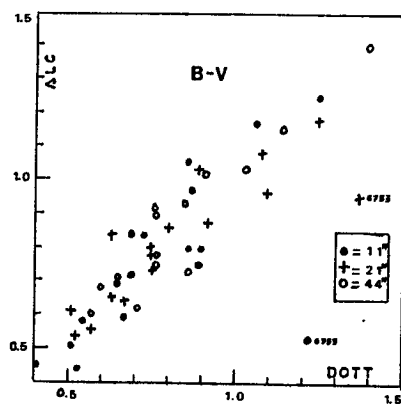
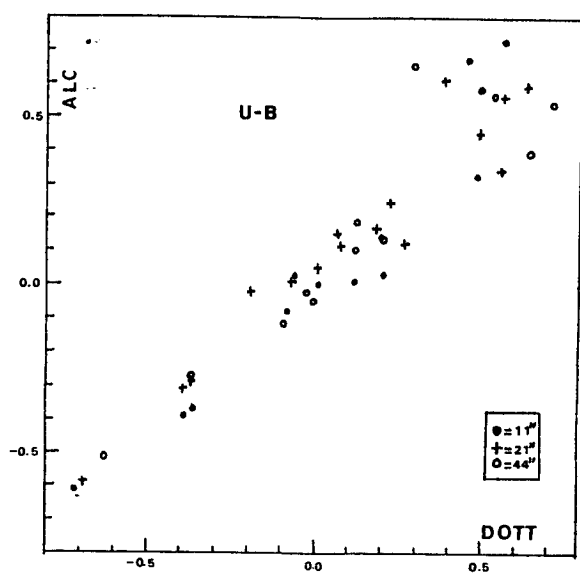
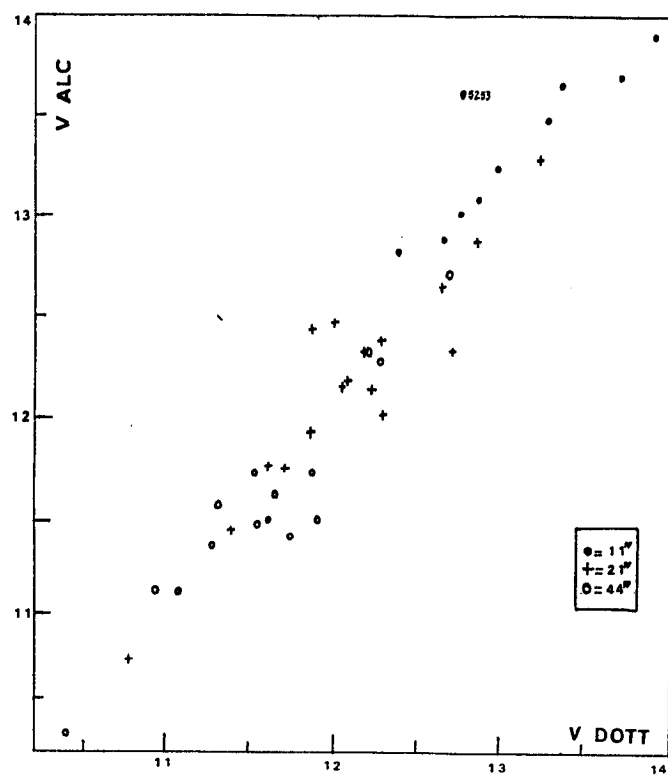


Figura II-2 - Comparação dos brilhos V e das cores (B-V) e (U-B) com observações de Alcaño.

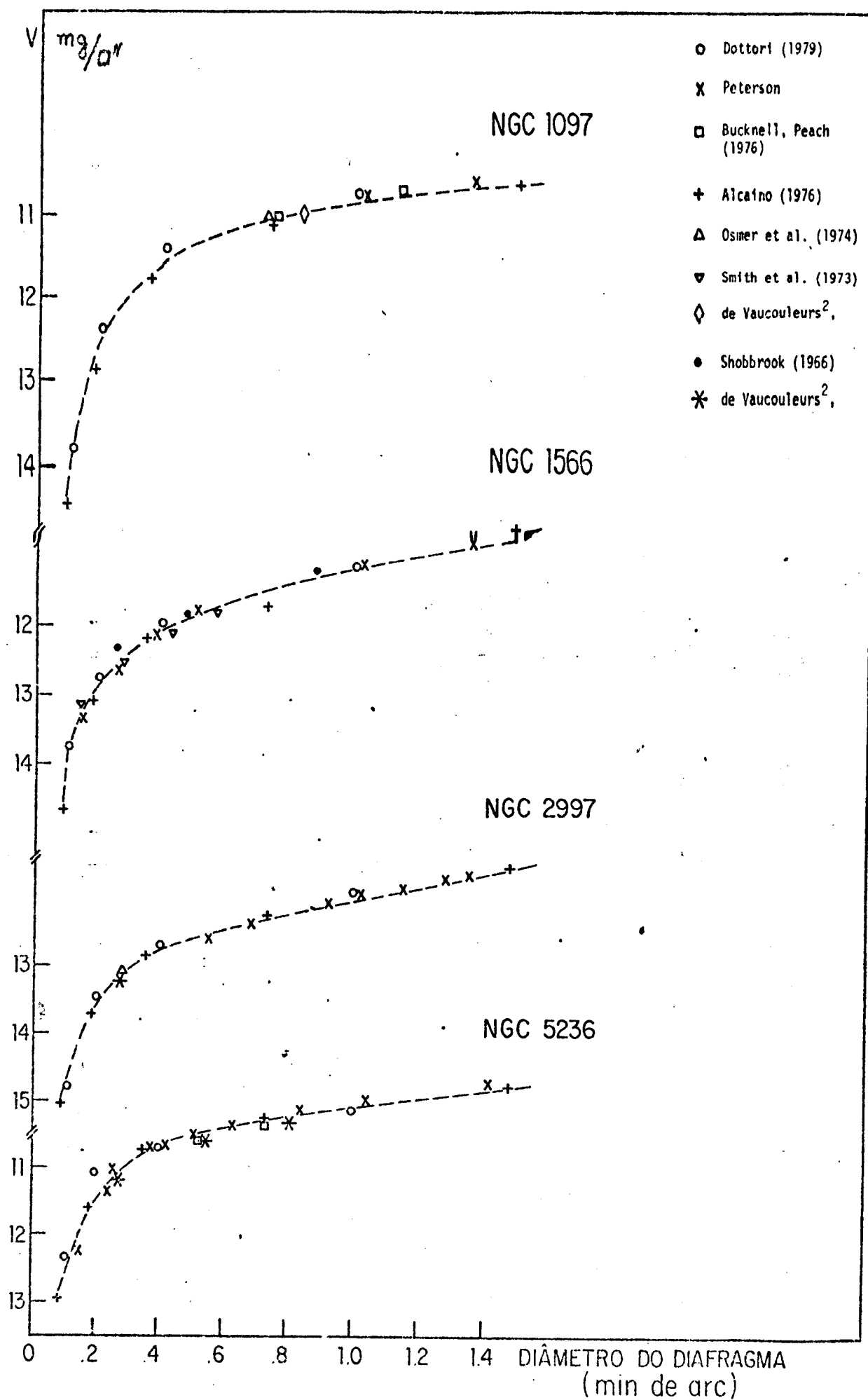


Figura II-3 - Evolução do brilho integrado superpondo valores de diversos observadores.

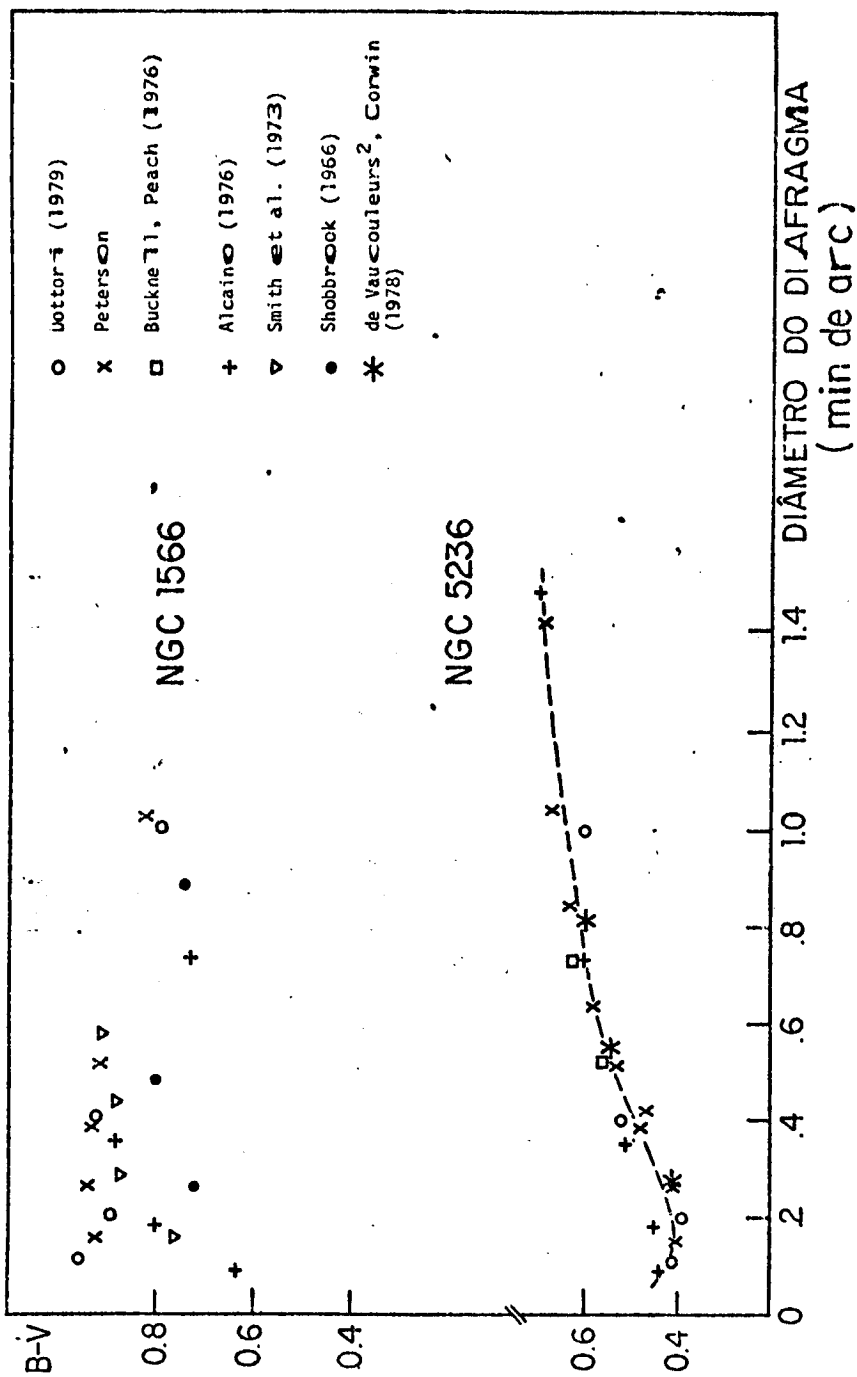


Figura II-3.

L E G E N D A S

Figura II-4 Cores (U-B) vs (B-V) observadas, comparadas com as cores médias de de Vaucouleurs e os modelos de L.T.

Figura II-5 Radiação de gás quente com diversas temperaturas e relação de número de fótons e elétrons e radiação não térmica ($\gamma = -0.25$) e superposta em diversas proporções K (no sentido das fórmulas II-3, II-4 e II-5) aos valores extremos da relação de de Vaucouleurs).

Figura II-6 Radiação de um disco de acreção é superposta às cores extremas da relação de de Vaucouleurs.

As setas nas galáxias N3783 e I4329A representam o deslocamento pela correção do efeito das linhas de emissão. O valor ② se obtém se não são corrigidas as linhas UV.

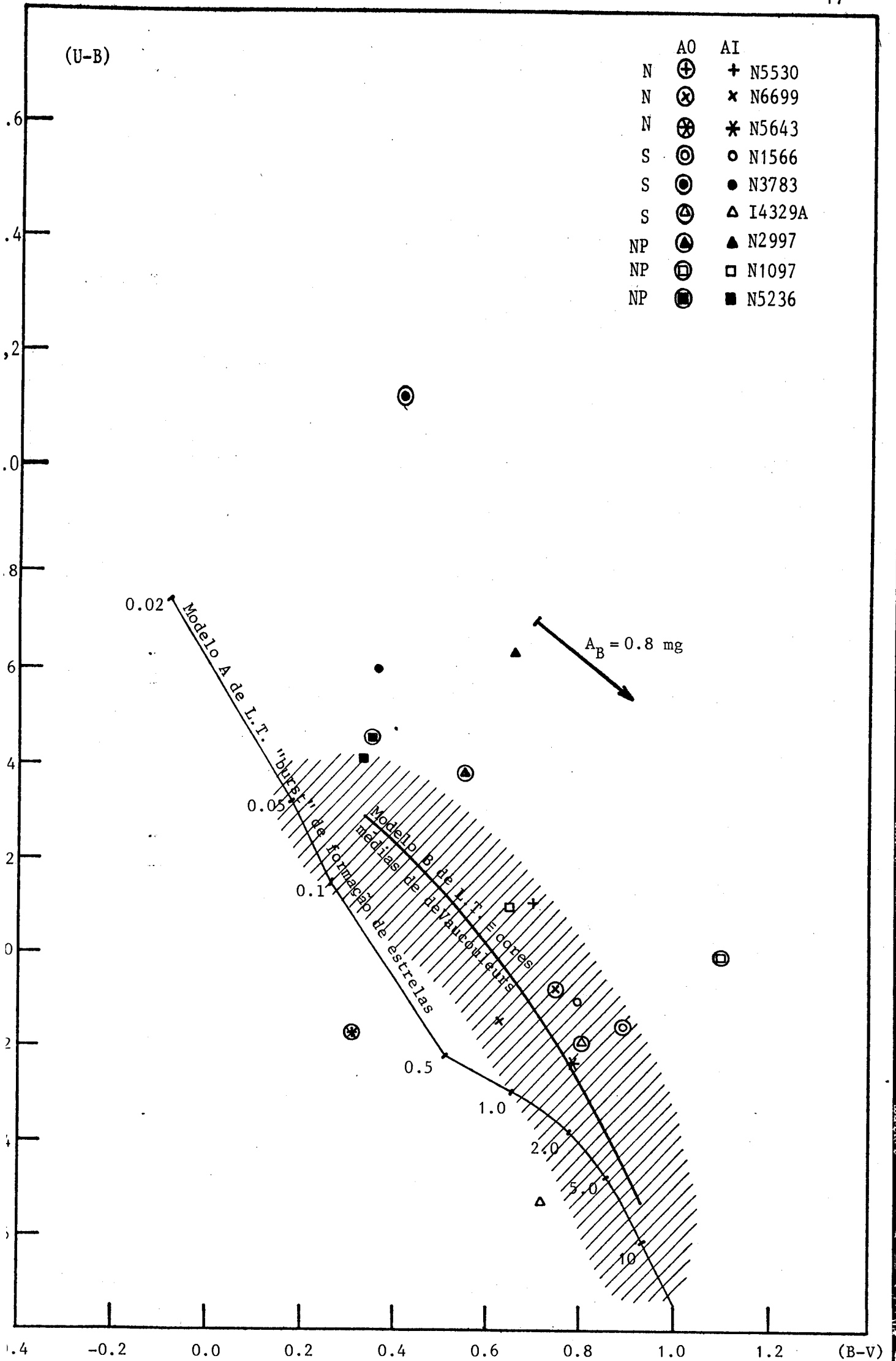


Figura II-4

⊕

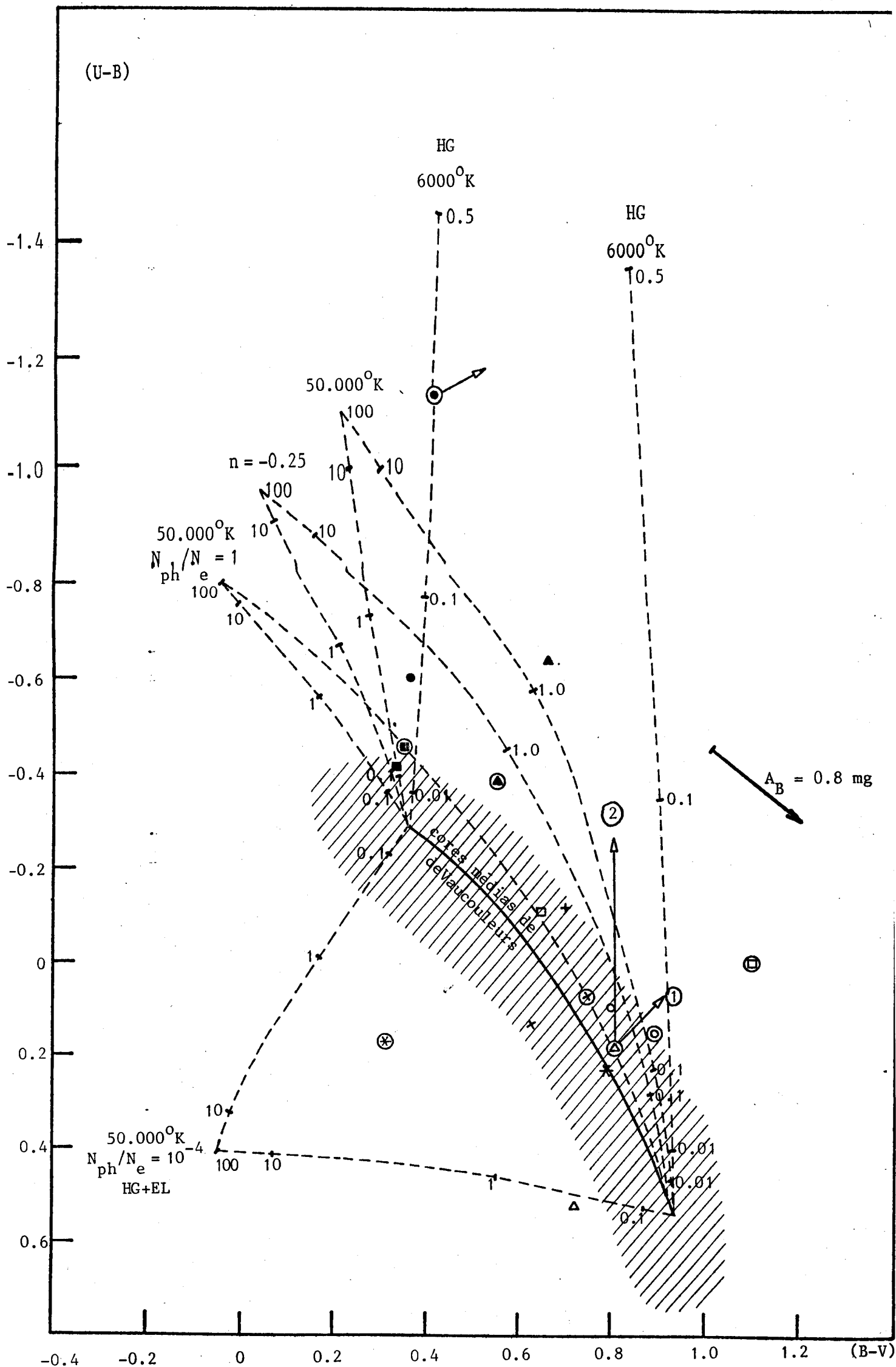


Figura II-5

⊕

(U-B)

COMPARAÇÃO DAS CORES NA REGIÃO CENTRAL (6''3) DAS SEYFERTS
COM OS MODELOS DE PACHECO PARA DISCO DE ACREÇÃO

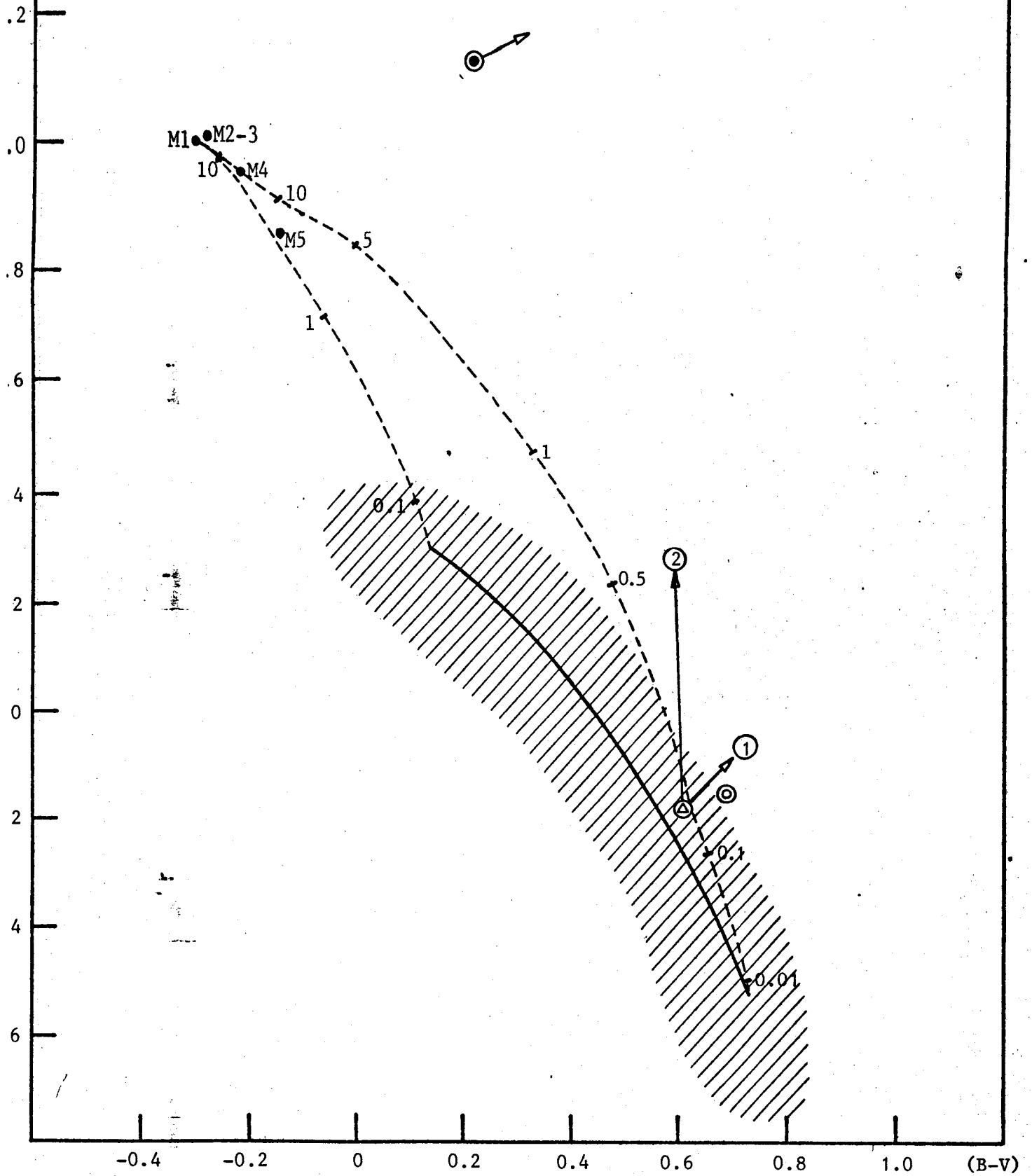


Figura II-6

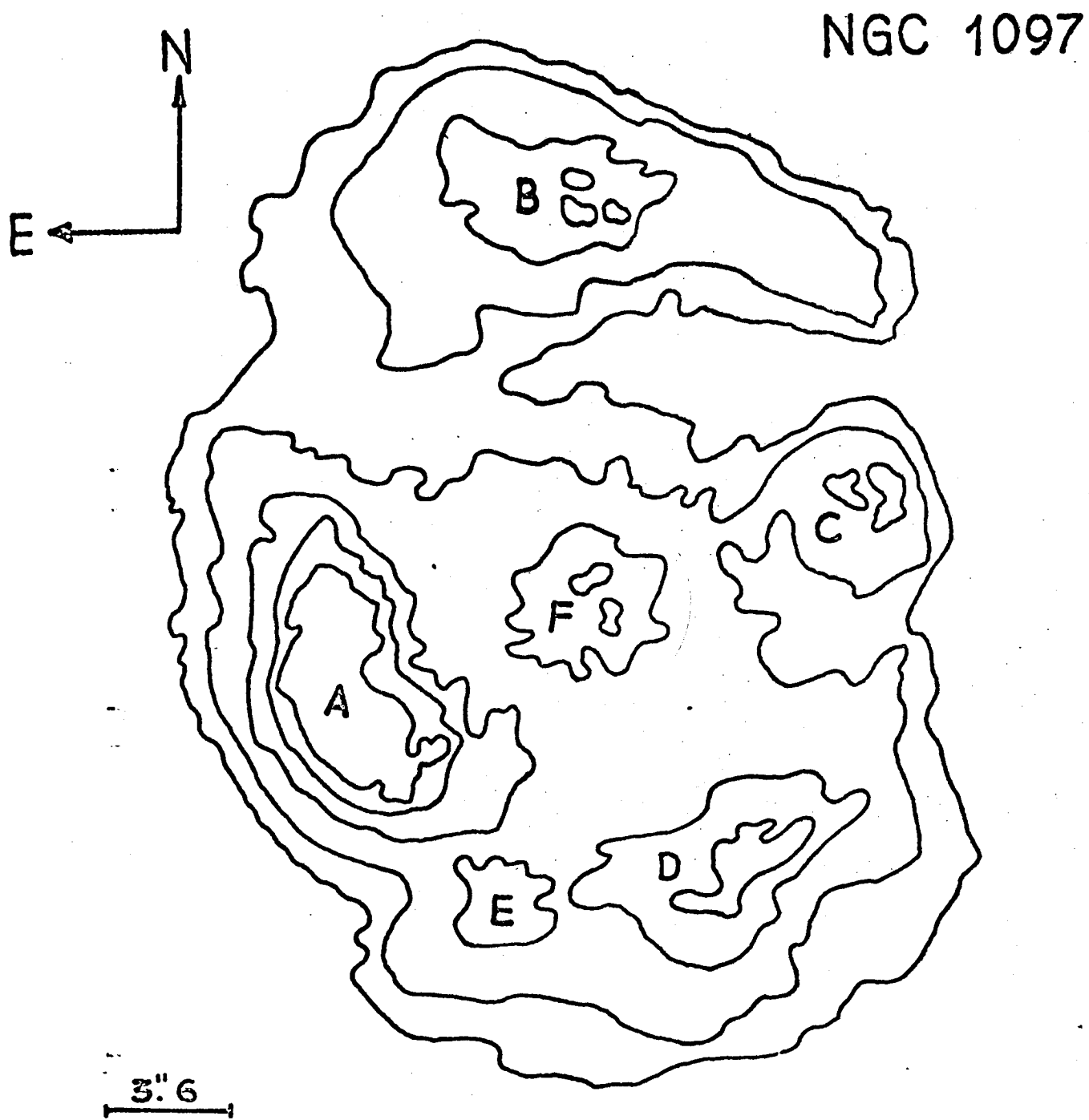
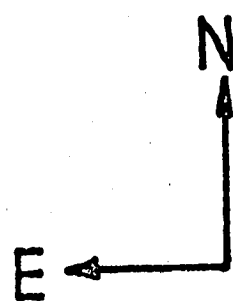
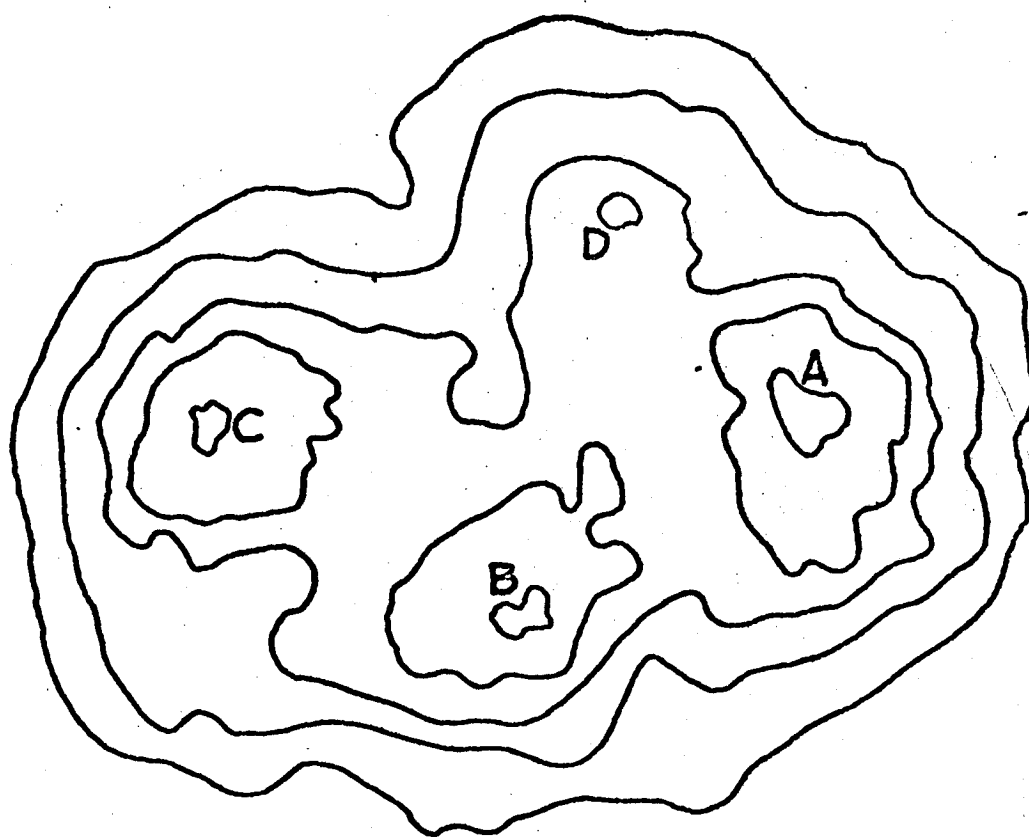


Figura II-7 - Complexo nuclear de NGC 1097.



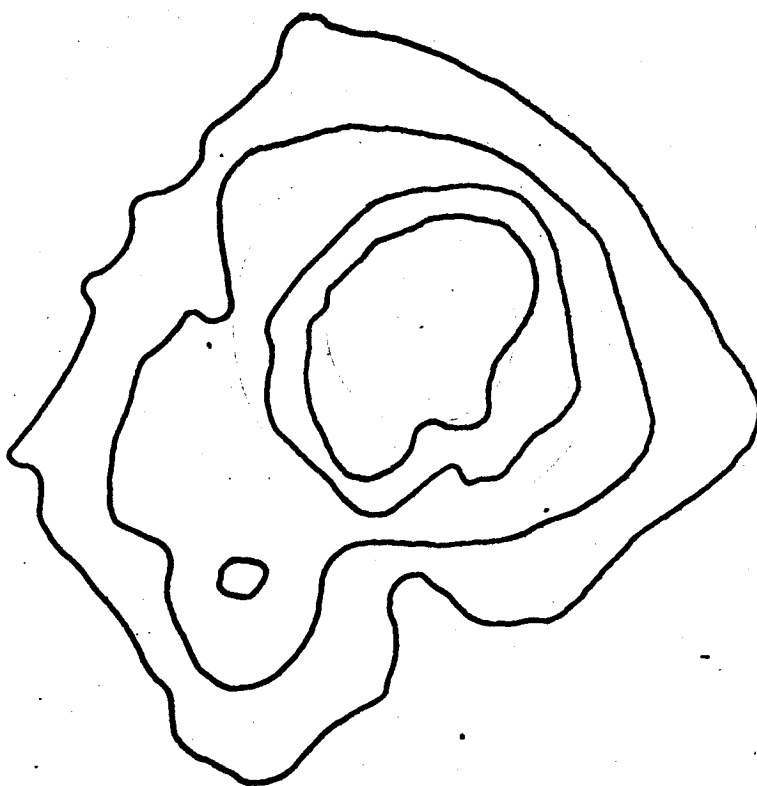
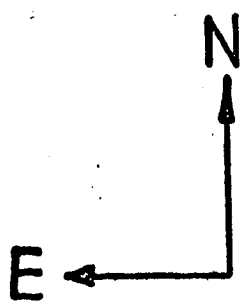
NGC 2997



1".8

Figura II-8 - Complexo nuclear de NGC 2997.

NGC 5236



5"

Figura II-9 - Complexo nuclear de NGC 5236.

III- ESPECTROFOTOMETRIA FOTOGRÁFICA DOS NÚCLEOS

III-1 As Observações Espectroscópicas

As observações espectroscópicas dos objetos analisados foram feitas no foco newtoniano do telescópio refletor de 154cm do Observatório de Córdoba, o qual tem uma escala no plano focal de 2,18 min. de arc./mm. São o espectro de IC 4329 A provém do Cerro Tololo, e foi obtido no telescópio de 160cm daquela estação.

O espectrógrafo de Córdoba é semelhante ao espectrógrafo B do Observatório de McDonald no Texas, estando equipado com um tubo intensificador de imagens do tipo Carnegie e uma rede de dispersão de 140^oÅ/mm na primeira ordem (4800^oÅ - 7000^oÅ) e 74^oÅ/mm na segunda (3600^oÅ - 4800^oÅ).

A escala perpendicular à dispersão é de 55 seg de arc/mm. A largura da fenda usada foi em todos os casos da ordem de 0.125mm, o que corresponde à aproximadamente 7 seg. de arco no céu.

No caso do espectro de IC 4329A o tubo de imagens usado, de dois estágios, tinha transmissão por fibra ótica. Neste caso dados sobre linhas com $\lambda = 4000\text{Å}$ e sobre o contínuo nestes comprimentos de onda foram obtidos de outros pesquisadores.

Os espectros foram fotografados em placas 103a-0 e IIa-0 e foram calibradas com um sensitômetro de degraus de uso corrente no observatório mencionado no qual se antepôs um filtro azul

para aproximar a temperatura de cor da luz $\tilde{\lambda}$ da tela do tubo in tensificador de imagens.

A calibração das intensidades relativas do contínuo se fez através de estrelas padrões, cuja distribuição espectral absoluta é conhecida.

As estrelas são expostas duas vezes, uma antes de ex posição da galáxia e outra depois.

Os problemas que aparecem neste tipo de calibração são os seguintes:

a) Os tempos de exposição das estrelas são forçosamente menores que os das galáxias. Por outro lado as estrelas são observadas com varredura. Estes dois fatos introduzem erros devido $\tilde{\lambda}$ falha da lei de reciprocidade e ao efeito de intermitên cia.

b) embora se procure observar com a mesma distância zenital média, isto é, de modo que a média das distâncias zenitais das duas exposições da estrela coincida com a distância ze nital média de observação da galáxia, isto é só possível de ser feito aproximadamente.

Para avaliar estes efeitos consideramos a seguinte situação:

Se temos um espectro $E(\lambda)$ submetido $\tilde{\lambda}$ absorção atmosférica $A(\lambda)$, a perda no sistema óptico $O(\lambda)$, $\tilde{\lambda}$ influência dos amplificadores eletrônicos $T(\lambda)$, e finalmente $\tilde{\lambda}$ convolução com a curva de sensibilidade da placa fotográfica $P(\lambda)$, nõs observaremos $E'(\lambda)$, onde:

$$(III-1) E'(\lambda) = P(\lambda) * T(\lambda) * O(\lambda) * A(\lambda) * E(\lambda)$$

onde:

$$(III-2) \quad \kappa(\lambda) = P(\lambda) \times T(\lambda) \times O(\lambda) \times A(\lambda)$$

Como nós podemos obter $E'(\lambda)$, das estrelas padrão, para as quais conhecemos $E'(\lambda)$, é possível determinar a função $\kappa(\lambda)$, através da curva sensitométrica. Para isto nós reduzimos espectros das estrelas κ Eri e 3 Cent., tomados em duas épocas diferentes em placas IIa-0, e obtendo o resultado da figura III-1 para a função $\kappa(\lambda)$.

Vê-se que a coincidência é alentadoramente boa e que a função $\kappa(\lambda)$ é muito estável para duas épocas diferentes.

Mostramos juntamente a curva $\kappa^{-1}(\lambda)$ para a estrela κ Eri com placa 103a-0.

A curva $\kappa^{-1}(\lambda)$ é uma medida de sensibilidade do conjunto do sistema em função do comprimento de onda. Ela é demonstrativa do andamento dos erros em função do comprimento de onda; com efeito eles verificam aproximadamente que

$$(III-3) \quad \epsilon(\lambda') = \frac{\kappa^{-1}(\lambda)}{\kappa^{-1}(\lambda')} \epsilon(\lambda)$$

Este fato serve para estimar os erros para os extremos do espectro nos casos dos objetos para os quais algumas das placas são subexpostas nestes comprimentos de onda. Ele também mostra que para $3900\text{\AA} \leq \lambda \leq 4400\text{\AA}$ se deve dar mais peso à segunda ordem que à primeira.

III-2 Medidas do Contínuo

Um dos problemas mais sérios que aparecem quando se

quer estabelecer o contínuo é a perfeita superposição dos pontos resultantes das medidas da primeira e segunda ordem na região entre $4000 \text{ \AA} \leq \lambda \leq 4500 \text{ \AA}$, pois tratando-se de medidas relativas não se tem outro método que a concordância das inclinações da primeira e segunda ordem nesta região para estabelecer o contínuo global. Esta dificuldade existe apesar de contarmos com os espectros das estrelas padrões como referência, já que a incerteza introduzida pelo sistema e representado por $\kappa^{-1}(\lambda)$ se faz sentir tanto na medição dos espectros das estrelas como nos da galáxia.

Nos espectros das galáxias Seyferts existem medidas de fluxos absolutos para alguns pontos do espectro que foram muito úteis na superação desta dificuldade. Para NGC 1566 e 3783 existem as medidas de Osmer et al (1974) e para IC 4329A as de PastORIZA (1979).

Para as galáxias com núcleo peculiar, existem também medidas de fluxos absolutos em alguns pontos do espectro (Osmer et al. 1974 B).

Para os objetos normais contamos só com as nossas observações que são de dois espectros em cada caso. O número de série de cada um dos espectros na série RN do Observatório de Córdoba, se pode ver nas tabelas III-2-a,i que dão as larguras e equivalentes das linhas de absorção.

Os traços microfotométricos dos nossos espectros foram feitos basicamente com o microdensitômetro Zeiss MD 100 de Instituto de Física, com uma relação de velocidades placa registrador que dá uma dispersão entre 2.95 e 3.05 $\text{\AA}/\text{mm}$ nos registros na primeira ordem e aproximadamente a metade na segunda. O microdensitômetro foi calibrado durante o desenvolvimento deste traba-

lho com a colaboração do laboratório de eletrônica do IF. O espectro de IC 4329A e o RN 656 da NGC 3783 foram linearizados no microdensitômetro PDS do ON, RJ. Nas fig. III-2 -a,i mostram-se os traços microdensitométricos correspondentes a todas as galáxias. Em vários casos existe mais de um espectro.

O procedimento para reduzir densidades fotográficas em intensidades com a ajuda das curvas de calibração é amplamente conhecido. Em nosso caso obtemos uma escala arbitrária de magnitudes para as galáxias, (m_G) e para as estrelas de comparação (m_{e_1} e m_{e_2}). Delas se obtêm uma escala arbitrária de brilhos

$$i_G(\lambda) = 10^{-0.4m_G(\lambda)}$$

$$i_{e_j}(\lambda) = 10^{-0.4m_{e_j}(\lambda)}$$

O valor da intensidade do contínuo da galáxia, fora da atmosférica, será

$$(III-5) \quad I_G(\lambda) = \frac{A_1(\lambda) i_G(\lambda)}{A_2(\lambda) i_e(\lambda)} I_e(\lambda)$$

Onde os valores A_1 e A_2 dependem de λ e da extinção atmosférica média durante a exposição. Se tomarmos

$$i_e(\lambda) = \frac{i_{e_1}(\lambda) + i_{e_2}(\lambda)}{2}$$

e o ângulo zenital médio das observações das duas estrelas aproximadamente igual ao da galáxia, podemos considerar $A_1(\lambda) \approx A_2(\lambda)$.

Os valores $I_G(\lambda)$ com $I_G(\lambda_0 = 5360 \text{ \AA}) = 1$ são reproduzidos nas tabelas III-1-a,i; como:

$$(III-6) \quad m(\lambda) = 2,5 \text{ Log. } I_G(\lambda) + \text{cte.}$$

os erros provenientes das médias dos valores para duas ou três placas de cada objeto também figuram nestas tabelas.

III-3 As Larguras Equivalentes das Linhas de Absorção

As larguras equivalentes das linhas de absorção foram medidas seguindo a definição de largura equivalente (ver fórmula IV-5). A integral foi calculada pela fórmula de Simpson.

A redução por integração numérica nos permitiu introduzir um grande número de pontos (aproximadamente um ponto para cada 1 a 2 Å); achamos que esta é a razão pela qual nossos valores para as linhas H δ , H e K do CaII, λ 4101 Å H δ , λ 5174 Å MgI e λ 5891 Å Na das galáxias NGC 1097, 2997 e 5236 são maiores que os obtidos por Pastoriza (1975) que integrou graficamente, com menos pontos.

Os valores das larguras equivalentes e das intensidades relativas são dados também para as linhas de emissão de NGC 5643, (Tabela III-3). O espectro de emissão dos núcleos peculiares de NGC 1097, 2997 e 5236 foram já discutidos por outros autores (Pastoriza 1975, Osmer et al 1974A); o mesmo acontece com os das galáxias Seyfert IC 4329 Å, N3783 e N1566 (Disney M.J. 1973; Pastoriza 1979, Osmer et al, 1974B e Pelat D. et al 1981).

Dados referentes às linhas de emissão do hidrogênio de todos os objetos são compilados na tabela III-3, e serão usados na discussão de absorção interna do núcleo.

LEGENDAS DAS TABELAS

Tabela III-1-a,i:

- 1ª coluna: comprimentos de onda em Angstrom
- 2ª coluna: a magnitude relativa a $\lambda = 5360\text{Å}$ ⁰ e o erro correspondente.
- 3ª coluna: A absorção $A(\lambda)$, a qual inclui a absorção da Via Láctea, a absorção interna devido ao sistema halo-disco da galáxia estudada e a variação da cor pela lei de Hubble (recessão).
- 4ª coluna: A absorção $A(\lambda)$ deduzida da relação $H\alpha/H\beta$.
- 5ª e 6ª coluna: Os valores de $m_0(\lambda)$ obtidos diminuindo da coluna 2 as colunas 3 e 4 respectivamente.

No rodapé figuram a absorção visual, da qual foram deduzidos os valores da coluna 3; o valor de $H\alpha/H\beta$ para todos os objetos que apresentam emissão; e ainda as relações lineares que determinam $A(\lambda)$ em cada caso.

Tabela III-2-a,-i:

- 1ª coluna: comprimento de onda das linhas de absorção observadas.
- 2ª coluna: Identificação dos elementos aos quais pertencem as linhas de absorção.
- 3ª e 4ª coluna: Larguras equivalentes medidas, com a identificação (RN) dos espectros dos quais foram obtidas
- Última coluna: Largura equivalente média e o erro correspondente.

Tabela III-3:

Dados das linhas de emissão do hidrogênio:

1ª coluna: identificação dos objetos

2ª coluna: relação $I_{H\alpha}/I_{H\beta}$

3ª coluna: relação $I_{H\gamma}/I_{H\beta}$

4ª coluna: fluxo absoluto de $H\beta$

5ª coluna: largura equivalente $W_{H\beta}$

Tabela III-4:

Mostra as principais linhas de absorção que aparecem nos espectros e a sua dependência com a luminosidade, temperatura e metalicidade.

TABELA III-1-a

Contínuo Observado

N G C 5530

	$m(\lambda) \pm \epsilon (m)$	Δm	$m_1(\lambda)$
3 5 0 0			
3 6 3 4	2.46 ± 0.25	1.91	1.76
3 7 0 3	2.50 ± 0.13	1.87	1.84
3 8 4 6	2.43 ± 0.06	1.79	1.85
3 9 0 6	2.34 ± 0.15	1.76	1.79
3 9 6 8	2.23 ± 0.12	1.73	1.71
4 0 5 0	2.08 ± 0.10	1.69	1.60
4 1 6 7	1.88 ± 0.10	1.63	1.46
4 3 0 0	1.55 ± 0.13	1.57	1.19
4 4 0 0	1.34 ± 0.14	1.53	1.02
4 5 0 0	1.18 ± 0.15	1.49	0.90
4 6 7 3	0.93 ± 0.15	1.42	0.72
4 9 0 0	0.64 ± 0.02	1.34	0.51
5 0 0 0	0.54 ± 0.02	1.41	0.34
5 1 2 7	0.38 ± 0.02	1.27	0.32
5 3 6 0	0.00 ± 0.03	1.21	0.00
5 5 5 6	-0.22 ± 0.03	1.15	-0.16
5 7 0 0	-0.32 ± 0.05	1.12	-0.23
5 8 6 8	-0.49 ± 0.07	1.07	-0.35
6 0 0 0	-0.72 ± 0.10	1.05	-0.56
6 1 0 0	-0.88 ± 0.12	1.03	-0.70
6 2 0 0	-1.00 ± 0.12	1.01	-0.80

$$A_\lambda = \frac{0.796 - 0.278}{\lambda}$$

$$A_v = 1.17$$

λ	$m(\lambda) \pm \epsilon(\lambda)$	$A_1(\lambda)$	$A_2(\lambda)$	$m_1(\lambda)$	$m_2(\lambda)$
3 5 0 0					
3 6 3 4	1.57 ± 0.20	2.24	3.95	0.74	0.14
3 7 0 3	1.54 ± 0.17	2.19	3.87	0.76	0.19
3 8 4 6	1.51 ± 0.15	2.09	3.71	0.83	0.32
3 9 0 6	1.46 ± 0.15	2.06	3.65	0.81	0.33
3 9 6 8	1.41 ± 0.12	2.02	3.58	0.80	0.35
4 0 5 0	1.31 ± 0.10	1.98	3.45	0.74	0.38
4 1 6 7	1.18 ± 0.10	1.91	3.38	0.68	0.32
4 3 0 0	0.93 ± 0.20	1.84	3.27	0.50	0.18
4 4 0 0	0.77 ± 0.15	1.79	3.18	0.39	0.11
4 5 0 0	0.65 ± 0.05	1.74	3.10	0.32	0.07
4 6 7 3	0.53 ± 0.05	1.67	2.97	0.27	0.08
4 9 0 0	0.37 ± 0.02	1.58	2.81	0.20	0.08
5 0 0 0	0.29 ± 0.02	1.54	2.74	0.16	0.07
5 1 2 7	0.20 ± 0.03	1.49	2.65	0.12	0.07
5 3 6 0	0.00 ± 0.10	1.41	2.52	0.00	0.00
5 5 5 6	-0.53 ± 0.15	1.35	2.41	-0.24	0.42
5 7 0 0	-0.53 ± 0.20	1.31	2.34	-0.43	0.35
5 8 6 8	-0.77 ± 0.22	1.26	2.26	-0.62	0.51
6 0 0 0	-0.95 ± 0.25	1.23	2.20	-0.77	0.63
6 1 0 0	-1.11 ± 0.28	1.20	2.15	-0.90	0.74
6 2 0 0	-1.27 ± 0.35	1.18	2.11	-1.04	0.86

$$A(\lambda) = \frac{0.932}{\lambda} - 0.326$$

$$A(\lambda) = \frac{1.62}{\lambda} - 0.501$$

$$A_v = 1.37$$

N G C 6699

TABELA III-1-c

λ	$m \pm(\lambda)$	$A(\lambda)$	$m(\lambda)$
3 5 0 0			
3 6 3 4	0.81 ± 0.30	0.82	0.51
3 7 0 3	1.07 ± 0.27	0.80	0.79
3 8 4 6	1.01 ± 0.12	0.76	0.77
3 9 0 6	0.77 ± 0.08	0.75	0.54
3 9 6 8	0.63 ± 0.02	0.74	0.41
4 0 5 0	0.51 ± 0.05	0.72	0.31
4 1 6 7	0.66 ± 0.02	0.70	0.48
4 3 0 0	0.63 ± 0.02	0.67	0.48
4 4 0 0	0.59 ± 0.05	0.65	0.46
4 5 0 0	0.53 ± 0.03	0.64	0.41
4 6 7 3	0.45 ± 0.03	0.61	0.36
4 9 0 0	0.39 ± 0.06	0.57	0.34
5 0 0 0-	0.35 ± 0.06	0.56	0.31
5 1 2 7-	0.29 ± 0.03	0.55	0.26
5 3 6 0	0.00 ± 0.10	0.52	0.00
5 5 5 0	-0.21 ± 0.12	0.49	-0.18
5 7 0 0	-0.36 ± 0.14	0.48	-0.32
5 8 6 8	-0.55 ± 0.14	0.46	-0.49
6 0 0 0-	-0.81 ± 0.20	0.45	-0.74
6 1 0 0-	-0.81 ± 0.28	0.44	-0.73
6 2 0 0		0.42	

$$A_{\lambda} = \frac{0.34}{\lambda} - 0.119$$

$$A_v = 0.50$$

λ	$m(\lambda)$	$A_1(\lambda)$	$A_2(\lambda)$	$m_1(\lambda)$	$m_2(\lambda)$
3 5 0 0					
3 6 3 4	1.03 ± 0.30	0.6696	1.40	0.783	0.52
3 7 0 3	1.06 ± 0.25	0.655	1.37	0.83	0.58
3 8 4 6	1.02 ± 0.12	0.677	1.31	0.89	0.60
3 9 0 6	0.94 ± 0.08	0.616	1.29	0.74	0.54
3 9 6 8	0.87 ± 0.02	0.605	1.27	0.69	0.49
4 0 5 8	0.83 ± 0.03	0.589	1.24	0.66	0.48
4 1 6 7	0.84 ± 0.03	0.571	1.20	0.69	0.53
4 3 0 0	0.84 ± 0.03	0.551	1.16	0.71	0.57
4 4 0 0	0.82 ± 0.04	0.536	1.12	0.70	0.59
4 5 0 0	0.79 ± 0.04	0.522	1.10	0.69	0.58
4 6 7 3	0.72 ± 0.03	0.499	1.05	0.64	0.56
4 9 0 0	0.46 ± 0.05	0.471	0.99	0.41	0.36
5 0 0 0	0.32 ± 0.05	0.46	0.97	0.28	0.24
5 1 2 7	0.18 ± 0.04	0.446	0.94	0.15	0.13
5 3 6 0	0.00 ± 0.09	0.423	0.89	0.00	0.00
5 5 5 6	-0.02 ± 0.11	0.404	0.85	0.00	0.02
5 7 0 0	0.00 ± 0.13	0.392	0.83	0.03	0.06
5 8 6 8	0.04 ± 0.16	0.378	0.80	0.08	0.13
6 0 0 0	0.08 ± 0.20	0.367	0.78	0.13	0.19
6 1 0 0	0.10 ± 0.25	0.359	0.76	0.16	0.23
6 2 0 0	0.20 ± 0.27	0.352	0.74	0.17	0.43
6 3 5 0	* 0.37	0.341	0.73	0.45	* 0.53
6 5 0 0	* 0.54	0.331	0.704	0.63	* 0.73

$$A_\lambda = \frac{0.2788}{\lambda} - 0.0976$$

$$A_\lambda = \frac{0.573}{\lambda} - 0.177$$

* duvidosos

$$H\alpha/H\beta = 3.71$$

$$A_v = 0.41$$

Contínuo 2997

TABELA III-1-e

λ	$m(\lambda)$	Δm_1	Δm_2	m_{c1}	m_{c2}
3 5 0 0					
3 6 3 4	0.61 ± 0.26	2.07	6.77	-0.15	-1.86
3 7 0 3	0.58 ± 0.19	2.03	6.63	-0.14	-1.75
3 8 4 6	0.52 ± 0.15	1.94	6.34	-0.11	-1.52
3 9 0 6	0.47 ± 0.12	1.91	6.24	-0.13	-1.47
3 9 6 8	0.43 ± 0.10	1.87	6.12	-0.13	-1.39
4 0 5 0	0.39 ± 0.10	1.83	5.98	-0.13	-1.29
4 1 6 7	0.35 ± 0.10	1.77	5.78	-0.11	-1.13
4 3 0 0	0.31 ± 0.13	1.71	5.58	-0.09	-0.97
4 4 0 0	0.29 ± 0.14	1.66	5.44	-0.06	-0.85
4 5 0 0	0.27 ± 0.15	1.62	5.30	-0.04	-0.73
4 6 7 3	0.26 ± 0.15	1.55	5.07	+0.02	-0.51
4 9 0 0	0.19 ± 0.05	1.46	4.79	+0.04	-0.30
5 0 0 0	0.17 ± 0.02	1.43	4.68	+0.05	-0.21
5 1 2 7	0.11 ± 0.03	1.38	4.54	+0.04	-0.13
5 3 6 0	0.00 ± 0.04	1.31	4.30	0.00	0.00
5 5 5 6	-0.11 ± 0.04	1.25	4.12	-0.05	0.07
5 7 0 0	-0.12 ± 0.05	1.21	4.00	-0.02	0.18
5 8 6 8	-0.13 ± 0.07	1.17	3.86	0.01	0.31
6 0 0 0	-0.15 ± 0.11	1.13	3.76	0.03	0.39
6 1 0 0	-0.16 ± 0.12	1.11	3.68	0.04	0.46
6 2 0 0	-0.18 ± 0.13	1.09	3.61	0.04	0.51
6 3 5 0	-0.16 ± 0.14	1.06	3.50	0.09	0.64
6 5 0 0	-0.09 ± 0.25	1.03	3.40	0.19	0.81

$$A_\lambda = \frac{0.8636}{\lambda} - 0.302$$

$$A_\lambda = \frac{2.77}{\lambda} - 0.859$$

$$H_\alpha/H_\beta = 10.95$$

$$A_v = 1.27 \text{ mg}$$

Continuo 5236

TABELA III-1-f

λ	$m(\lambda)$	$A_1(\lambda)$	$A_2(\lambda)$	$m_1(\lambda)$	$m_2(\lambda)$
3 5 0 0					
3 6 3 4	0.83 ± 0.20	1.14	1.70	0.41	0.21
3 7 0 3	0.73 ± 0.21	1.12	1.67	0.33	0.14
3 8 4 6	0.53 ± 0.17	1.07	1.59	0.18	0.02
3 9 0 6	0.47 ± 0.15	1.05	1.57	0.14	-0.02
3 9 6 8	0.42 ± 0.12	1.03	1.54	0.11	-0.04
4 0 5 0	0.37 ± 0.09	1.01	1.50	0.08	-0.05
4 1 6 7	0.49 ± 0.10	0.97	1.45	0.24	0.12
4 3 0 0	0.51 ± 0.13	0.94	1.40	0.29	0.19
4 4 0 0	0.45 ± 0.14	0.92	1.37	0.25	0.16
4 5 0 0	0.33 ± 0.15	0.89	1.33	0.16	0.08
4 6 7 3	0.24 ± 0.14	0.85	1.28	0.11	0.04
4 9 0 0	0.15 ± 0.07	0.80	1.21	0.07	0.02
5 0 0 0	0.15 ± 0.04	0.78	1.18	0.09	0.05
5 1 2 7	0.15 ± 0.03	0.76	1.14	0.11	0.09
5 3 6 0	0.00 ± 0.03	0.72	1.08	0.00	0.00
5 5 5 6	-0.05 ± 0.04	0.69	1.04	-0.02	-0.01
5 7 0 0	-0.01 ± 0.05	0.67	1.01	0.04	0.06
5 8 6 8	-0.01 ± 0.07	0.64	0.97	0.07	0.10
6 0 0 0	0.01 ± 0.09	0.63	0.94	0.10	0.15
6 1 0 0	0.05 ± 0.12	0.61	0.93	0.16	0.20
6 2 0 0	0.11 ± 0.13	0.60	0.91	0.23	0.28
6 3 5 0	0.25 ± 0.16	0.58	0.88	0.39	0.45
6 5 0 0	0.43 ± 0.25	0.57	0.86	0.58	0.65

$$A_{\lambda} = \frac{0.476}{\lambda} - 0.1666$$

$$A_{\lambda} = \frac{0.696}{\lambda} - 0.215$$

$$H_{\alpha}/H_{\beta} = 3.94$$

$$A_v = 0.70 \text{ mg}$$

N G C 1566

TABELA III-1-g

λ	$m(\lambda)$	Δm_1	Δm_2	$m_1(\lambda)$	$m_2(\lambda)$
3 5 0 0	1.73 ± 0.35	0.97	2.07	1.39	0.97
3 6 3 4	1.70 ± 0.27	0.93	2.00	1.40	1.01
3 7 0 3	1.53 ± 0.21	0.91	1.95	1.25	0.89
3 8 4 6	1.32 ± 0.16	0.87	1.87	1.08	0.76
3 9 0 6	1.24 ± 0.13	0.86	1.84	1.01	0.71
3 9 6 8	1.16 ± 0.12	0.84	1.80	0.95	0.67
4 0 5 8	1.03 ± 0.11	0.82	1.76	0.84	0.58
4 1 6 7	0.93 ± 0.08	0.79	1.70	0.77	0.54
4 3 0 0	0.80 ± 0.13	0.76	1.65	0.67	0.46
4 4 0 0	0.70 ± 0.14	0.75	1.60	0.58	0.41
4 5 0 0	0.62 ± 0.07	0.73	1.56	0.52	0.37
4 6 7 3	0.47 ± 0.06	0.69	1.50	0.41	0.28
4 9 0 0	0.30 ± 0.04	0.66	1.41	0.27	0.20
5 0 0 0	0.24 ± 0.04	0.64	1.38	0.23	0.17
5 1 2 7	0.13 ± 0.03	0.62	1.34	0.14	0.10
5 3 6 0	-0.04 ± 0.03	0.59	1.27	0.00	0.00
5 5 5 6	-0.12 ± 0.07	0.56	1.22	-0.05	-0.03
5 7 0 0	-0.17 ± 0.13	0.54	1.18	-0.08	-0.04
5 8 6 8	-0.24 ± 0.14	0.52	1.14	-0.13	-0.07
6 0 0 0	-0.27 ± 0.16	0.51	1.11	-0.15	-0.07
6 1 0 0	-0.34 ± 0.20	0.50	1.09	-0.21	-0.12
6 2 0 0	-0.45 ± 0.22	0.49	1.06	-0.31	-0.20
6 3 5 0	-0.70 ± 0.25	0.47	1.03	-0.54	-0.42
6 5 0 0	-0.90 ± 0.27	0.46	1.00	-0.73	-0.59
6 7 5 0	-1.24 ± 0.30	0.44	0.95	-1.05	-0.88

$$A_\lambda = \frac{0.3876}{\lambda} - 0.13566$$

$$A_\lambda = \frac{0.8161}{\lambda} - 0.2523$$

$$H_\alpha/H_\beta = 4.18$$

$$A_v = 0.57$$

N G C 3783

TABELA III-1-h

λ	$m(\lambda)$	Δm_1	Δm_2	$m_1(\lambda)$	$m_2(\lambda)$
3 5 0 0	0.74 ± 0.35	1.74	0.98	0.07	0.38
3 6 3 4	0.76 ± 0.27	1.66	0.95	0.17	0.43
3 7 0 3	0.68 ± 0.20	1.63	0.92	0.12	0.38
3 8 4 6	0.69 ± 0.15	1.56	0.88	0.20	0.43
3 9 0 6	0.70 ± 0.13	1.54	0.86	0.23	0.46
3 9 6 8	0.72 ± 0.12	1.50	0.85	0.29	0.49
4 0 5 8	0.75 ± 0.11	1.46	0.82	0.36	0.55
4 1 6 7	0.68 ± 0.09	1.42	0.80	0.33	0.50
4 3 0 0	0.60 ± 0.13	1.37	0.77	0.30	0.45
4 4 0 0	0.54 ± 0.14	1.33	0.75	0.28	0.41
4 5 0 0	0.48 ± 0.07	1.29	0.73	0.26	0.37
4 6 7 3	0.38 ± 0.06	1.24	0.70	0.21	0.30
4 9 0 0	0.24 ± 0.05	1.17	0.66	0.14	0.20
5 0 0 0	0.18 ± 0.04	1.14	0.65	0.11	0.15
5 1 2 7	0.10 ± 0.03	1.11	0.63	0.06	0.09
5 3 6 0	-0.02 ± 0.03	1.05	0.60	0.00	0.00
5 5 5 6	-0.12 ± 0.04	1.00	0.57	-0.05	-0.07
5 7 0 0	-0.17 ± 0.06	0.97	0.55	-0.07	-0.10
5 8 6 8	-0.23 ± 0.10	0.94	0.53	-0.10	-0.14
6 0 0 0	-0.27 ± 0.15	0.91	0.52	-0.11	-0.17
6 1 0 0	-0.30 ± 0.17	0.89	0.51	-0.12	-0.19
6 2 0 0	-0.32 ± 0.22	0.88	0.50	-0.13	-0.20
6 3 5 0	-0.35 ± 0.24	0.85	0.49	-0.13	-0.22
6 5 0 0	-0.38 ± 0.28	0.82	0.47	-0.13	-0.23

$$A_\lambda = \frac{0.6936}{\lambda} - 0.2427$$

$$A_\lambda = \frac{0.3834}{\lambda} - 0.1186$$

$$H_\alpha/H_\beta = 3.38$$

$$A_V = 1.02$$

I C 4329

TABELA III-1-i

λ	$m(\lambda)$	Δm_1	Δm_2	$m_1(\lambda)$	$m_2(\lambda)$
3 5 0 0					
3 6 3 4	2.10 ± 0.27	1.55	4.27	1.53	0.55
3 7 0 3	1.88 ± 0.21	1.52	4.18	1.34	0.42
3 8 4 6	1.73 ± 0.16	1.45	3.99	1.26	0.46
3 9 0 6	1.71 ± 0.13	1.43	3.93	1.26	0.50
3 9 6 8	1.69 ± 0.12	1.40	3.86	1.27	0.55
4 0 5 0	1.67 ± 0.11	1.37	3.77	1.28	0.62
4 1 6 7	1.44 ± 0.08	1.32	3.64	1.10	0.52
4 3 0 0	1.07 ± 0.13	1.28	3.52	0.77	0.27
4 4 0 0	0.80 ± 0.14	1.24	3.42	0.54	0.10
4 5 0 0	0.62 ± 0.07	1.21	3.34	0.39	0.00
4 6 7 3	0.48 ± 0.07	1.15	3.20	0.31	0.00
4 9 0 0	0.32 ± 0.04	1.09	3.02	0.21	0.02
5 0 0 0	0.26 ± 0.04	1.07	2.95	0.17	0.03
5 1 2 7	0.17 ± 0.03	1.03	2.86	0.12	0.03
5 3 6 0	-0.00 ± 0.03	0.98	2.72	0.00	0.00
5 5 5 6	-0.08 ± 0.07	0.94	2.60	-0.04	0.04
5 7 0 0	-0.22 ± 0.13	0.91	2.52	-0.15	-0.02
5 8 6 8	-0.34 ± 0.14	0.87	2.43	-0.23	-0.05
6 0 0 0	-0.44 ± 0.16	0.89	2.37	-0.31	-0.09
6 1 0 0	-0.52 ± 0.20	0.83	2.32	-0.37	-0.12
6 2 0 0	-0.58 ± 0.22	0.82	2.28	-0.42	-0.14
6 3 5 0	-0.62 ± 0.25	0.79	2.21	-0.43	-0.11
6 5 0 0	-0.66 ± 0.27	0.77	2.15		-0.09

$$A_v = \frac{0.646}{\lambda} - 0.2261$$

$$A_v = \frac{1.746}{\lambda} - 0.540$$

$$H_\alpha / H_\beta = 6.6$$

$$A_v = 0.95$$

TABELA III-2-a
Larguras Equivalentes das linhas de absorção

N G C 5530

Espectro		RN487	RN488	
λ	linha	$\overset{\circ}{W}$ (Å)	$\overset{\circ}{W}$ (Å)	$\overset{\circ}{W}$ (Å) (W)
3 6 3 2	FeI	11.69	5.32	8.51 ± 3.00
3 8 3 2	Mg+H9	5.73	7.01	6.37 ± 0.6
3 8 5 4	SiII	11.34	6.41	8.83 ± 2.4
3 8 8 9	H8			0
3 9 3 3	K CaII	8.57	15.15	11.86 ± 3.3
3 9 7 0	H CaII+He	9.60	13.53	11.56 ± 2.00
4 1 0 1	H δ	0.89	0.72	0.86 ± 0.14
4 3 0 0	Banda G	4.00	5.55	4.78 ± 0.75
4 3 8 0	FeI	4.03	3.48	3.76 ± 0.25
4 4 4 0	CaI+FeI			
4 5 9 2	FeI			
4 6 5 8	banda Swan			
4 8 6 1	H β			
5 1 7 4	MgI	14.33	24.88	19.60 ± 5.00
5 2 7 0	Fe(+CaI)	25.57	21.29	23.40 ± 2.1
5 8 9 1	D do Na			0
6 0 1 5	Mn I	18.02	12.00	15.01 ± 3.0
6 1 6 1				
6 2 5 0	TiO			
6 5 6 2	H α			
6 8 2 0	Ca H	2.34	4.99	3.66 ± 1.3
7 1 2 9	TiO			

$$\frac{W_{\text{CaII}}}{W_{\text{CaI}}} = 0.97$$

* A linha 3854 é observada só em este espectro e identificada como sendo do SiI.

TABELA III-2-b

Larguras Equivalentes das Linhas de absorção

N G C 5643

Espectro		RN482	RN597	
$\lambda(\text{Å})$	elemento	$W^{\circ}(\text{Å})$	$W^{\circ}(\text{Å})$	$\bar{W}^{\circ}(\text{Å})$
3 6 3 2	FeI			0.0
3 8 3 2	Mg+H η	3.76	3.90	3.83 \pm 0.07
3 8 8 9	H δ			0
3 9 3 3	K CaII	4.12	1.01	2.56 \pm 1.5
3 9 7 0	H CaII+H ϵ	5.87	2.43	4.15 \pm 1.7
4 1 0 1	H δ	emissão		0
4 3 0-0	Banda G	*	8.62	4.3 \pm 4
4 3 4-0	H γ	*		0
4 3 8 0	FeI	2.52	0.00	1.25 \pm 1
4 5 9 2	FeI	6.74	0.00	3.4 \pm 3
4 6 5 8	banda Swan			0
4 8 6 1	H β	emissão	emissão	
5 1 7-4	MgI	4.00	5.48	4.74 \pm 0.74
5 2 7-0	Fe(+CaI)	2.01	2.33	2.17 \pm 0.15
5 8 9 1	D(Na)	4.11	2.59	3.35 \pm 0.65
6 0 1 5	MnI			
6 1 6 1	CaI(+FeI)			0
6 2 5 0	TiO	4.88	2.05	3.46 \pm 1.4
6 5 6 2	H α	emissão	emissão	
6 8 2 0	Ca H			
7 1 2 9	TiO	3.43		

$$\frac{W_{\text{CaII}}}{W_{\text{CaI}}} = 1.6$$

* No RN482 esta região não aparece

Larguras Equivalentes das linhas de absorção

N G C 6699

Espectro		RN483	RN589	
$\lambda(\text{\AA})$	elemento	$W(\text{\AA})$	$W(\text{\AA})$	$\bar{W}(\text{\AA})$
3 6 3 2	FeI			0
3 8 3 2	Mg + H η	11.92	11.19	11.55 \pm 0.35
3 8 8 9	H δ	2.82	4.50	3.66 \pm 0.7
3 9 3 3	K CaII	11.29	13.04	12.16 \pm 0.8
3 9 7 0	H CaII+H	9.85	14.70	12.27 \pm 2.4
4 1 0 1	H δ			0
4 3 0 0	Banda G	3.89	0.0	2.00 \pm 2.0
4 3 8 0	FeI			
4 5 9 2	FeI		6.27	
4 8 6 1	H β	4.20	4.64	4.42 \pm 0.2
5 1 7 4	MgI	0.0	0.0	0.00
5 2 7 0	Fe(+CaI)	2.73	2.33	2.53 \pm 0.2
5 8 9 1	D (Na)			0.00
6 1 6 1	CaI(+FeI)			0
6 2 5 0	TiO			0.00
6 5 6 2	H α	3.06	6.13	4.59 \pm 1.5
6 8 2 0	Ca H			0.00
7 1 2 9	TiO			

* Observação: o espectro RN589 foi obtido na direção da cidade de Córdoba e apresenta linhas de emissão do Hg.

$$\frac{W_{\text{Ca II}}}{W_{\text{KCa II}}} = 1.00$$

Larguras Equivalentes das linhas de absorção

N G C 2997

Espectro		EN643	EN645	
λ	elemento	W (A)	W (A)	\bar{W} (A)
3 6 3 2	FeI			
3 8 3 2	MgI+H η	1.34	(3.12)	2.23 \pm 1.1
3 8 5 4	SiII			
3 8 8 9	H δ			
3 9 3 3	K CaII	4.56	(4.08)	4.32 \pm 0.3
3 9 7 0	H CaII+H ϵ	6.95	(4.14)	5.54 \pm 1.5
4 1 0 1	H δ	3.67	(2.23)	2.95 \pm 0.7
4 3 0 0	Banda G	4.04	(2.25)	3.14 \pm 0.8
4 3 4 1	HY		(2.45)	1.22 \pm 1.2
4 3 8 0	FeI			
4 4 4 0	CaI(+FeI)			
4 5 9 2	FeI			
4 6 5 8	Swan band *			
4 8 6 1	H β	emissão		
5 1 7 4	Mg I			0.0
5 2 7 0	Fe(+CaI)		(4.2)	2.1 \pm 2.0
5 8 9 1	D(Na)	3.38	(2.03)	2.70 \pm 0.7
6 0 1 5	MnI	1.90		0.95 \pm 0.9
6 1 6 1	CaI(+FeI)		(7.05)	3.50 \pm 3.0
6 2 5 0	TiO	1.96	(1.47)	1.72 \pm 0.2
6 5 6 2	H α	emissão		
6 8 2 0	Ca H			
7 1 2 9	TiO			

WH~~CaI~~ 1.28WK~~CaII~~

TABELA III-2-e
Larguras Equivalentes das linhas de absorção

N G C 1097 (Núcleo Peculiar)

Espectro λ	elemento	EN698 W (\AA)	EN625 W (\AA)	W (\AA)
3 6 3 2	FeI			0
3 8 3 2	MgI+H η	7.60	7.62	7.61 ± 0.01
3 8 5 4	SiII	0.78	0.00	0.39 ± 0.3
3 8 8 9	H δ	4.69	4.50	4.59 ± 0.1
3 9 3 3	K CaII	7.53	6.86	7.20 ± 0.3
3 9 7 0	H CaII+H ϵ	8.83	6.99	7.91 ± 1.0
4 1 0 1	H δ	3.44	1.59	2.52 ± 0.9
4 3 0 0	Banda G	5.07	6.32	5.70 ± 0.6
4 3 8 0	FeI			
4 4 4.0	CaI+FeI			
4 5 3 2	FeI			
4 6 5 8	Swan band			
4 8 6 1	H β	emissão		
5 1 7 4	MgI	5.53	5.00	5.26 ± 0.25
5 2 7 0	Fe(+CaI)			0
5 8 9 1	D(Na)	5.20	5.50	5.35 ± 0.15
6 0 1 5	MnI	4.02	7.21	5.61 ± 1.5
6 1 6 1	CaI(+FeI)			0.0
6 2 5 0	TiO			0.0
6 5 6 2	H α	emissão		
6 8 2 0	Ca H			
7 1 2 9	TiO			

$$\frac{W_{HCaII}}{W_{KCaII}} = 1.1$$

TABELA III-2-f

Larguras Equivalentes das linhas de absorção

N G C 5236

(Núcleo Peculiar)

Espectro		EN675	EN571	
λ	elemento	$W(\text{\AA})$	$W(\text{\AA})$	$W(\text{\AA})$
3 6 3 2	FeI			0
3 8 3 2	MgI+H η	4.81	7.33	6.07 \pm 1.3
3 8 5 4	Si II			
3 8 8 9	H δ	3.83	4.42	4.12 \pm 0.3
3 9 3 3	K CaII	3.91	2.86	3.38 \pm 0.5
3 9 7 0	H Ca II+H ϵ	2.50	6.77	4.63 \pm 2.5
4 1 0 1	H δ	4.73 (3.75)*	6.23	5.48 \pm 1.8
4 3 0 0	- Banda G	3.75 (1.64)*	4.06	3.90 \pm 0.15
4 3 8 0	- FeI			
4 4 4 0	CaI+FeI			
4 5 3 2	FeI			
4 6 5 8	Swan band			
4 8 6 1	H β	emissão		
5 1 7 4	- MgI	1.13	1.00	1.06 \pm 0.09
5 2 7 0	- Fe(+CaI)	2.03	0.00	1.01 \pm 1.0
5 8 9 1	D(Na)	4.40	3.00	3.70 \pm 0.7
6 0 1 5	MnI			0.0
6 1 6 1	CaI(+FeI)			0.0
6 2 5 0	TiO	5.74		2.75 \pm 2
6 5 6 2	H α	emissão		
6 8 2 0	Ca H			
7 1 2 9	TiO			

$$\frac{W_{H\text{Ca I}}}{W_{K\text{Ca II}}} = 1.37$$

* valores em parenteses são obtidos da segunda ordem do espectro.

TABELA III-2-g

Larguras Equivalentes das linhas de absorção

N G C 1566

(Seyfert)

Espectro		EN627	EN523	
λ	elemento	$W(\text{\AA})$	$W(\text{\AA})$	$\bar{W}(\text{\AA})$
3 6 3 2	FeI			
3 8 3 2	MgI+H η	1.2	1.30	1.25 \pm 0.05
3 8 5 4	SiII			
3 8 8 9	H δ	emissão		
3 9 3 3	K CaII	3.22	3.00	3.11 \pm 0.1
3 9 7 0	H CaII+H ϵ	1.02	2.00	1.51 \pm 0.5
4 1 0 1	H δ	emissão		
4 3 0 0	Banda G	2.77	3.00	2.89 \pm 0.1
4 3 8 0	FeI			
4 4 4 0	CaI+FeI			
4 5 3 2	FeI			
4 5 9 2	CaI+FeI			
4 6 5 8	Swan Band			
4 8 6 1	H β	emissão		
5 1 7 4	MgI	1.00	1.61	1.30 \pm 0.3
5 2 7 0	Fe(+CaI)			0.0
5 8 9 1	D(Na)			0.0
6 0 1 5	MnI			0.0
6 1 6 1	CaI(+FeI)		3.22	1.61 \pm 1.5
6 2 5 0	TiO			0.0
6 5 6 2	H α	emissão		
6 8 2 0	CaH			
7 1 2 9	TiO			

$$\frac{W_{\text{Ca II}}}{W_{\text{Ca II}}} = 0.48$$

TABELA III-2-h

Larguras Equivalentes das linhas de absorção

N G C 3783 (Seyfert)

λ	linha	RN656 $W(\text{\AA})$	RN670 $W(\text{\AA})$	RN596 $W(\text{\AA})$	\bar{W}
3 6 3 2	FeI	0.9	1.3	1.2	1.13
3 8 3 2	MgI+Hg	3.20	4.0	5.4	4.20
3 8 8 9	H δ	0.8	0	0	0.3
3 9 3 3	K CaII	5.16	5.0	6.8	5.65
3 9 7 0	HCaII+He	0	0	0	coberta p/emiss. H
4 1 0 1	H δ	emiss.	emiss.	emiss.	
4 3 0 0	Banda G	1.63	2.25	4.2	2.69
4 3 4 0	H α	emiss.	emiss.	emiss.	
4 3 8 0	FeI	0.5	1.1		0.53
4 4 4 0		0.66	0.68		0.45
4 5 3 2		1.7	0.53		0.74
4 5 9 2	FeI	1.5			0.5
4 6 5 8	Swan Band	1.3	2.6	1.4	1.3
5 1 7 4	MgI	4.1	1.3	1.5	2.3
5 2 7 0	Fe(+CaI)	1.7			1.1
5 8 9 1	D(Na)	1.8	2.3		1.4
6 0 1 5	MnI		4.5		1.5
6 1 6 1	CaI(+FeI)	2.9		0.91	1.3
6 2 5 0	TiO				2.54
6 8 2 0	CaH	2.6	2.5	1.25	

TABELA III-2-i

Larguras Equivalentes das linhas de absorção

I C 4329 A (Seyfert)

Espectro

Tololo

λ	elemento	W (A)	\bar{W} (A)
3 6 3 2	FeI		
3 8 3 2	Mg+H η		
3 8 8 9	H δ		
3 9 3 3	K CaII		2.0 *
3 9 7 0	H CaII+H ϵ		
4 1 0 1	H δ	emissão	
4 3 0 0	Banda G	4.60	4.60
4 3 4 0	H γ		0
4 3 8 0	FeI		0
4 4 4 0	CaI+FeI	4.17	4.17
4 5 9 2	FeI		0
4 6 5 8	Swan band	4.86	4.86
4 8 6 1	H β	emissão	
5 1 7 4	MgI	3.97	3.97
5 2 7 0	Fe(+CaI)		0.0
5 8 9 1	D(Na)	6.24	6.24
6 0 1 5	MnI		
6 1 6 1	CaI(+FeI)		0
6 2 5 0	TiO		
6 5 6 2	H α	emissão	
6 8 2 0	Ca H		
7 1 2 9	TiO		

Esta região
do espectro
foi cortada
Pela fibra ótica.

A linha D(Na)
com um perfil mui-
to estreito e bem
definida.

* Valor obtido de Wilson, A.S., Penston, M.V. Ap.J. 1979, V232, 389

** Devido à elevada intensidade do H, se espera que as linhas de absorção em "blend" com linhas do H (ex 3832, 3970) sejam perturbadas.

TABELA III-3
Dados das linhas de Emissão do Hidrogênio

Objeto	I $H\alpha$ /I $H\beta$	I $H\gamma$ /I $H\beta$	L $H\beta \times 10^{-39}$ erg s $^{-1}$	W $H\beta$ (Å)
IC4329A	(8.93)short	(0.60)short		16*
	(5.62)broad	(0.19)broad		107*
	(6.66)Tot	(0.25)Tot	1200	131*
NGC3783	(4.16)1			24,3**
	(2.02)2			18,7**
	(2.82)3			5,6**
	(3.44)broad			138**
	(3.38)Tot	(0.26)Tot	220	187***
NGC1566	4.18		7.4	10"
N1097	3.45 \pm 3.71		70	6.6""
N2997	10.95		52	2.2""
N5236	3.93*			
N5643	6.21 \pm 0.09			

Obs: Fonte: *Pastoriza (1975)

**Alloin etal (1981)

*** Osmer etal + Alloin etal (1981)

"Osmer etal (1974)

""Osmer e Smith (1974)

TABELA III-4

Identificação das linhas de absorção mais comuns e a sua dependência com Temperatura, Luminosidade e Metalicidade.

λ 0 A	Identificação	Dependência
3 6 3 4	FeI	L ⁺ fraco
3 8 3 2	MgI+Hg	T forte 07-G5, L- G8-M0
3 8 8 9	H8+3887 FeI+3886 FeI	T forte 07-G5, L ⁺ fraco K0-K5
3 9 3 3	K CaII	T ⁺ forte A0-K5, L- fraco F5-K0 L ⁺ forte K5-M5, SMR muito fraco
3 9 6 9	H CaII+He	T ⁺ 07-A5, L- fraco F0-G5, L ⁺ forte K0-M5
4 1 0 1	H δ	T forte 07-K0, m \acute{a} x a A0
4 3 0 0	Banda G do CH+F \acute{e} 4307	T- forte, pouca depend \hat{e} ncia da abund \hat{a} ncia
4 3 4 0	H γ	
4 3 8 4	FeI	L ⁺ fraco K0-K5, T- fraco GD-M0
4 4 4 0	CaI+FeI	L- fraco
4 5 3 2	FeI	L ⁺ fraco; T-
4 5 9 2	CaI+FeI	L ⁺ G8-M0; sem efeito de abund \hat{a} ncia
4 6 5 8	C2 Swan band+FeI+MgI	L ⁺ K0-M0, pouco mais forte do K2 a K4 SMR
4 8 6 1	H β	Mesmo que H δ
5 1 7 4	MgI(5167+5173+5183)	L- forte G8-M0, influ \hat{e} ncia com SMR
5 2 7 0	FeI(+CaI)	L ⁺ K0-M2
5 8 9 1	D1+D2 Na, TiO	L- forte K0-M2, mais forte em SMR
6 1 6 1	CaI(+FeI)	L- fraco K3-M2
6 5 6 3	H α	Mesmo coment \acute{a} rio que H δ
6 8 2 0	Ca H	L- forte K0-M2

Notas: A depend \hat{e} ncia das linhas com $\lambda > 4000$ A foram obtidas de Pritchard (1977).
Para as linhas com $\lambda < 4000$ A de Joly (1973).

TABELA III-5

Tabela dos pesos correspondentes às larguras equivalentes em cada galáxia

	N5530	N5643	N6699	N3783	IC4329A	N1566	N1097	N2997	N5236
3 6 3 2	8	5	5	10	1	5	5	5	5
3 8 3 2	113	100	100	100	1	100	100	10	21
3 8 8 9	5	5	27	10	1	10	50	5	100
3 9 3 3	13	10	100	50	50	100	100	45	46
3 9 7 0	33	10	26	10	1	10	60	13	10
4 1 0 1	38	5	5	5	5	5	70	18	10
4 3 0 0	41	*10	10	50	50	100	90	15	100
4 3 8 0	100	5	5	5	5	5	5	5	5
4 4 4 0	5	5	5	10	10	5	5	5	5
4 5 9 2	5	5	5	10	5	5	5	5	5
4 6 5 8	5	5	5	10	10	5	5	5	5
5 1 7 4	16	41	10	50	50	20	5	10	100
5 2 7 0	132	100	100	5	5	5	5	5	5
5 8 9 1	10	27	10	50	50	10	100	15	28
6 1 6 1	5	5	5	10	5	5	5	5	5
6 8 2 0	8			10					

O peso \bar{e} é definido como $P_j = \left(\frac{W_j}{\epsilon(W_j)} \right)^2$ proporcional à largura da linha e inversamente propor-

cional ao erro com que essa largura \bar{e} é determinada.

- as linhas mais importantes não tem nunca peso < 10 (H e K do Ca, banda G, H δ , Mg5174, NaD5891)
- não se dão pesos maiores a 100
- às linhas com largura 0 se dá um peso arbitrário = 5.
- * região não observada.

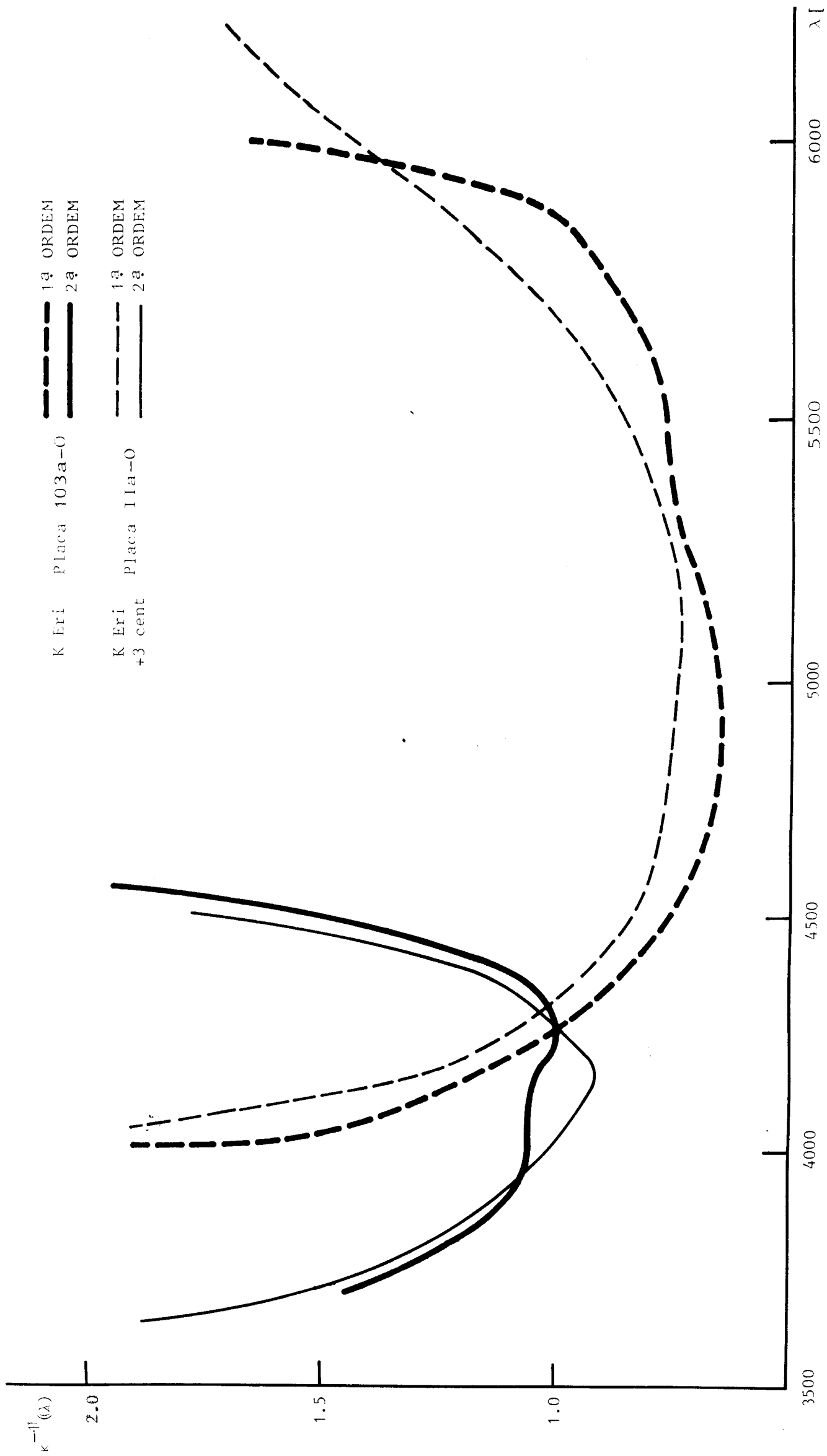
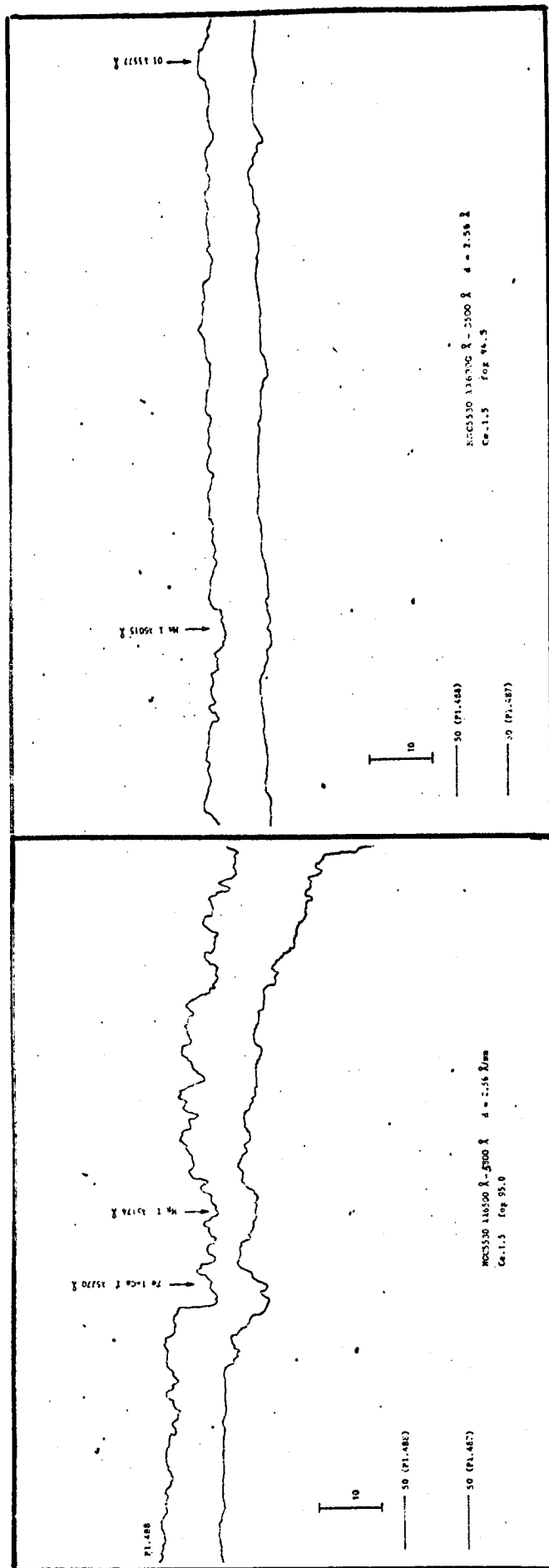


Figura III-1 - Sensibilidade do sistema observacional.

N G C 5530



Redução 63%

Figura III-2-a - Traços microfotométricos dos espectros observados.

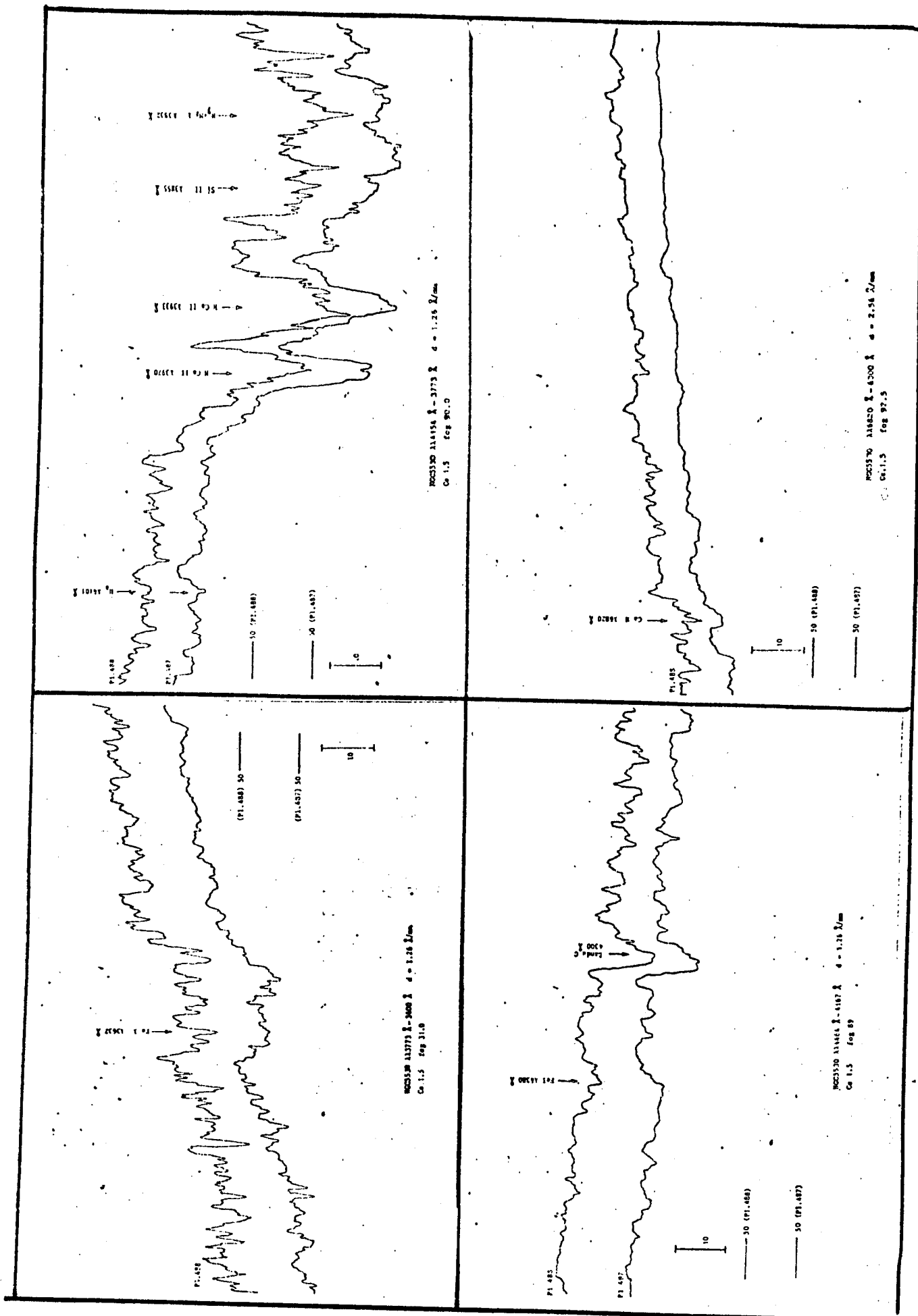


Figura III-2-a

Redu\~ao 63%

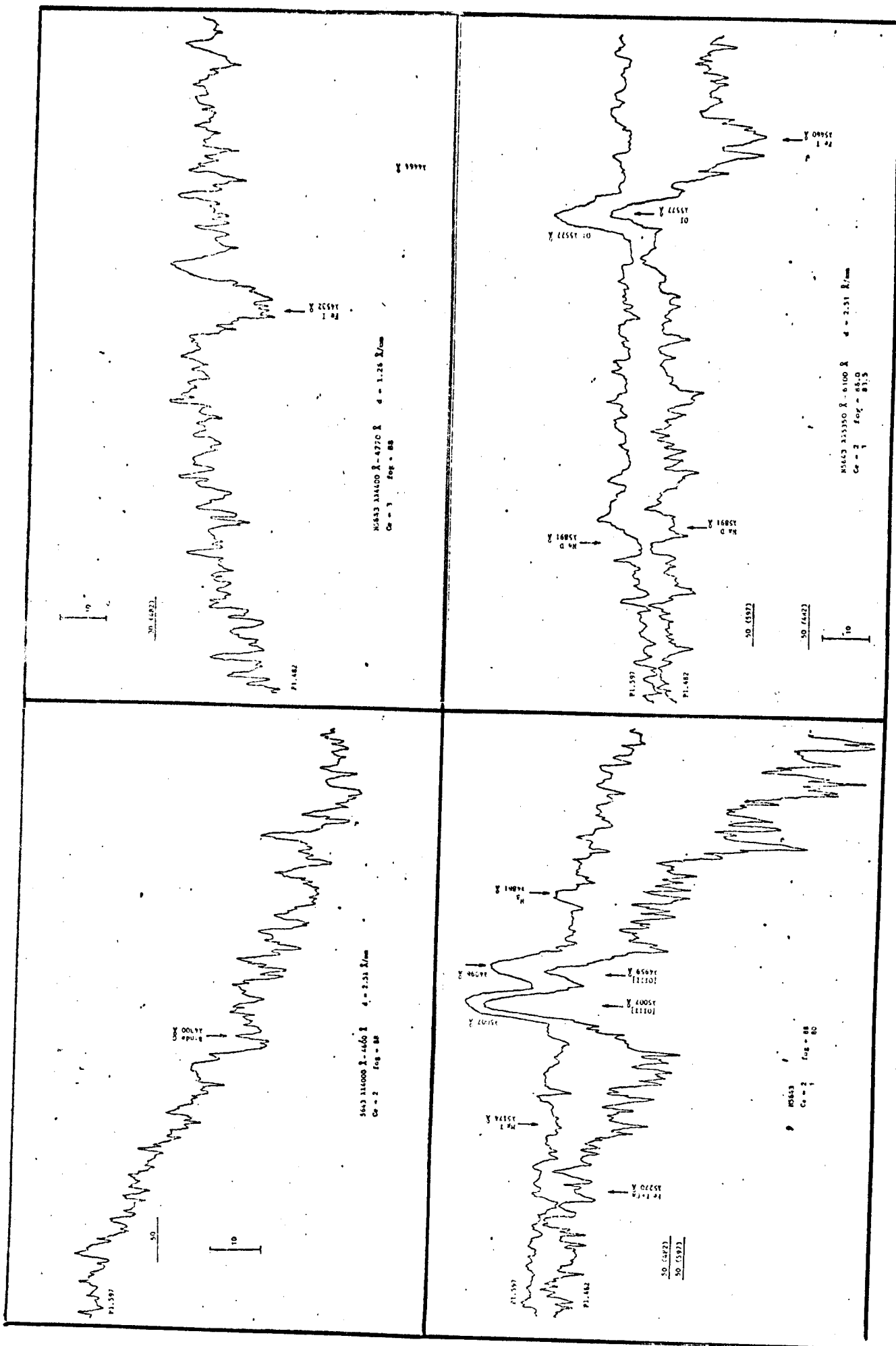
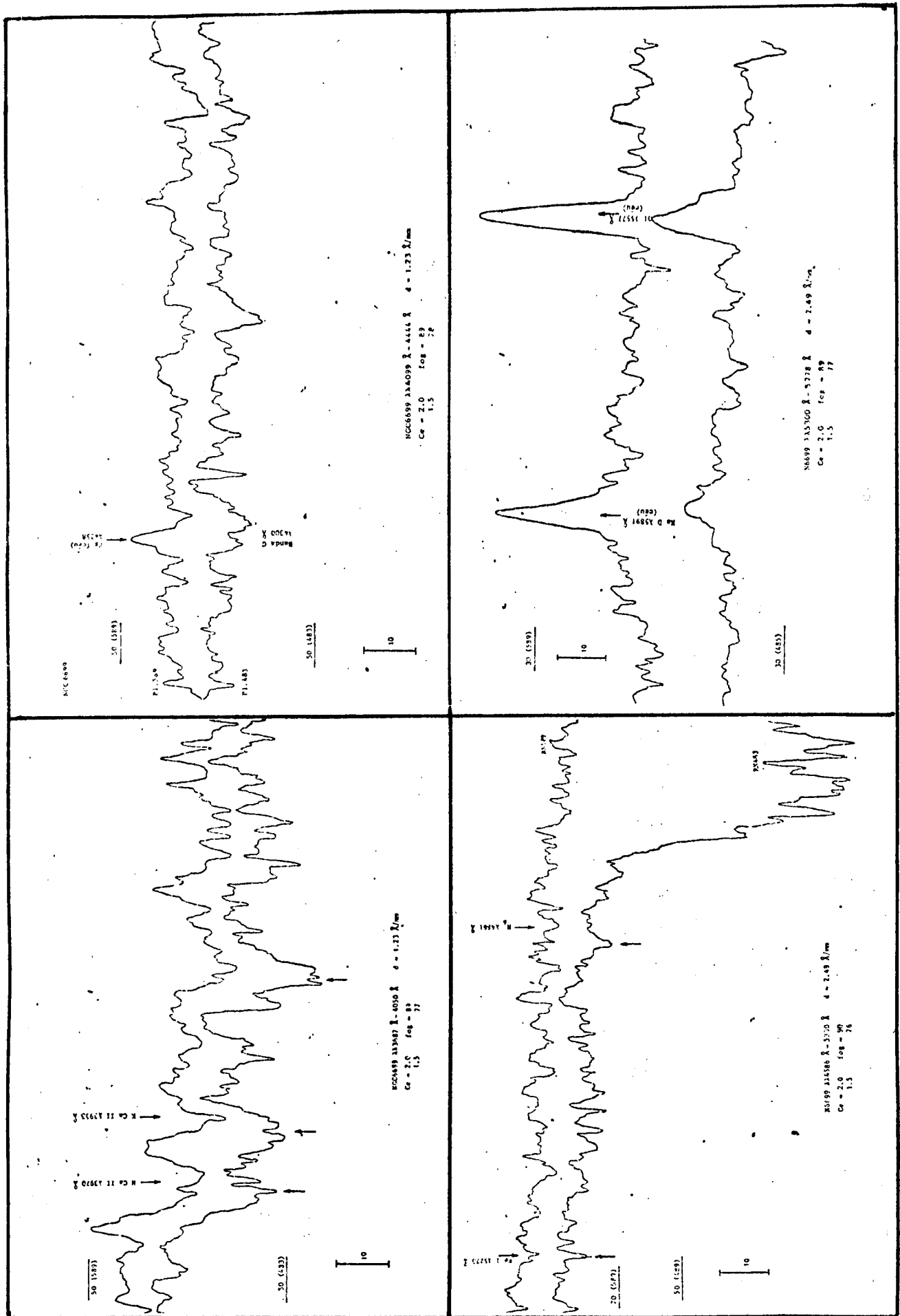


Figura III-2-b

Redução 63%

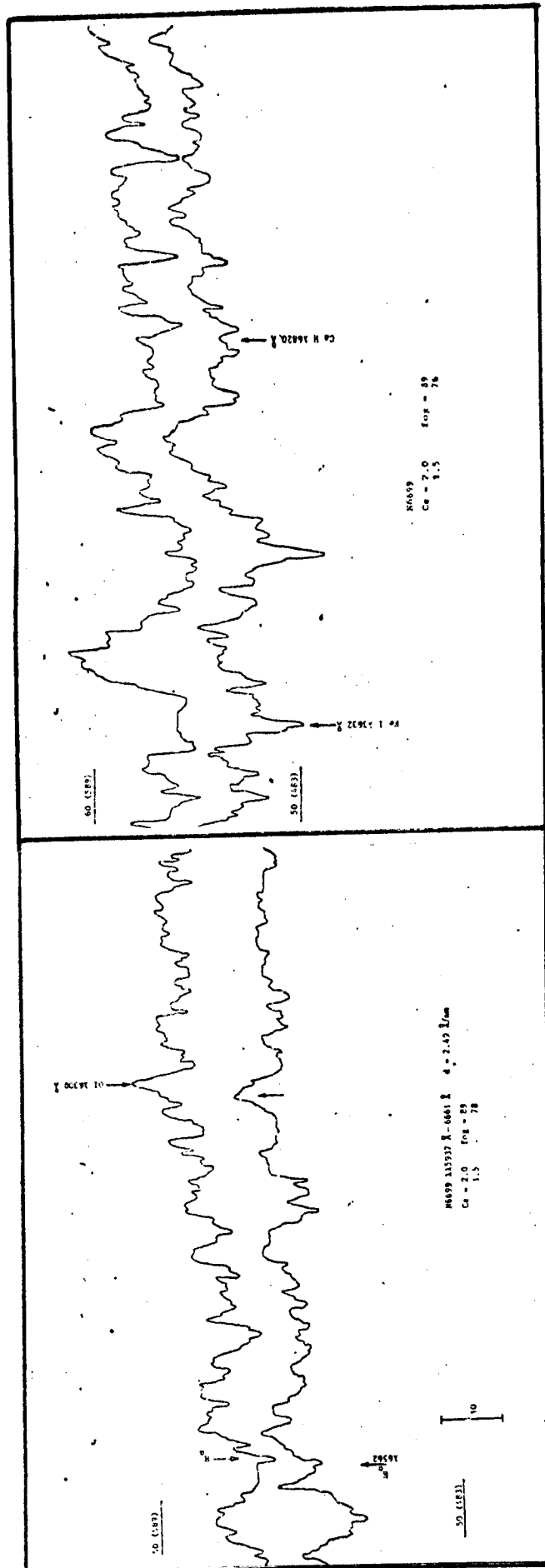
N G C 6699



Redução 63%

Figura III-2-c

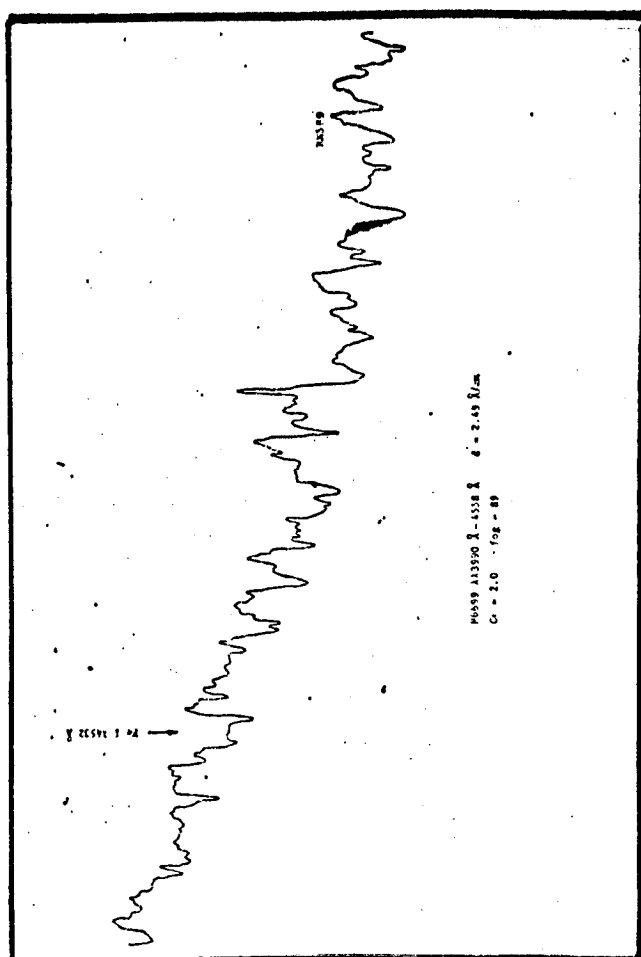
N G C 6699



Redução 63%

Figura III-2-c.

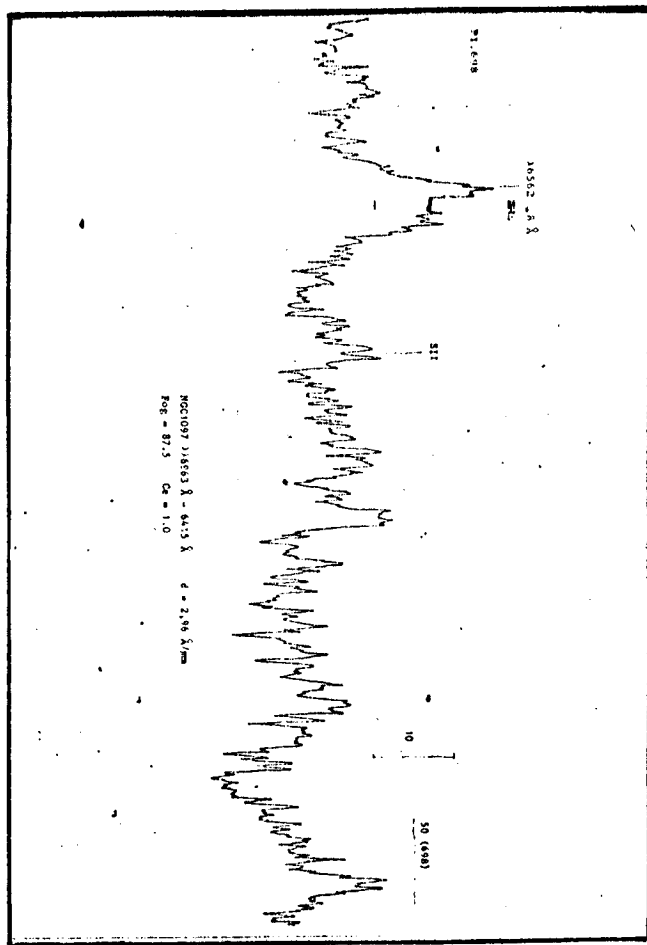
N G C 6699



Redução 63%

Figura III-2-c.

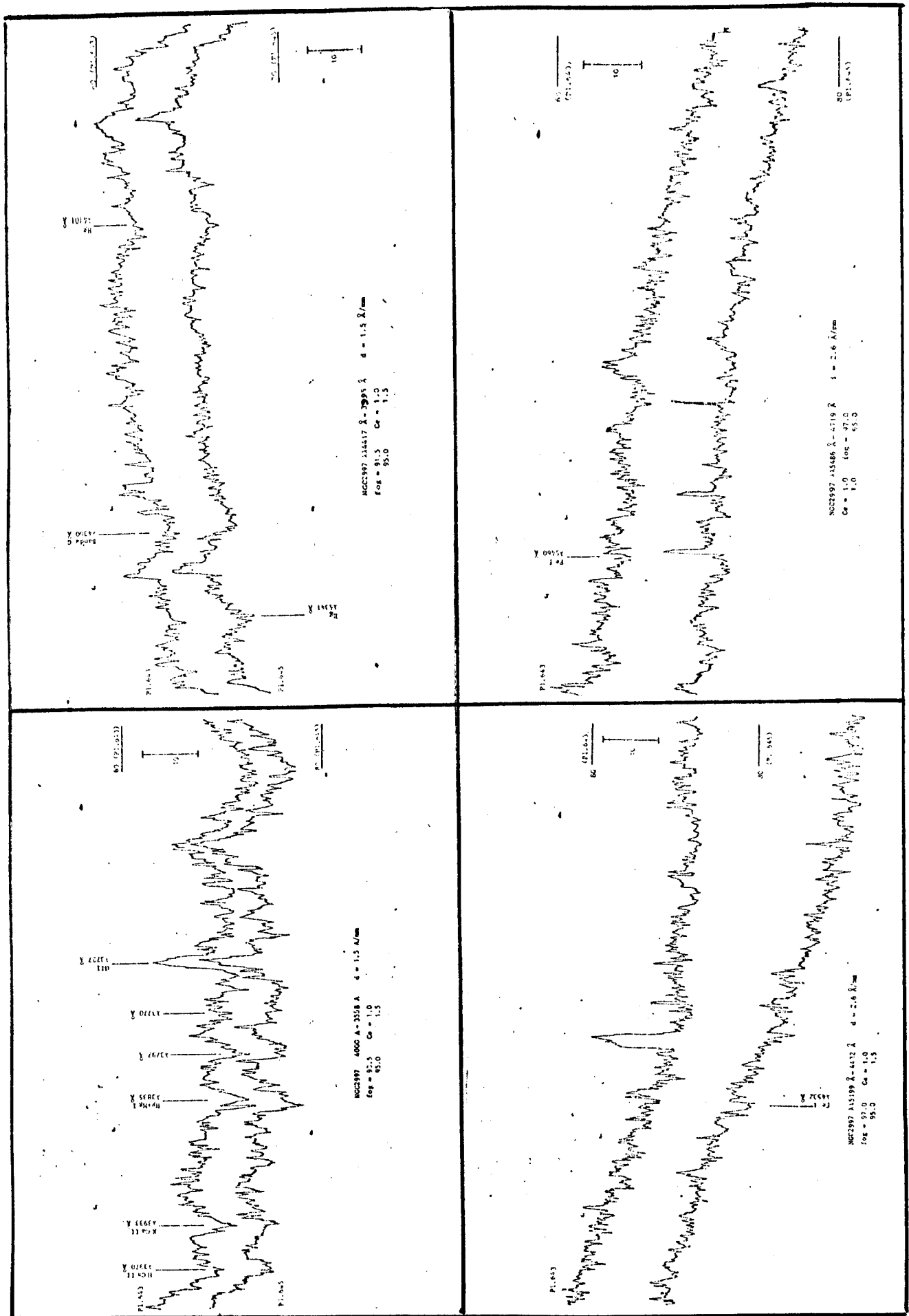
NGC 1097



Redução 63%

Figura III-2-d.

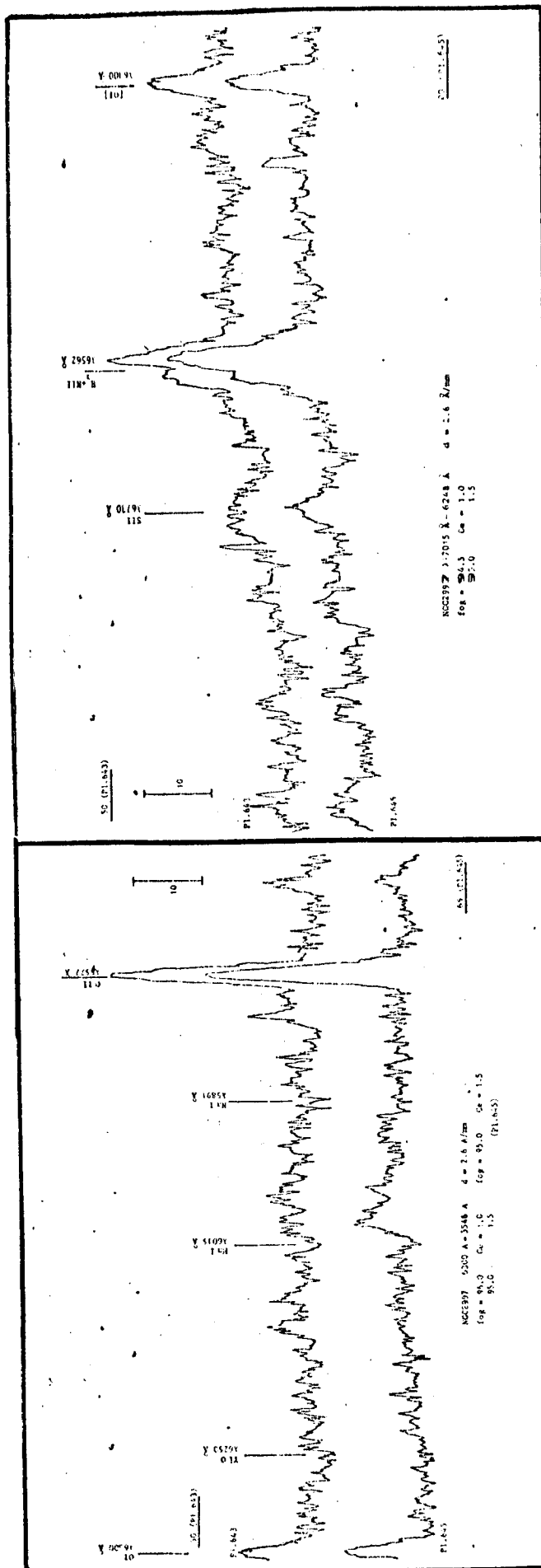
N G C 2997



Redução 63%

Figura III-2-e.

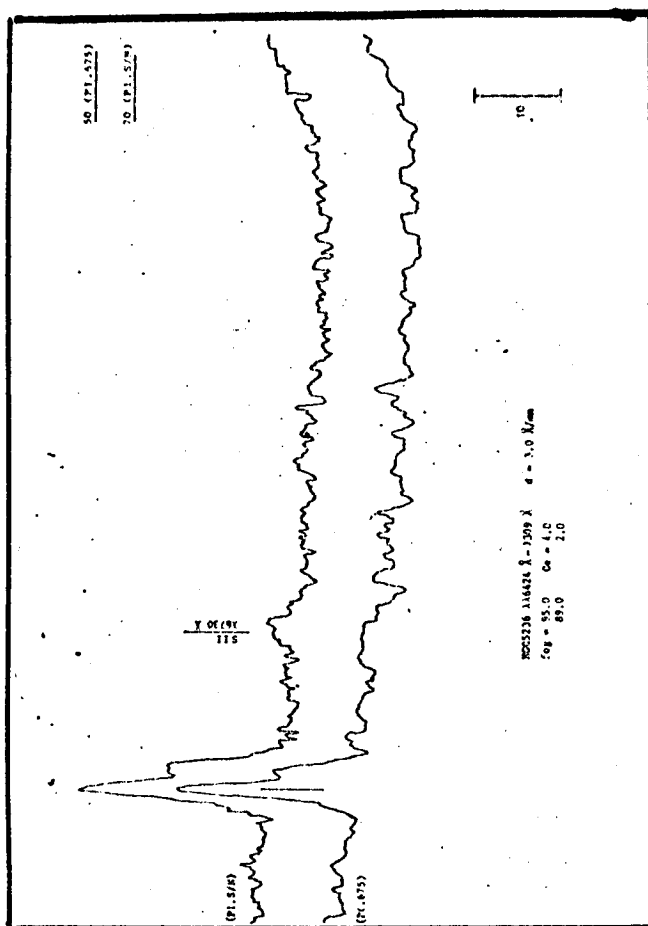
N G C 2997



Redução 63%

Figura III-2-e.

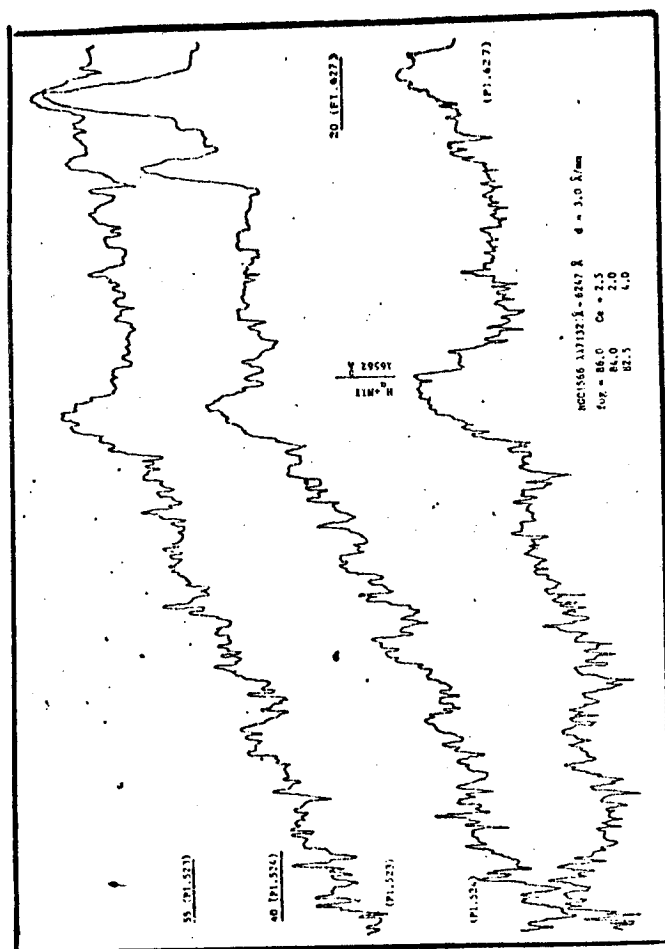
N G C 5236



Redução 63%

Figura III-2-g

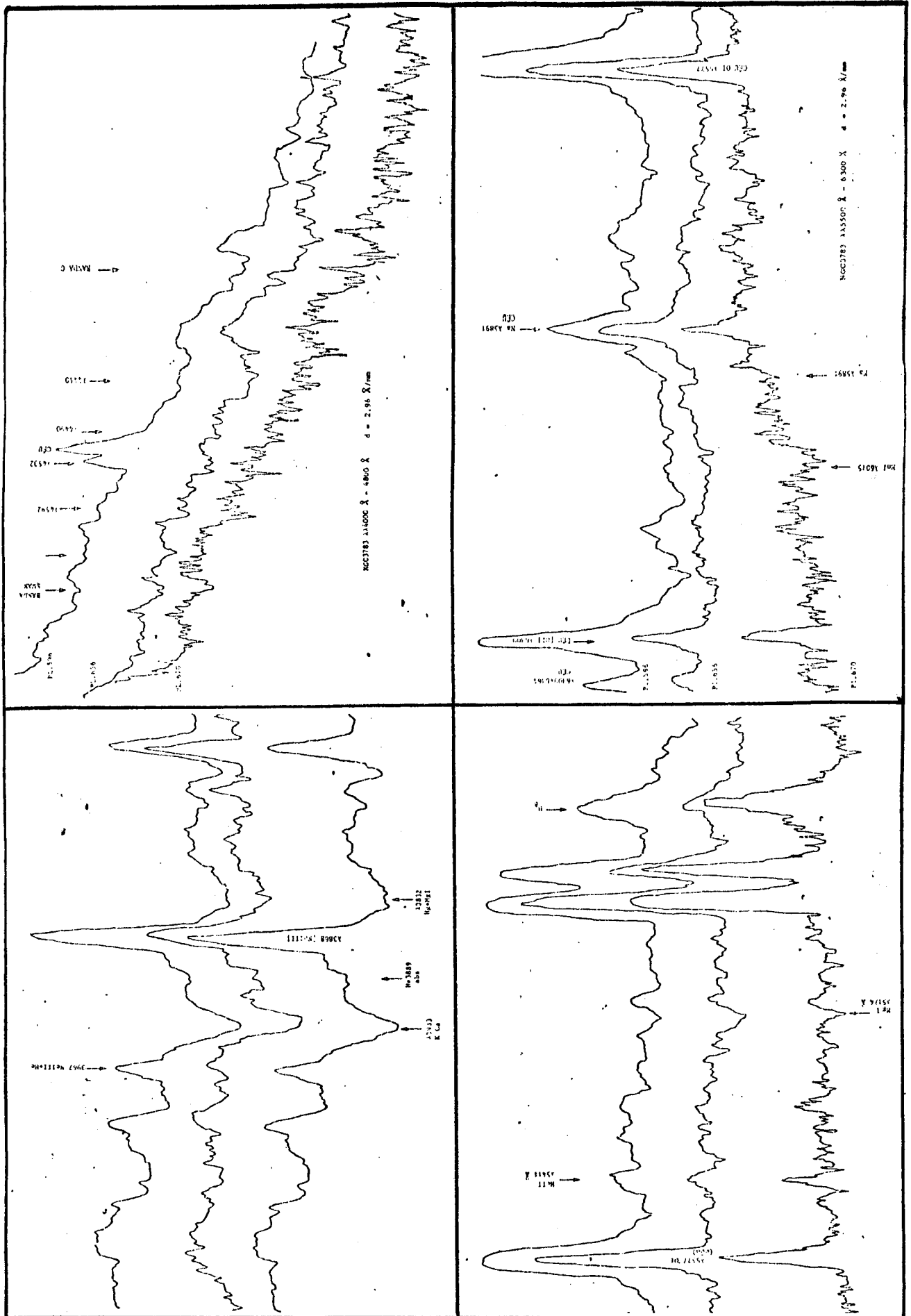
N G C 1566



Redução 63%

Figura III-2-h.

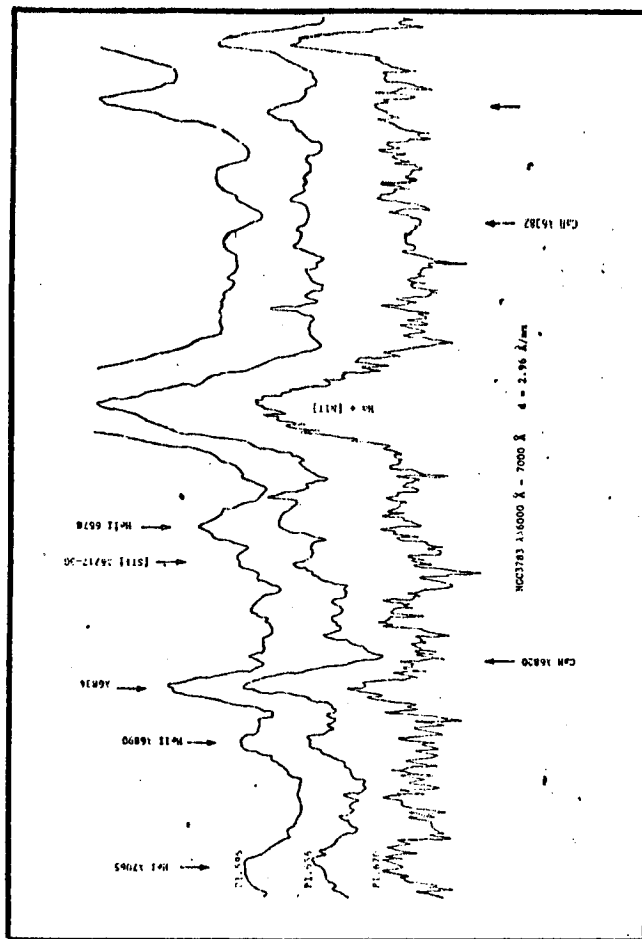
N G C 3783



Redução 63%

Figura III-2-i.

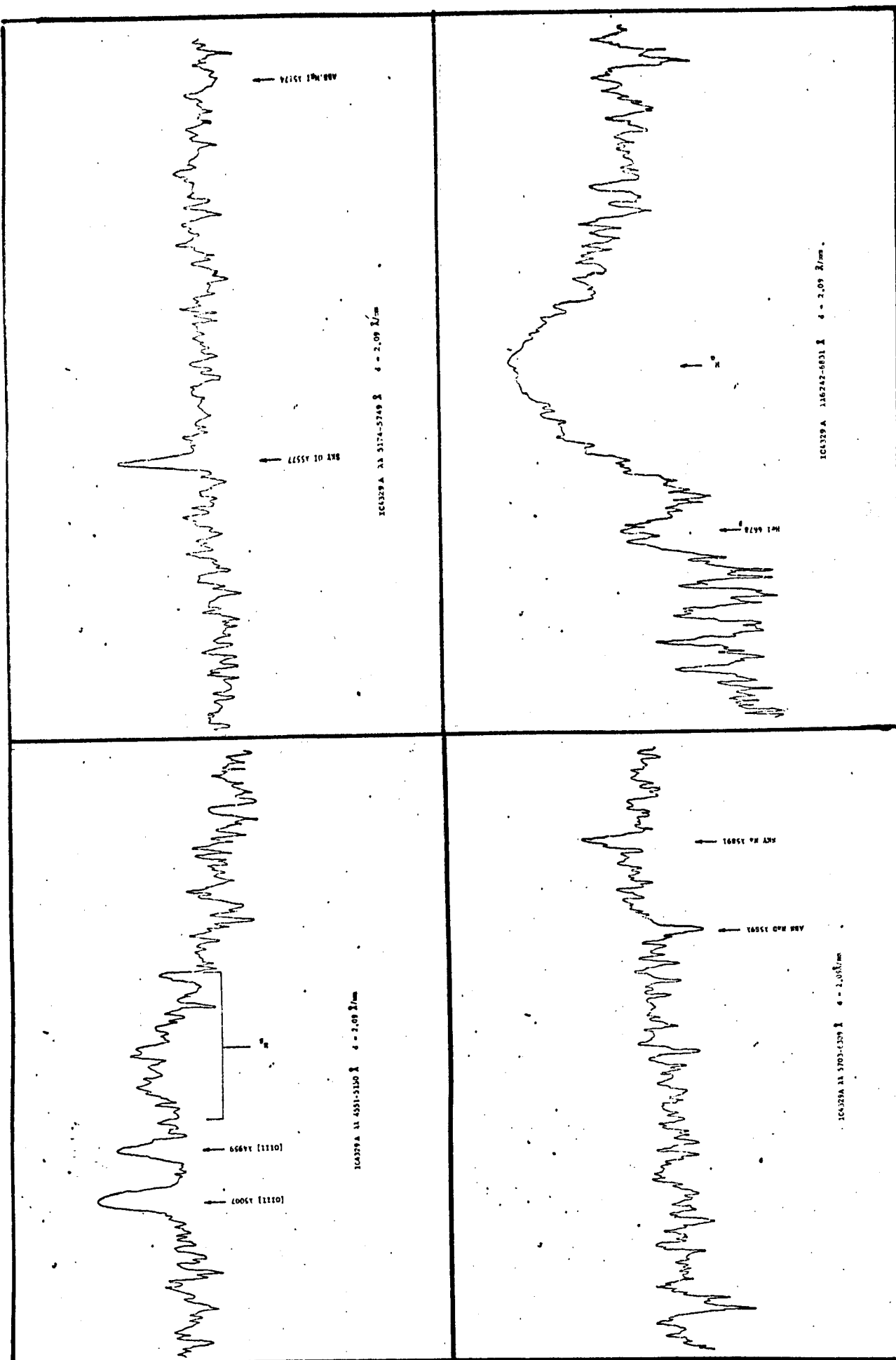
N G C 3783



Redução 63%

Figura III-2-i.

I C 4329



Redução 63%

Figura III-2-j.

IV - A SÍNTESE DE POPULAÇÃO ESTELAR

IV-1 Introdução

Supomos que o espectro de absorção dos núcleos de galáxias são produzidos por um conjunto de estrelas de diversos tipos espectrais e de classes de luminosidade V e III, tais estrelas respeitam algumas leis de distribuição em função das massas, que discutiremos mais adiante. O método de síntese de população estelar utilizado é basicamente o descrito por de Vaucouleurs (1959) e é seguido por diversos autores (Alloin et al 1971, Andriillat e Souffrin 1971, Andriillat et al 1972, Jolly 1973, 1974, Jolly e Andriillat 1973, Warner 1974, Alloin e Sareyans 1974, Alloin e Kunth 1978, Dottori 1980). O mesmo consiste em computar larguras equivalentes a partir da soma em diversas proporções das estrelas antes mencionadas, até achar valores consistentes com aqueles observados nas galáxias.

IV-2 O Método de Síntese

Seja $X_{\lambda,i}$ a contribuição do grupo estelar i à luminosidade F_{λ} do núcleo de uma galáxia. Esta fração pode ser expressa como:

$$(IV-1) \quad X_{\lambda,i} = F_{\lambda,i}/F_{\lambda} = F_{\lambda,i}/\sum_i F_{\lambda,i}$$

(Onde $F_{\lambda,i}$ é o fluxo por unidade de intervalo de frequência produzido pelo grupo estelar i).

Podemos expressar a largura equivalente de uma linha espectral em absorção correspondente à soma de diversos grupos estelares usando a expressão (IV-1); com efeito basta utilizar a definição de largura equivalente (Ambartzumian, 1958) que aplicada à linha do espectro da galáxia resulta na seguinte expressão analítica:

$$(IV-2) \quad W_{\lambda} = \int_0^{\infty} \frac{F_{\lambda'}^c - F_{\lambda'}^l}{F_{\lambda'}^c} d\lambda'$$

que explicitado, fica:

$$(IV-3) \quad W_{\lambda} = \int_0^{\infty} \frac{\sum_i (F_{\lambda',i}^c - F_{\lambda',i}^l)}{\sum_j F_{\lambda',j}^c} d\lambda'$$

($c =$ contínuo, $l =$ linha)

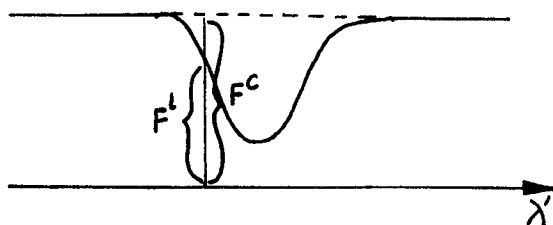


Figura IV.1

multiplicando e dividindo por $F_{\lambda',i}$, a igualdade de (IV-3) pode ser expressa como:

$$(IV-4) \quad W_{\lambda} = \int_0^{\infty} \sum_i \frac{F_{\lambda',i}^c}{\sum_j F_{\lambda',j}^c} \frac{(F_{\lambda',i}^c - F_{\lambda',i}^l)}{F_{\lambda',i}^c} d\lambda'$$

Já que o contínuo nos dois bordos de uma linha (Fig IV-I) é essencialmente constante, podemos expressar a (IV-4) como:

$$(IV-5) \quad W_{\lambda} = \sum_i X_{\lambda',i} \int_0^{\infty} \frac{(F_{\lambda',i}^c - F_{\lambda',i}^l)}{F_{\lambda',i}^c} d\lambda'$$

$$(IV-6) \quad W_{\lambda} = \sum_i X_{\lambda,i} W_{\lambda,i}$$

Da mesma forma podemos demonstrar que a contribuição do grupo estelar i ao contínuo no comprimento de onda λ pode ser escrito em função da contribuição no comprimento de onda λ_0 e a relação dos fluxos em ambos comprimentos de onda.

$$(IV-7) \quad X_{\lambda,i} = X_{\lambda_0,i} \frac{F_{\lambda,i}/F_{\lambda_0,i}}{\sum_j X_{\lambda_0,j} F_{\lambda,j}/F_{\lambda_0,j}}$$

Portanto, sendo conhecido o seguinte conjunto de dados:

- a) as larguras equivalentes para os diferentes tipos estelares;
- b) os fluxos dos diversos tipos estelares em cada comprimento de onda;
- c) o valor de $X_{\lambda_0,i}$ num comprimento de onda.

podemos calcular as larguras equivalentes sintéticas e os contínuos sintéticos para as galáxias.

O problema consiste então em achar a contribuição dos diferentes tipos estelares num comprimento de onda qualquer.

Em princípio, este problema poderia ser resolvido exatamente, usando o mesmo número de incógnitas (tipos estelares) e de equações (número de linhas em absorção observadas). Este tipo de análise conduz a soluções fisicamente inaceitáveis, tais como obter contribuições negativas para alguns grupos estelares; estes resultados são explicados pelo fato de que os dados observacionais não são conhecidos com exatidão e porque, em princípio, o número de tipos estelares não é discreto.

A solução encontrada pelos autores mencionados no começo deste capítulo é procurar um conjunto de valores $X_{\lambda_0, i}$ que explique as larguras equivalentes observadas, dentro da precisão das observações, usando um número de tipos estelares maior que o número de linhas observadas. Sendo o número de tipos estelares arbitrário, devemos salientar que os resultados obtidos por este processo, para as proporções $X_{\lambda_0, i}$ são, em certa medida, arbitrárias, porque os tipos estelares vizinhos têm influência semelhante sobre as linhas e o contínuo. Observamos, assim, que os resultados mais convincentes são os qualitativos, mas é necessário salientar que estes são os resultados que nos interessam, pois pretendemos estudar as diferenças qualitativas entre os três grupos de galáxias em comparação.

IV-3 O Critério de Seleção de Linhas

As tabelas (III-2(a-b)) mostram todas as linhas de absorção que foram medidas nas diferentes galáxias, das quais selecionamos um conjunto de 15 linhas que tem as seguintes propriedades:

1. A intensidade deve ser mensurável com certo grau de precisão. Não deve ser saturada nem submersa no contínuo ou misturada com outras linhas que confundam sua relação funcional.
2. Devem cobrir um amplo intervalo espectral (neste trabalho de 3500 Å a 6200 Å).

3. Não devem depender de mais de um parâmetro, como tipo espectral e luminosidade e, se dependerem, o comportamento deve ser conhecido (caso de superposição de H do CaII com H_{ϵ}).

4. É preferível que a sua contribuição principal seja devida só a um tipo estelar.

A dependência das linhas com a temperatura, luminosidade e metalicidade está na tabela (III-4). Um estudo amplo desta dependência foi desenvolvido por Pritchett (1977).

A matriz das larguras equivalentes destas linhas em função do tipo espectral está na tabela (IV-1) e foi obtida do trabalho de Joly (1974).

Embora muitos observadores prefiram fazer as observações das estrelas padrão, para obter uma matriz, com o mesmo instrumental com que observa as galáxias, nós consideramos este processo desnecessário na observação espectrofotográfica, pois a incerteza é introduzida no método por propriedades inerentes à fotografia. Estas são basicamente a falha da lei de reciprocidade (as estrelas têm tempo de exposição muito curto) e o efeito de intermitência (espectros das estrelas são obtidos por varreduras). A validade do método foi comprovada medindo-se a largura equivalente das linhas das estrelas padrão ϵ Ori e HD 20766. A precisão obtida é comparável com o observado por outros autores nas medidas de diversas de larguras equivalentes (Alloin et al, 1971).

Os contínuos estelares utilizados no processo foram obtidos do trabalho de Willstrop (1962). Estes dados figuram na tabela IV-2a. A tabela IV-2b mostra os fluxos absolutos das estrelas

em $\lambda = 5360 \text{ \AA}$ em $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$.

IV-4 Um Método Objetivo para a Escolha das Soluções Múltiplas

Como foi mencionado no parágrafo anterior, não existe uma solução única para o processo de síntese. Geralmente os autores que resolveram as equações (IV-6) e (IV-7) pelo método de prova e erro, apresentam um conjunto de soluções que melhor se ajustam ao seu problema. Os exemplos mais importantes pelo volume dos seus resultados são os trabalhos citados do grupo do Observatório de Paris (Alloin, Andrillat, Souffrin et al.), mas também podemos citar outros exemplos (Warner, 1974).

Quando o pesquisador desenvolve o processo de síntese espectral pelo método de prova e erro, os resultados obtidos são satisfatórios do ponto de vista prático (Dottori, 1980), mas sente a necessidade de um método objetivo para a escolha das soluções e para o corte do processo de síntese iniciado. O controle das soluções não permite trabalhar com um número grande de linhas a sintetizar.

Uma solução para estes problemas foi procurada no campo de procedimentos matemáticos utilizados para resolver problemas de minimização sujeitos a condições de vínculos que se aplicam às variáveis desconhecidas.

Os vínculos serão discutidos em detalhe, eles são introduzidos para evitar problemas tais como número negativo de estrelas, número de estrelas mais massivas maior do que menos massivas, etc. Moore (1968) sugeriu o uso da programação linear

como um processo viável. Os pesquisadores que usam a programação linear minimizam os valores absolutos ponderados dos resíduos das quantidades sintetizadas às observadas (Peck, 1980).

Lasker (1970) usou uma variante próxima do método proposto por Moore, mas baseado em programação Quadrática, na síntese de modelos de população para galáxias elípticas. Faber discutiu a fundo o uso da programação Quadrática na síntese de população (Faber, 1972). Este método é muito útil já que o algoritmo de Dantzing (Boot, 1964) permite uma elaboração rápida do problema em questão. Outra aplicação extensiva da programação Quadrática foi feita por Pritchard (1977). É interessante observar o algoritmo proposto nestes trabalhos, para comparar o mesmo com o desenvolvido na presente tese. Faber trata as observações espectrofotométricas de Spinrad e Taylor (1971), e adota como critério de melhor ajuste minimizar a expressão:

$$(IV-8) \quad Q(X) = \sum_{j=1}^J P_j \left(1 - \sum_i \frac{X_i l_{ij}}{L_j} \right)^2$$

onde X_i é o número de estrelas i ; l_{ij} a luminosidade das estrelas de tipo i no filtro j ; L_j é a luminosidade da galáxia no filtro j ; e P_j é um peso arbitrário.

Como se vê as observações tratadas são fluxos absolutos. O mesmo acontece no trabalho de Pritchard.

A função Q está sujeita a condições de vínculos, a mais importante é que as $X_i > 0$.

IV-5 Condições de Melhor Ajuste

No presente trabalho seguimos a linha de Faber definindo como o melhor ajuste para as larguras equivalentes aquela que minimiza o quadrado das diferenças entre as larguras equivalentes observadas e as sintetizadas.

Usando as equações (IV-6) e (IV-7), teremos:

$$(IV-9) \quad F(X_{\lambda_0, i}) = \sum_{l=1}^{15} P_l \left(W_l - \frac{\sum_{i=1}^{25} X_{\lambda_0, i} W_{l, i} \frac{F_{l, i} / F_{\lambda_0, i}}{\sum_{j=1}^{25} X_{\lambda_0, j} F_{l, j} / F_{\lambda_0, j}} \right)^2$$

onde:

$X_{\lambda_0, i}$ é a contribuição percentual do grupo estelar i na luz de comprimento de onda λ_0 ;

$F_{l, i}$ é o fluxo do grupo estelar i no contínuo adjacente à linha l ;

$W_{l, i}$ é a largura equivalente da linha de absorção l no grupo estelar i ;

W_l é a largura equivalente da mesma linha observada na galáxia; e

P_l é o peso dado a cada linha.

Vê-se imediatamente que nossa função não pode ser tratada pelo método da programação linear ou quadrática, pois as proporções que estamos procurando, $X_{\lambda_0, i}$, aparecem tanto no numerador como no denominador da expressão. A diferença com Faber (1972), Pritchard (1977) e Macfarlane (1979) é que eles trabalham com fluxos absolutos, enquanto que as larguras equivalentes re-

presentam fluxos relativos. Em nosso trabalho escolhemos P_ℓ como sendo:

$$(IV.10) \quad P_\ell = 1/\epsilon_\ell$$

onde ϵ_ℓ é o desvio quadrático médio das medidas da linha.

P_ℓ nunca é menor do que 50, para o grupo de linhas mais importantes (H e K do CaI, H δ , $\lambda = 5174$ do MgI, e D do Na) o valor máximo de P_ℓ é 100.

Como foi constatado por outros autores (Peck, 1980; Faber, 1972; Pritchard, 1979) os pesos não têm muita influência no resultado final.

Eles estão tabelados na tabela III-5.

Nosso objetivo é achar os valores de $X_{\lambda_0, i}$ para $i = 1, \dots, 25$ que minimizam a expressão (IV-9) submetida a uma série escolhida de condições de vínculo que serão discutidas com base nas condições usadas por outros autores.

IV-6 As Condições de Vínculo

Diversos pesquisadores, no fim dos anos 60 e começo dos 70, pesquisaram o problema de síntese de populações estelares e testaram métodos automáticos de ajuste. Posteriormente abandonaram esses métodos, pois encontraram soluções fisicamente impossíveis, por terem número negativo de estrelas ou serem astrofisicamente pouco razoáveis em vista dos diagramas H - R produzidos. Entre estas tentativas podem ser mencionadas: Wood (1966), Bergh (1968), Spinrad e Taylor (1971).

Na década dos anos 70, diversos esforços foram orientados no sentido de procurar vínculos satisfatórios que permitissem usar critérios automáticos para o processo de síntese.

Faber (1972) estabeleceu os primeiros critérios para vincular a sua função Q (fórmula IV-8). O mais importante deles é que tenha sentido físico, isto é, não pode existir um número negativo de estrelas para quaisquer dos grupos estelares. Além desta condição, ela impôs limites à relação entre o número de estrelas dos diferentes tipos espectrais, à contribuição de cada grupo estelar em cada filtro e à relação massa/luminosidade. Ela supõe que a formação de estrelas ocorreu de uma única vez.

Pritchard (1977) estabeleceu três tipos de vínculos para os seus modelos:

1º - Vínculos de continuidade:

- a) A sequência principal inferior ($M < 1M_{\odot}$) consistente com a lei de Salpeter (1955);
- b) Na sequência principal superior o número de estrelas diminui monotonicamente com a luminosidade;
- c) O ramo das subgigantes deve ser consistente com traços evolutivos de Maeder (1974) e com a distribuição de estrelas no diagrama cor-magnitude de aglomerados velhos (Eggen e Sandage, 1969; Racine, 1971);
- d) O ramo das gigantes deve ser consistente com a função de luminosidade de Eggen para gigantes velhas do disco (Eggen, 1973);
- e) A escolha entre as estrelas normais e SMR é feita pelo programa.

2º - Limites para o índice de cor $C(42-45)$ do cianogênio no sistema DDO.

39 - Limites para o índice de cor C_0 em 2.4 nm.

Finalmente Williams (1980) estabeleceu uma série de leis de potência, com parâmetros livres para a sequência principal e os ramos das subgigantes e das gigantes. Considerou as possibilidades de estrelas normais, subabundantes e SMR.

Apesar da importância destas tentativas, elas refletem em certa medida a dificuldade de se impor condições de vínculo. O problema mais sério é saber até que ponto o resultado final não reproduz os vínculos impostos.

Esta dúvida foi levantada por Faber (1972) e por Williams (1980), este último critica, deste ponto de vista, o próprio trabalho de Faber. Em nossa opinião, os três trabalhos mencionados falham numa suposição fundamental, isto é, o diagrama H - R dos núcleos de galáxias é semelhante ao de aglomerados globulares. De fato, explícita ou implicitamente os autores aceitam esta hipótese simplesmente no fato de supor que houve só uma explosão de formação de estrelas. Se bem que esta suposição pode ser aceita no caso de M31, é muito difícil aceitá-la em outras espirais como por exemplo M51.

Outro fato que reforça a idéia de que os diagramas H - R dos núcleos não são semelhantes aos dos aglomerados globulares são os diagramas (U-B) vs (B-V) apresentados no capítulo II, os quais mostram claramente que os núcleos de galáxia se ajustam aos modelos de Larson e Tinsley com formação contínua de estrelas. Procuramos introduzir este fato ao estabelecer nossas condições de vínculo.

IV-7 As Nossas Condições de Vínculo

A primeira condição de vínculo que adotamos, e que é a mais importante do ponto de vista físico, estabelece a inexistência de número negativo de estrelas (Faber, 1972).

Em nosso caso, esta condição implica que todas as proporções $X_{\lambda_0, i}$ devem ser positivas. Esta condição junto com a fórmula (IV-1) nos dá:

$$(IV-11) \quad 0 \leq X_{\lambda_0, i} \leq 1$$

$$(IV-12) \quad \sum_{i=1}^{25} X_{\lambda_0, i} = 1$$

Nossa segunda condição se refere à lei de massas para a sequência principal. Adotamos o fato geralmente aceito de que as estrelas se formam seguindo uma lei que é a função inicial de massas (IMF) de Salpeter.

$$(IV-13) \quad N(M) \propto M^{-(1+x)}$$

Adotamos $x = 1.45$, valor medido na vizinhança do sol e em outras regiões da galáxia. Valores diferentes de x somente foram encontrados em regiões HII com formação de estrelas muito recentes (Ostriker, Ridstone e Thuan, 1974). Já discutimos este fato em relação à evolução de regiões HII (Dottori, 1981). Apesar do valor de x influir nos modelos resultantes, ele é irrelevante do ponto de vista qualitativo.

No início de uma explosão de formação, ou seja, quando as estrelas mais massivas ainda não evoluíram, a razão do núme-

ro de estrelas do grupo i em relação ao grupo j será:

$$(IV-14) \quad S_{ij} = \frac{N(M_i)}{N(M_j)} = \left(\frac{M_i}{M_j}\right)^{-2.45}$$

Depois de um certo tempo o ponto de afastamento (turn-off point, TOP) estiver no grupo estelar l , não existirão estrelas na SP com massas maiores do que M_l , mas as estrelas de M_l deverão satisfazer a relação (IV-14).

Se tivermos agora uma sucessão de explosões de formação (3 para fixar idéias) com pontos de afastamento (TOP) nos grupos j , k e l com ($M_j > M_k > M_l$, e $M_{i-1} > M_i > M_{i+1}$ onde $i = j, k, l$) verificar-se-ã

$$(IV-15) \quad \frac{N(M_{i-1})}{N(M_{l+1})} < S_{i-1, l+1}$$

e

$$(IV-15') \quad \frac{N(M_{l+1})}{N(M_{l+2})} = S_{l+1, l+2}$$

Como não podemos trabalhar com o número de estrelas, devido ao fato de que nossas medidas dão fluxos relativos, para aplicar (IV-15) e (IV-15') devemos usar uma quantidade que seja proporcional ao número de estrelas.

Das fórmulas (IV.1) e (IV.7) podemos ver que:

$$(IV-16) \quad \frac{X_{\lambda, i}}{f_{\lambda, j}} \frac{f_{\lambda, j}}{X_{\lambda, j}} = \frac{N(M_i)}{N(M_j)}$$

Se tomarmos como estrelas de referência as do grupo estelar mais tardio da sequência principal, M5V, e usando a equação (IV-16) nas expressões (IV-15) e (IV-15'), obtemos:

$$(IV-17) \quad \frac{X_{\lambda,i}}{f_{\lambda i}} \frac{f_{\lambda,M5V}}{X_{\lambda,M5V}} - S_{i,M5V} \leq 0 \quad (i = 05V, \dots, 10V)$$

que é a nossa condição de vínculo para a sequência principal.

Finalmente a terceira condição de vínculo, para as estrelas gigantes, estabelece que seu número deve ser menor ou igual ao número de estrelas que abandonaram a sequência principal.

Com esta condição procuramos condicionar a existência de estrelas gigantes a um fato evolutivo: "Toda estrela que abandona a sequência principal passa pelo estágio de gigante", mas contemplamos a possibilidade que elas já tenham saído do mesmo.

O número relativo de estrelas gigantes é determinado automaticamente pelo próprio método computacional utilizado. Isto se faz, em princípio, para não impor a condição de que a evolução do núcleo de galáxias seja semelhante a dos aglomerados globulares.

A expressão analítica desta condição é simples de se obter se levarmos em conta que, se não houver evolução, a superposição de diversas explosões de formação de estrelas, cada uma delas respeitando a IMF de Salpeter, dará como resultado final a função de Salpeter,

$$(IV-18) \quad N_i(M) = C_i M^{-2.45}$$

$$(IV-19) \quad N(M) = \sum_{i=1}^{13} N_i(M) = \left(\sum_{i=1}^{13} C_i \right) M^{-2.45}$$

Se chamarmos $XS_{\lambda,i}$ às proporções originais dos diversos grupos da sequência principal na distribuição de Salpeter, e $X_{\lambda,i}$ a proporção atual dos mesmos grupos modificada pela evolução, a contribuição que atribuir-se-á ao conjunto das gigantes será:

$$(IV-20) \quad XG_{\lambda} \leq \sum_{i=1}^{13} (XS_{\lambda,i} - X_{\lambda,i})$$

onde o somatório se estende a todos os grupos da sequência principal.

Deve ter-se em conta que a (IV-20) tem essa expressão devido à normalização do vetor das proporções.

A minimização da equação (IV-9), sujeita às condições das equações (IV-12), (uma equação); (IV-17) (doze) e (IV-20) (uma), é obtida tratando iterativamente este conjunto de quinze equações pelo método de Hooke-Jeeves (1962) obtendo-se o vetor $X_{\lambda_0,i}$ de 25 componentes mencionado no final do parágrafo IV-5.

Os treze grupos estelares que para nós compõem a sequência principal são: O5V, B0V, B5V, A0V, A5V, F0V, F5V, G0V, G5V, K0V, K5V, M0V, M5V.

O ramo das gigantes está composto pelos grupos: F5III, F0III, G0III, G6III, K0III, K5III, M0III e M5III; é possível, ainda, a inclusão de estrelas supermetálicas (SMR) entre os grupos estelares K0III, K5III, M0III, M5III.

IV-8 O Problema de Programação Não-Linear Vinculado

O problema de achar os valores $X_{\lambda_0, i}$ que minimizam a equação (IV-9)

$$(IV-9) \quad F(X_{\lambda_0, i}) = \sum_{l=1}^{15} P_l \left(W_l - \frac{\sum_{i=1}^{25} X_{\lambda_0, i} W_{l, i}}{\sum_{j=1}^{25} X_{\lambda_0, j} F_{l, j} / F_{\lambda_0, j}} \right)^2$$

a qual está sujeita às condições de vínculo (IV-12), (IV-17) e (IV-20)

$$(IV-12) \quad \sum_{i=1}^{25} X_{\lambda_0, i} = 1, \quad X_{\lambda_0, i} \geq 0$$

$$(IV-17) \quad \frac{X_{\lambda, i}}{F_{\lambda, i}} \frac{F_{\lambda, M5V}}{X_{\lambda, M5V}} - S_{i, M5V} \leq 0 \quad i = 05V, \dots, M0V$$

$$(IV-20) \quad XG_{\lambda} \leq \sum_{i=1} (XS_{\lambda, i} - X_{\lambda, i})$$

é um problema de programação não-linear da forma em que, genericamente, achamos o mínimo de $F(X)$, $(X=1, \dots, 25)$, $1 \leq X \leq L$, sujeita às condições de vínculo do tipo:

$$GI(X) \leq 0 \quad I = 1, \dots, L$$

$$HI(X) = 0 \quad I = 1, \dots, M.$$

Para o nosso caso $L = 12$, $M = 2$.

Hooke e Jeeves (1962) resolveram este problema usando as técnicas de função de penalidade (ver por exemplo: Harvey Wagner Principles of Operations Research, 2nd Edition pg 62/-626 Ed. Prentice Hall), que transforma um problema de otimização vinculado, em uma sequência de problemas de otimização não vinculados da forma

$$(IV-21) \quad Z_k(X) = F(X) + (\Pi_k \times P_k(X))$$

Nesta equação os Π_k são funções monotonicamente crescentes, chamadas "Peso da Penalidade"; as $P_k(X)$ são as penalidades em X , representando uma medida do grau até onde os vínculos são violados; k é o número de vínculos.

Estes problemas de otimização não linear, embora bem estudados do ponto de vista teórico, na prática não são usados como os de programação linear, de ampla difusão na indústria e no comércio, na determinação de problemas de caminho crítico, o que oferece uma boa base de experiência para as diferentes situações que se podem apresentar na avaliação de uma solução.

Os poucos autores que trabalharam estes problemas não lineares sugerem a experimentação de diversos vetores X iniciais para ter certeza de encontrar a solução ótima. Referências a estes problemas podem ser encontradas no livro de Fiácco e McCormick (1968) e no artigo de Keefer e Gottfried (1970). Nós usamos na computação deste problema uma subrotina pertencente à biblioteca "Numeral" do Computador B6700, denominada PENHKF, a qual ajusta uma solução em forma iterativa até que as funções de penalidade sejam menores do que um certo valor pré-estabelecido ou até que duas aproximações sucessivas do vetor X difiram menos do que outro certo valor também pré-estabelecido.

Num caso como o nosso, se torna difícil testar muitos vetores iniciais, devido ao tempo de processamento envolvido, que é da ordem de 8000 a 14000 segundos, dependendo dos valores iniciais introduzidos.

Existe, porém, uma saída muito natural do problema, já que, partindo de um vetor de Salpeter, o método iterativo começará eliminando aqueles grupos estelares que são totalmente incompatíveis com o conjunto de linhas de absorção observadas, para posteriormente ir ajustando os detalhes mais finos em aproximações sucessivas.

Como idéia comparativa, o cálculo para NGC 1097 utiliza 43 iterações, enquanto que para NGC 5530 foram necessárias

Em lugar de muitos vetores iniciais arbitrários, foram experimentados diversos vetores X na forma da lei de Salpeter, mas com TOP diferentes. Foi gerado também um vetor de números randômicos como elemento de comparação.

O resultado para o mínimo de $Z(X)$ obtido da solução randômica é maior que o obtido com o vetor inicial de Salpeter.

IV-9 Outros Dados Fornecidos pelo Algoritmo

Uma vez obtido o vetor final das proporções com os 25 valores $X_{\lambda_0, i}$, calculamos as larguras equivalentes sintéticas (WS_1) para todas as linhas usadas no processo de síntese. A fórmula que dá estes valores é:

$$(IV-22) \quad WS_1 = \sum_{i=1}^{25} X_{\lambda_0, i} A_{1, i} W_{1, i}$$

$$\text{onde } A_{\lambda,i} = \frac{F_{\lambda,i}/F_{\lambda_0,i}}{\sum_{j=1}^{25} X_{\lambda_0,i} F_{\lambda,i}/F_{\lambda_0,i}}$$

Para calcular $A_{\lambda,i}$ deve-se tomar $F_{\lambda,i}$, isto é, o fluxo das estrelas i no contínuo adjacente à linha.

Com a biblioteca de fluxos estelares podemos calcular também os fluxos sintéticos das galáxias $FG(\lambda)$ nos comprimentos de onda desejados. Por comodidade eles foram dados em função de λ_0 .

$$(IV-23) \quad FG(\lambda) = \frac{\sum_{i=1}^{25} X_{\lambda_0,i} A_{\lambda,i} f_{\lambda,i}}{\sum_{i=1}^{25} X_{\lambda_0,i} f_{\lambda_0,i}} \quad (\text{com } A_{\lambda_0,i} = 1)$$

A magnitude monocromática instrumental $m(\lambda)$ é

$$(IV-24) \quad m(\lambda) = -2,5 \log FG(\lambda)$$

A partir do valor $FG(\lambda)$ podem-se obter as cores instrumentais sintéticas das galáxias (UG , BG e VG), já que temos a resposta da fotomultiplicadora RCA 1 P21 e as curvas dos filtros do sistema de Johnson (U , B , V).

$$(IV-25) \quad \begin{aligned} UG &= -2,5 \log \int_0^{\infty} FG(\lambda) \times U(\lambda) \times P21(\lambda) d\lambda \\ BG &= -2,5 \log \int_0^{\infty} FG(\lambda) \times B(\lambda) \times P21(\lambda) d\lambda \\ VG &= -2,5 \log \int_0^{\infty} FG(\lambda) \times V(\lambda) \times P21(\lambda) d\lambda \end{aligned}$$

A redução ao sistema padrão se faz obtendo as cores instrumentais das estrelas da biblioteca por meio das mesmas integrais, o que nos dará 25 grupos de três equações

$$(IV-26) \quad C_i = - 2,5 \log \int_0^{\infty} \frac{f_{\lambda,i}}{f_{\lambda_0,i}} \times C(\lambda) \times P21(\lambda) d\lambda$$

$$\text{com } C_i = U, B, V \quad \text{e } C(\lambda) = U(\lambda), B(\lambda), V(\lambda)$$

Estes valores, junto com as cores padrão das estrelas, que são conhecidas, permitem obter por Quadrados Mínimos os coeficientes de transformação ao sistema padrão, as equações são:

$$(IV-27) \quad (U-B)_i = a(U-B)_i + b$$

$$(B-V)_i = c(B-V)_i + d$$

Assim, obtemos os parâmetros a , b , c e d , que nos permitem obter da fórmula IV-25 as cores padrão sintéticas das galáxias $(U-B)_G$ e $(B-V)_G$

$$(IV-28) \quad (U-B)_G = a(UG - BG) + b$$

$$(B-V)_G = c(BG - VG) + d$$

Estes valores, quando comparados com as cores observadas com o diafragma 0-, corrigidas por absorção na Galáxia pela absorção interna do sistema halo-disco do objeto observado e pelo avermelhamento Doppler, fornecerão o avermelhamento interno do núcleo.

Outro valor da absorção interna do núcleo se obtém das observações do contínuo. Procedemos da seguinte forma: com as magnitudes monocromáticas instrumentais $m(\lambda)$ sintetizadas e com as observações do contínuo das tabelas III-1, também corrigidas por absorção da nossa galáxia pela absorção interna do sistema halo-disco do objeto considerado e por avermelhamento Doppler

(resultando a magnitude $m_1(\lambda)$), calculamos

$$(IV-29) \quad a_\lambda = m(\lambda) - m_1(\lambda)$$

onde $a_{\lambda_0} = 0$.

A absorção A_λ difere de a_λ por uma constante, pois ela depende do gradiente relativo dos dois espectros considerados, e não das suas intensidades absolutas (Dottori, 1980).

Adotando uma lei normal para o avermelhamento, temos:

$$(IV-30) \quad A_\lambda = 0.65 AV \left(\frac{1}{\lambda} - 0.35 \right)$$

Sendo

$$(IV-31) \quad A_\lambda = a_\lambda + K$$

pode-se obter um valor de K , fazendo as correlações de a_λ com $a_{\lambda'}$, para $\lambda < \lambda'$.

$$(IV-32) \quad K_{\lambda, \lambda'} = \frac{a_\lambda - p a_{\lambda'}}{(p - 1)} ; \quad p = \frac{(1/\lambda - 0.35)}{(1/\lambda' - 0.35)}$$

Dados estes valores podem-se calcular o valor médio de K

$$(IV-33) \quad \langle K \rangle = \left(\sum_{\lambda} \left(\sum_{\lambda < \lambda'} K_{\lambda, \lambda'} \right)^2 \right)^{1/2}$$

e o erro padrão

$$(IV-34) \quad \sigma_K = \left(\sum \Delta K_{\lambda, \lambda'}^2 / n - 1 \right)^{1/2}$$

Com o valor de $\langle K \rangle$ e com a fórmula (IV-31), obtemos:

$$A_\lambda = 0.65 AV \frac{1}{\lambda} - 0.2275 AV$$

Chamando

$$\alpha = 0.65 AV \quad \text{e} \quad \beta = - 0.2275 AV$$

temos

$$(IV-35) \quad AV = \frac{\left(\frac{\alpha}{0.65}\right) - \left(\frac{\beta}{0.2275}\right)}{2}$$

Este valor corresponde também à absorção interna do núcleo e deve satisfazer (se a absorção for normal) a seguinte expressão:

$$(IV-36) \quad AV = 3 E(B-\gamma)$$

IV-10 Radiação Não Térmica

A possibilidade da existência de radiação não térmica no núcleo é considerada através da seguinte função:

$$(IV-37) \quad NT(\lambda) = \mu \left(\frac{0.536}{\lambda} \right)^N \quad (\lambda \text{ em microns})$$

com

$$NT(\lambda_0) = 1$$

Os cálculos foram feitos para os seguintes valores de N

e μ :	N	μ
	-0.7	0.646
	-1.0	0.536
	-1.5	0.392
	-2.0	0.287
	-2.5	0.210

Se considerarmos que NT contribui com a fração p da radiação total $FGT(\lambda_0)$, quando ela for somada com $FG(\lambda)$, obteremos uma radiação total para a galáxia $FGT(\lambda)$

$$(IV-38) \quad FGT(\lambda) = (1-p) FG(\lambda) + p \times NT(\lambda)$$

onde são considerados como valores prováveis de n e p aqueles que fornecem valores positivos da absorção nuclear e que são compatíveis com a seta de avermelhamento no diagrama (B-V) vs (V-B).

IV-11 Radiação Térmica

Procedemos neste caso da mesma forma que com a radiação não-térmica. Considerou-se radiação de 6×10^3 K, 10^4 K, 2×10^4 K e 5×10^4 K com a contribuição $p = 0.02, 0.05, 0.1, 0.2, 0.3, 0.4, 0.5, 0.6, 0.7$. Se RT é a radiação térmica, temos:

$$(IV-39) \quad FGT(\lambda) = (1-p) FG(\lambda) + p \times RT(\lambda)$$

IV-12 Relação Massa-Luminosidade da Componente Estelar

Calculamos também a relação massa-luminosidade, cuja expressão em função das $X_{\lambda_0, i}$, das massas M_i e das luminosidades L_i das estrelas individuais é

$$(IV-40) \quad M/L = \left(\sum_i \frac{X_{\lambda_0, i}}{f_{\lambda_0}} M_i \right) / \left(\sum_i \frac{X_{\lambda_0, i}}{f_{\lambda_0}} L_i \right)$$

IV-13 O Diagrama H - R

De uma forma semelhante se pode obter o diagrama H - R como resultante direta de $X_{\lambda_0,i}$ fazendo $X_{\lambda_0,i}/F_{\lambda_0,i}$, que como observamos anteriormente é proporcional ao número de estrelas e não depende do comprimento de onda.

IV-14 Explosões de Formação de Estrelas

Intimamente vinculado ao problema do diagrama H - R é a determinação das explosões de formação de estrelas que ocorrem nos núcleos. Esta avaliação é feita por meio da fórmula IV-16. Se, para exemplificar, supomos três explosões de formação de estrelas, as estrelas menos massivas que as correspondentes ao TOP mais velho verificarão

$$(IV-41) \quad \frac{X_{\lambda,i}}{F_{\lambda,i}} \frac{F_{\lambda,M5V}}{X_{\lambda,M5V}} - S_{i,M5V} = 0$$

As estrelas mais massivas que o TOP mais novo ($X_{\lambda,i} = 0$), verificarão

$$(IV-42) \quad \frac{X_{\lambda,i}}{F_{\lambda,i}} \frac{F_{\lambda,M5V}}{X_{\lambda,M5V}} - S_{i,M5V} = - S_{i,M0V}$$

e, finalmente, as estrelas cujas massas estão compreendidas entre os valores dos dois TOP, verificarão

$$(IV-43) \quad - S_{i,MOV} < \frac{X_{\lambda,i}}{F_{\lambda,i}} \frac{F_{\lambda,M5V}}{X_{\lambda,M5V}} - S_{i,M5V} < 0$$

Se existirem mais de três TOP manter-se-ão as condições (IV-41) e (IV-42) com valores de (IV-43) constantes dentro de cada intervalo entre dois TOP sucessivos, mas variando de um intervalo para outro.

Outra forma de expressar esta propriedade é mediante a razão entre a proporção atual com que contribui cada tipo espectral da sequência principal à radiação total, segundo o valor obtido através do método matemático ($X_{\lambda_0,i}^C$) e o valor que corresponderia a esta proporção numa distribuição de Salpeter ($X_{\lambda_0,i}^S$).

$$(IV-43') \quad P_i = \frac{X_{\lambda_0,i}^C}{X_{\lambda_0,i}^S}$$

Este valor também mostrará mudanças bruscas em cada TOP e valor constante entre TOP sucessivos.

Finalmente, é necessário salientar que na utilização da biblioteca de larguras equivalentes e na síntese de luz não está se considerando variações drásticas na composição química dos elementos bases (estrelas) em relação aos objetos sintetizados (Núcleos das Galáxias).

Tabla IV-2

Continuos
Estelares

HD 164794
HD 149438
HD 10144
HD 141513
HD 11636
HD 12311
HD 7312
HD 197692
HD 15233
HD 3823

	O5V	F0V	B5V	A0V	A5V	F0V	F0III	F5V	F5III	G0V	G0III
3 5 0 0	1600	1560	640	355	250	350	210	381	290	307	270
3 6 3 4	1450	1420	629	330	255	339	210	385	290	307	279
3 7 0 3	1299	1242	624	2197	897	695	520	532	480	388	347
3 8 4 5	1185	1050	7051	1012	879	649	520	532	480	373	359
3 9 0 6	1136	990	987	875	840	641	520	512	465	375	356
3 9 6 8	1046	972	946	925	759	631	525	518	470	390	360
4 0 5 0	994	1055	908	807	778	596	525	515	472	394	370
4 1 6 7	912	886	861	779	708	545	520	501	472	389	370
4 3 0 0	604	782	735	700	630	530	520	470	475	395	381
4 4 0 0	587	752	715	658	588	518	519	459	477	412	348
4 5 0 0	562	704	666	621	565	494	520	464	485	429	470
4 6 7 3	521	615	530	567	524	474	491	448	465	423	445
4 9 0 0	468	499	517	491	470	448	451	427	438	414	408
5 0 0 0	448	498	485	470	457	436	437	419	427	407	400
5 1 2 7	426	436	445	440	420	405	418	400	405	390	385
5 3 6 0	387	388	390	390	389	386	387	386	387	386	383
5 5 5 6	362	362	351	353	361	367	368	369	368	370	375
5 7 0 0	340	313	325	326	337	350	346	354	353	357	365
5 8 6 8	320	294	302	310	315	335	325	354	333	344	351
5 0 0 0	304	269	281	295	292	321	303	337	314	331	339
6 1 0 0	286	254	275	282	277	306	290	323	305	325	327
6 2 0 0	283	232	271	266	267	302	287	318	305	323	326
6 3 0 0	256	207	259	257	243	290	278	304	299	319	318
6 5 0 0	229	189	222	220	206	277	277	277	277	277	277

Tabela IV-1 Matriz das Larguras Equivalentes.

	O5V	B0V	B5V	A0V	A5V	F0V	F0III	F5V	F5I II	GOV	G0III	G5V
3 6 3 2	0.0	0.0	0.0	0.5	1.0	1.5	1.5	2.0	2.0	2.5	2.5	3.0
3 8 3 2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	10.0	10.0	25.0	35.0	40.0
3 8 8 9	3.0	4.0	7.5	10.0	10.5	8.5	8.5	6.5	6.5	5.0	5.0	5.0
3 9 3 3	0.0	0.0	0.0	1.0	5.0	8.0	6.0	11.0	9.0	15.0	12.0	18.0
3 9 7 0	3.0	2.5	7.0	11.5	15.0	12.0	12.0	10.0	10.0	11.0	11.0	12.5
4 1 0 1	3.5	3.0	8.5	13.0	13.5	8.5	8.5	5.0	5.0	3.0	3.0	2.0
4 3 0 0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	1.5	1.5	5.0	5.0	9.5	9.5	13.0
4 3 4 0	1.0	4.0	7.5	11.0	13.5	7.5	7.5	5.0	5.0	3.5	3.5	3.0
4 3 8 4	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	1.0	0.5	2.0	1.0	3.0
4 5 9 2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
4 6 5 8	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
5 1 7 5	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	2.0	0.0	3.5	0.0	5.5
5 2 7 0 *	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	1.5	0.5	1.5	0.5	1.5	0.5	2.0
5 8 9 1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	1.5	0.0	3.0
6 1 6 1 *	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.5	0.0	1.5

* Obtidas de Pritchard (1977).

O método consistiu em achar uma correlação entre o valor W Pritchard e o valor W da largura equivalente para linhas com o mesmo comportamento. Esta correlação foi aplicada depois às linhas λ 5270 e λ 6161.

Tabela IV-2

	65V	65III	K0V	K0III	K5V	K5III	M0V	M0III	M5V	M5III
3 5 0 0	248	198	180	139	108	63	51	22	57	15
3 6 3 4	250	200	210	148	113	67	55	25	64	21
3 7 0 3	286	235	225	155	116	72	62	32	71	22
3 8 4 6	287	240	230	162	121	76	67	35	77	28
3 9 0 6	290	254	235	170	125	81	73	40	84	30
3 9 6 8	300	260	240	185	130	90	94	59	100	60
4 0 5 0	330	268	246	197	139	100	101	68	115	75
4 1 6 7	330	275	250	200	145	112	105	77	106	88
4 3 0 0	327	292	261	239	186	159	142	123	133	115
4 4 0 0	372	328	308	282	231	198	180	160	180	146
4 5 0 0	402	457	360	323	290	252	245	212	234	186
4 6 7 3	401	425	360	341	301	262	259	232	253	221
4 9 0 0	398	382	362	364	315	322	277	258	278	266
5 0 0 0	390	376	358	354	274	308	243	261	242	248
5 1 2 7	373	370	337	350	280	300	255	273	270	317
5 3 6 0	383	381	378	378	374	376	360	377	380	380
5 5 5 6	377	380	377	396	408	398	405	386	385	345
5 7 0 0	371	377	348	402	425	413	455	425	452	406
5 8 6 8	361	369	369	401	445	425	470	455	444	403
6 0 0 0	351	362	390	400	465	438	487	487	434	400
6 1 0 0	342	350	380	387	443	432	425	469	433	442
6 2 0 0	335	347	380	384	434	417	450	425	350	295
6 3 0 0	325	338	377	373	442	423	481	481	464	472
6 5 0 0	308	337	376	371	457	426	526	526	594	579

Contínuos
Estelares

HD 11695

HD 225213

HD 196917

HD 202560

HD 1187

HD 154363

HD 196171

HD 165341

HD 36079

HD 206309

Tabela IV-2

	G5III	K0V	K0III	K5V	K5III	M0V	M0III	M5V	M5III	K0III	K5III	M0III	M5III
3 6 3 2	3.0	4.0	4.0	4.5	4.5	3.5	3.5	2.5	2.5	4.0	4.5	3.5	2.5
3 8 3 2	50.0	50.0	65.0	50.0	55.0	25.0	50.0	12.0	40.0	65.0	55.0	50.0	40.0
3 8 8 9	5.0	6.0	6.0	6.0	6.0	2.5	2.5	0.0	0.0	6.0	6.0	2.5	0.0
3 9 3 3	16.0	19.0	19.0	16.0	23.0	9.0	17.0	0.0	14.0	19.0	23.0	17.0	14.0
3 9 7 0	12.5	13.5	14.5	14.0	17.0	7.5	12.5	0.0	16.0	14.5	17.0	12.5	16.0
4 1 0 1	2.0	1.5	1.5	3.0	3.0	3.0	3.0	3.0	3.0	1.5	3.0	3.0	3.0
4 3 0 0	13.0	13.5	13.5	12.0	12.0	10.0	10.0	8.0	8.0	13.5	12.0	10.0	8.0
4 3 4 0	3.0	2.0	2.0	1.5	1.5	1.0	1.0	0.5	0.5	2.0	1.5	1.0	0.5
4 3 8 4	1.5	4.0	3.0	5.0	4.0	4.5	3.5	1.5	3.0	3.0	4.0	3.5	3.0
4 5 9 2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.5	0.5	10.0	10.0	0.0	0.0	0.0	10.0
4 6 5 8	0.0	0.0	0.0	5.0	5.0	11.0	11.0	26.0	26.0	0.0	5.0	6.0	14.0
5 1 7 5	1.5	7.0	3.0	9.5	5.0	11.0	7.0	13.0	8.5	5.0	8.5	12.0	15.0
5 2 7 0 *	1.0	3.0	1.5	3.5	2.0	4.0	2.0	2.0	3.0	3.5	5.0	3.0	3.0
5 8 9 1	0.0	5.0	1.5	7.5	3.0	11.0	5.5	14.5	8.5	5.0	7.5	11.0	14.5
6 1 6 1 *	1.0	2.0	1.5	1.5	1.0	1.0	0.5	1.0	0.5	2.0	1.5	1.0	0.5

* Obtidas de Pritchard (1977).

O método consistiu em achar uma correlação entre o valor W Pritchard e o valor W da largura equivalente para linhas com o mesmo comprimento. Esta correlação foi aplicada depois às linhas λ 5270 e λ 6161.

Tabela IV-3

Massas, Luminosidades, Magnitudes Absolutas e função de luminosidade dos diferentes grupos estelares.

	O5V	B0V	B5V	A0V	A5V	F0V	F5V	G0V	G5V	K0V	K5V
Log (M/M _o)	+1.6	1.25	0.81	0.51	0.32	0.23	0.23	0.11	0.11	0.04	0.4 **
Log (L/L _o)	5.7	4.3	2.9	1.9	1.3	0.8	0.8	0.1	0.1	0.1	1.5 **
M _v	-5.8	-4.1	-1.1	+0.7	+2.0	+2.6	1.5	3.4	1.3	4.4	1.1 **
φ(M _v) S.P	1.5(-5)	1.1(-4)	9(-3)	1.4(-1)	3.6(-1)	7.4(-1)		2.2		10	18.1

Obs: **Allen Ap. Quantities

Cont.....

Cont....

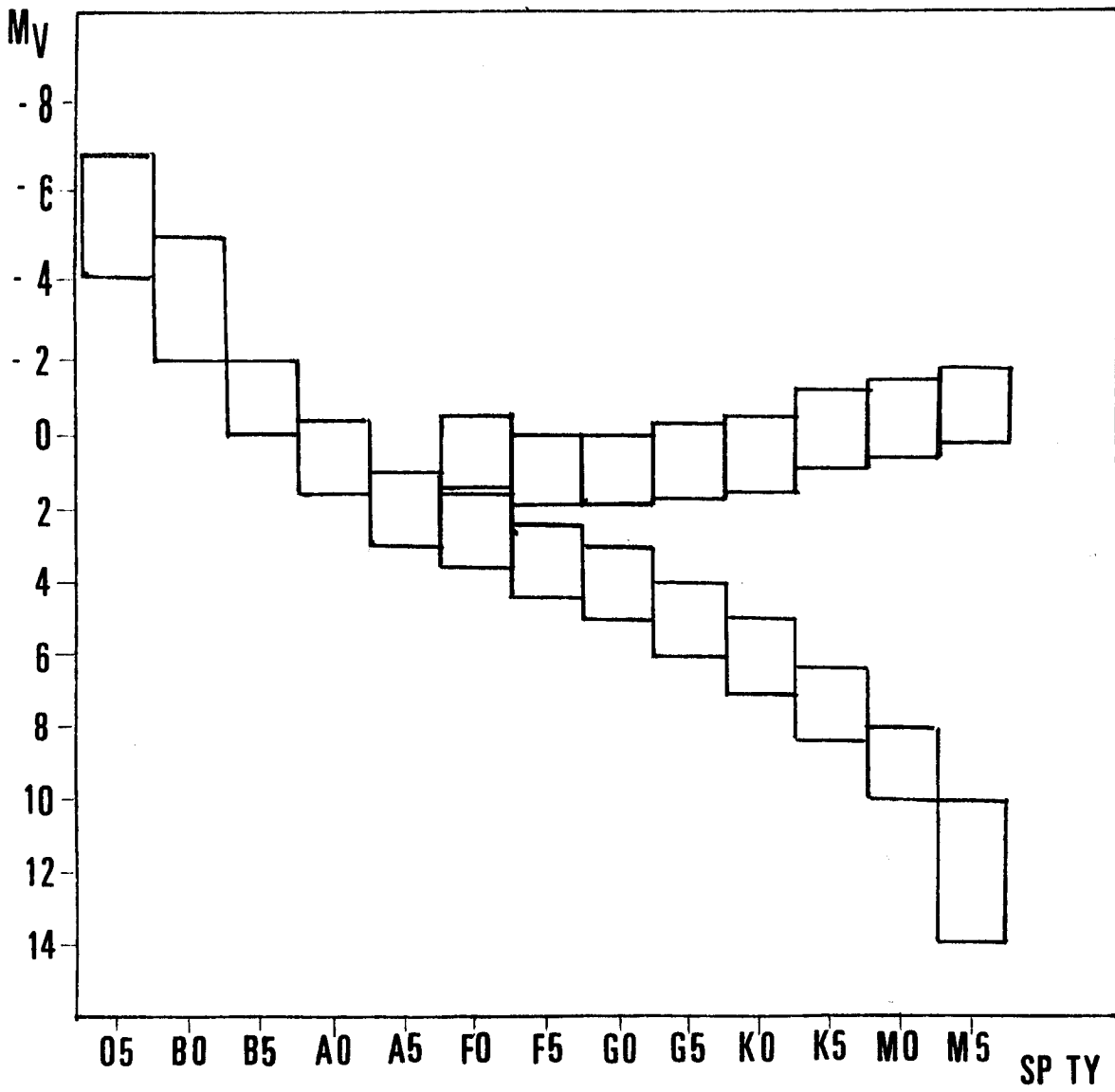
Log (M/M _o)	-0.03	0.5	-0.11	0.6	-0.16	+0.7	-0.33	0.8	-0.67	0.9
Log (L/L _o)	-0.1	1.7	-0.4	1.9	-0.8	2.3	-1.2	2.6	-2.1	3.0
M _v	5.1	0.7	5.9	0.5	7.3	-0.2	9.0	-0.4	11.8	-0.8
φ(M _v) S.P	18.1	20	24	32	55					

CONTÍNUOS ESTELARES: * entre 4000 Å e 6500 Å Willstrop, E.V. (1965).

* entre 3500 Å e 4000 Å obtidos de Kurucz sob a suposição de que $(\frac{F_{\lambda}}{F_{4500}})w = (\frac{F_{\lambda}}{F_{4500}})k$.

* a influência da banda G em 4300 Å foi descontada interpolando os valores do contínuo adjacente.
* a influência das linhas, nos contínuos com $\lambda < 4000$ Å, foi corrigida pelo fator de bloqueio Kurucz (1979).

GRUPOS ESTELARES



V - ANÁLISE DOS DADOS E CONCLUSÕES

V-1 Análise dos Dados

O algoritmo descrito no capítulo IV foi programado e depois processado com o computador Burroughs B6700 do CPD da Universidade Federal do Rio Grande do Sul.

Os dados finais obtidos são apresentados nas tabelas V-1-a-i. Para cada objeto são dados:

A temperatura (TK) e a proporção (M) com que contribui o gás quente, se a radiação estelar tem este tipo de contribuição. No caso da contribuição de radiação ser não térmica são dados o índice espectral (N) e a contribuição da mesma (M). Fórmulas (IV-37) e (IV-39).

Para cada um dos 25 tipos espectrais são fornecidas as proporções da contribuição em $\lambda 5360 \text{ \AA}$ e o número relativo de estrelas que essa contribuição representa (fórmula IV-16). O número total de estrelas é relativo e não representa a massa real dos núcleos. Ele é fornecido por ser um valor independente do comprimento de onda.

Para o intervalo $3000 \text{ \AA} \leq \lambda \leq 6400 \text{ \AA}$, são fornecidas as magnitudes monocromáticas relativas (fórmula IV-24).

São fornecidas no sistema UBV:

- as cores teóricas da população estelar, mais a contribuição do gás quente ou não térmica se houver (fórmula IV-28);
- o avermelhamento, obtido da comparação das cores teó

que são compatíveis com a posição das observações e com a seta de avermelhamento no diagrama (U-B) vs (B-V) (figura V-1). A título de exemplo mostramos nas tabelas V-1 dois modelos para o núcleo de tipo Seyfert de NGC 3783 e de tipo normal NGC 5643.

No caso do núcleo Seyfert duas populações estelares diferentes, superpostas à radiação térmica e não térmica, respectivamente, satisfazem às condições anteriores aproximadamente com a mesma precisão. Em relação ao ponto de retorno mais novo (turn off point, TOP), ambos modelos predizem a existência de uma formação muito recente de estrelas (TOP entre B0V e B5V).

No caso da galáxia normal NGC 5643, uma das soluções apresentadas tem TOP muito recente (B0V) enquanto que na outra o TOP é bem mais tardio (A5V). A localização no diagrama (U-B) vs (B-V) (fig V-1), permite selecionar o modelo com TOP em A5V como o mais viável.

Outro aspecto que é necessário salientar em relação ao método de cálculo é que para todos os modelos computados ele distribui as estrelas gigantes de tal forma que a contribuição percentual em $\lambda 5360 \text{ \AA}$ é a mesma para todos os grupos estelares. O número de estrelas resultantes é então decrescente em função do tipo espectral. Podemos dizer que estes resultados são coincidentes com os modelos calculados por Pritchett (1977) para algumas galáxias espirais do hemisfério norte usando condições de vínculo para o ramo das subgigantes e das gigantes, entre G0IV e M0II (o grupo G0IV de Pritchett é equivalente ao nosso G0III). No momento não podemos dizer se nosso resultado sobre a contribuição das gigantes em $\lambda 5360 \text{ \AA}$ se deve a uma limitação do programa ou se é uma propriedade da formação e da evolução estelar.

ricas com as observadas com o diafragma de 6 seg de arco (tabela II-1), corrigidas por absorção da Via Láctea, por avermelhamento Doppler e por absorção interna no sistema halo-disco da própria galáxia;

- a absorção visual AV (fórmula IV-35).

Salientamos de novo que os valores AV e E(B-V) são obtidos em forma independente um do outro.

O valor fornecido da relação massa-luminosidade corresponde unicamente à componente estelar. Esta relação se obtém da fórmula (IV-40) e dos valores da massa e luminosidade das estrelas individuais (tabela IV-3).

Finalmente, são fornecidas a relação entre as linhas H e K do Cálcio, as larguras equivalentes correspondentes às linhas de absorção sintetizadas (fórmula IV-22) e as explosões de formação de estrelas (fórmula IV-43'). A ordem nesta tabela das linhas sintetizadas é a mesma que nas Tabelas III-2-a-b: FeI, Mg+H9, H8, KCaII, H+H_ε, H_δ, Banda G, FeI, CaI+FeI, FeI, banda Swan, MgI, Fe(+CaI), D(Na), MgI e CaI(+FeI).

V-2 Propriedades dos Modelos Computados

Dentre os modelos computados que satisfazem as condições de otimização do método de programação não linear que foi aplicado ao conjunto de equações (IV-9.-12,-17,-20), ainda podemos selecionar aqueles que satisfazem a seguinte condição:

$$AV = 3 E(B-V)$$

Pensamos que, pela importância das suas implicações, este fato merece uma investigação mais profunda.

Em relação à presença de estrelas supermetálicas, interpretamos que se o número de estrelas supermetálicas é igual ao das normais, a metalicidade do núcleo é normal. Se esses números não são iguais, o resultado pode ser interpretado como um afastamento da metalicidade normal. Dentre os objetos estudados, NGC 3783 apresenta uma deficiência de estrelas KOIII e K5III SMR e o núcleo peculiar da NGC 1097 apresenta um excesso de estrelas MOIII metálicas. O conjunto das observações parece ser pouco sensível à metalicidade, e possivelmente é necessário medir índices específicos para obter informações sobre este parâmetro (Pritchett, 1977; Cowley et al., 1982; Crampton et al., 1982).

V-3 A Relação Teórica das Linhas do Cálcio II

Considerando o conjunto das galáxias, a relação das linhas do Cálcio II apresenta muito menos dispersão entre os valores calculados do que entre os observados. Este fato se deve à influência da linha H_{ϵ} do hidrogênio que aparece superposta à linha H do CaII nos espectros observados. A presença de estrelas do tipo A e F, com forte absorção do hidrogênio tende a aumentar esta relação enquanto que a presença de gás em emissão tende a diminuir a mesma. As razões calculadas são:

Normais	$1.0 \leq \text{HCaII/KCaII} \leq 1.5$	(Tipo G8 - F4)
Peculiares	$1.5 \leq \text{HCaII/KCaII} \leq 2.2$	(Tipo F4 - A4)
Seyfert	$2.0 \leq \text{HCaII/KCaII} \leq 2.1$	(Tipo F0 - A4)

Os tipos são obtidos de Talent (1982). Andriolat et al (1971) sustentam que os núcleos das Seyfert NGC 1068, 3516 e 4151 são de tipo K e M, e os seus modelos não predizem a existência de uma formação recente de estrelas. Eles acham que estes núcleos não são de tipo F como os caracterizou Karl Seyfert (1943). Pela razão das linhas H e K do Cálcio, nós achamos que os núcleos Seyfert são de tipo jovem. Este fato é perfeitamente compatível com a existência de um TOP mais recente como se vê em nossos modelos.

V-4 Explosões de Formação de Estrelas

Este é um resultado muito importante nos modelos desenvolvidos. Todos os detalhes das explosões de formação de estrelas estão mostrados na figura V-2.

Os TOP mais recentes dos núcleos normais, peculiares e Seyfert estão entre A5V e F0V, B5V e A5V e entre B0V e B5V respectivamente.

A existência de um ciclo recente de formação de estrelas num núcleo Seyfert foi sugerido por Pacheco e Souza para o bojo central da NGC 1068, para explicar a diferença de cor entre o bojo e o disco. A explosão sugerida por estes autores (há aproximadamente 10^9 anos) não é tão recente como as encontradas

no presente trabalho para o mesmo tipo de objetos, porém sua base observacional é apenas a fotometria UBV. Recentemente Weedman (1983) sugeriu que os núcleos Seyfert são objetos com uma explosão com idade da ordem de 10^7 anos de formação de estrelas ("Star-burst Galaxies"). Em relação à idade do último ciclo de formação de estrelas nos núcleos peculiares, nossos resultados coincidem com os obtidos por Alloin e Kunth (1979) a partir do estudo de outros objetos com a mesma característica.

O núcleo normal da NGC 6699 apresenta indícios de uma pequeníssima atividade de formação de estrelas com TOP em A0V. Este fato, junto com a inexistência de linhas de emissão, é talvez um indicador do esgotamento do gás na sua região nuclear.

Todos os objetos em estudo apresentam mais dois ciclos de formação de estrelas além da explosão mais recente. Eles têm TOP em torno de G0V e M5V, respectivamente. Em NGC 6699 o TOP do meio localiza-se por volta do tipo espectral K0V.

A intensidade relativa das explosões de formação com TOP próximo a G0V é aproximadamente a mesma para todos os objetos; enquanto que a intensidade relativa da primeira explosão de formação de estrelas apresenta valores muito grandes para o núcleo normal de NGC 5643, peculiar de NGC 1097 e Seyfert de IC 4329A, com o $X_{\lambda_0, M5V}^C / X_{\lambda_0, M5V}^S = 2.05, 5.04$ e 7.8 , respectivamente. Para os outros objetos este primeiro ciclo tem uma importância relativamente pequena (fórmula IV-43').

V-5 Absorção Interna dos Núcleos

O gráfico V-3-a apresenta o contínuo observado, e o V-3-b o contínuo corrigido pelo avermelhamento devido à absorção na Via Láctea, ao efeito Doppler de recessão e à absorção interna no sistema halo-disco da própria galáxia. Finalmente, o gráfico V-3-c mostra os contínuos tais como seriam se a relação H_α/H_β fosse produzida por avermelhamento normal, supondo que o seu valor real correspondesse ao caso B de Baker e Mentzel ($H_\alpha/H_\beta = 2.85$). Os valores usados nestes gráficos são os da tabela III-1-a,-i.

Em geral parece que a correção pela relação H_α/H_β funciona muito bem para os núcleos Seyfert, pois a coincidência global dos espectros depois dela ser aplicada é quase total.

Qualitativamente só no caso de NGC 2997 é que a correção pela relação $H_\alpha/H_\beta = 10$ parece apresentar algum problema, pois o contínuo assim corrigido aparece com um incremento muito grande em relação aos outros dois núcleos peculiares na região do azul e ultravioleta. Como a linha H_γ não pode ser observada em NGC 2997, não podemos decidir se a relação H_α/H_β observada tem esse valor devido a uma absorção anômala. A simples observação do gráfico V-3-c levanta dúvidas sobre o uso generalizado e irrestrito da relação H_α/H_β como indicador de avermelhamento normal.

Uma forma de controlar estes valores é através dos cálculos de absorção visual (AV) e do avermelhamento $E(B-V)$ obtidos das relações do capítulo IV, os quais aparecem nas tabelas

las V-1-a,-k. Como foi dito no parágrafo V-2, estes valores são obtidos de forma independente um do outro, não têm porque coincidir com as absorções obtidas das relações H_{α}/H_{β} . De fato, a relação H_{α}/H_{β} observada (se suposta ser produzida por absorção normal) depende da distribuição relativa do material absorvente em relação ao gás ionizado, enquanto que os valores AV e E(B-V) obtidos do algoritmo do capítulo IV dependem da distribuição do material absorvente em relação às estrelas. No caso de regiões HII é bem conhecido que as associações ionizantes ocupam um volume menor do que o gás ionizado, e portanto a tendência seria que as estrelas fossem mais absorvidas que o gás (Dottori, 1981). No caso dos núcleos peculiares de estrutura complexa, esta afirmação é arriscada, já que existe uma componente estelar externa em relação às regiões HII observadas. Nos núcleos Seyfert também a afirmação é difícil já que não se conhece a natureza da fonte ionizante, e menos ainda a sua posição em relação à componente estelar.

Face o discutido, admitimos que a absorção deduzida com o nosso algoritmo tenderia mais a mostrar as propriedades do conteúdo de pó do núcleo, pois as medidas do contínuo não estão expostas à influência de absorções anômalas.

Em relação à absorção do núcleo da NGC 2997, a figura V-1 mostra que ela é pequena se comparada com o valor deduzido da relação H_{α}/H_{β} , indicando que esta relação pode estar sofrendo a influência de absorção anômala (como autoabsorção na linha H_{β}).

Da figura V-1 inferimos então que a absorção média dos núcleos Seyfert (considerando que NGC 3783 tem radiação não tér-

mica) é maior do que nos núcleos peculiares, enquanto que os núcleos normais apresentam pouca ou nenhuma absorção interna:

$0 \leq AV \leq 0.92$	Normais
$0.4 \leq AV \leq 1.6$	Peculiares
$2.0 \leq AV \leq 4.2$	Seyfert

Salientamos que por causa da absorção a discussão que se pode fazer das propriedades físicas de núcleos de galáxias ba seando-se sô nas cores UBV, como foi feito no capítulo II, é ne cessariamente deficiente, pois os núcleos do tipo Seyfert, e os peculiares em menor medida, tem uma população estelar muito, mais jovem da que se poderia inferir dos gráficos do capítulo II, mas a forte absorção desloca os pontos num sentido tal que este fato é mascarado.

V-6 Relação Massa-Luminosidade Visual

Referimos neste parágrafo à relação massa-luminosida de da componente estelar somente salientando que não é considerada a contribuição do gás quente ou da radiação não térmica, no caso de existir luz proveniente destes fenômenos. Os valores des ta relação estão listados nas tabelas V-1-a,k, e foram calculados por meio da fórmula IV-40 e dos valores de massa e luminosidade das estrelas individuais que figuram na tabela III-3.

Os valores obtidos podem se agrupar da seguinte maneira:

$0.4 \leq M/L \leq 1.7$	Núcleos Normais
$0.5 \leq M/L \leq 1.4$	Núcleos Peculiares
$0.2 \leq M/L \leq 2.0$	Núcleos Seyfert

Os valores do limite superior são compatíveis com os obtidos por Pritchett (1977) para nove galáxias com e sem contribuição de gás quente ($1 \leq M/L \leq 2$). Williams achou os valores de 1.0 e 0.6 para M51 e M32, respectivamente.

V-7 Conclusões

1ª - O algoritmo desenvolvido neste trabalho, junto com os métodos matemáticos da programação não linear vinculada, parece ser uma ferramenta eficaz para estudar a radiação composta proveniente de núcleos de galáxias.

2ª - Todos os núcleos estudados mostram a existência de três ciclos de formação de estrelas. Os TOP das duas explosões mais velhas estão localizados em torno de G0V e de M5V.

3ª - A explosão mais recente de formação de estrelas apresenta TOP bem diferenciados entre os três tipos de objetos estudados. Nas galáxias Seyfert o TOP está localizado entre 6×10^6 e 1×10^7 anos; nos núcleos peculiares, entre 2×10^7 e 1×10^8 anos, e nos normais ele é mais velho do que 10^8 anos.

4 - A ordenada da figura V-2, que representa o valor da fórmula IV-43, e que deveria ser constante entre dois TOP sucessivos, apresenta um decréscimo na direção dos tipos estelares mais tardios, indicando as seguintes possibilidades:

a) A formação do conjunto das estrelas menos massivas não é instantânea em relação ao tempo entre dois ciclos sucessivos de formação de estrelas, sendo interrompida pela nova explosão de formação;

b) A lei de distribuição de massas em cada etapa de formação de estrelas não é a de Salpeter, mas apresenta um valor de x menor do que o desta lei (ver fórmula IV-13).

59 - A relação teórica entre as linhas H e K do Cálcio mostram uma clara diferença entre a classificação espectral dos três tipos de núcleos, sendo os Seyferts os mais jovens, seguidos dos peculiares e dos normais.

69 - A absorção deduzida pelo algoritmo do capítulo IV cresce no sentido núcleos normais-peculiares-Seyfert.

79 - A relação massa-luminosidade dos núcleos Seyfert mostra uma maior dispersão do que os normais e peculiares.

TABELAS V - 1

MODELOS TEÓRICOS DOS NÚCLEOS ESTUDADOS

NGC 5530 (NUCLEO NORMAL)
 RADIAÇÃO ESTELAR + TÉRMICA (TK= 0.00)

TIPO	% (5360A)	NO ESTR.	TIPO	% (5360A)	NO ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0III	0.0421	0.433E+07
B05	0.0000	0.	F5III	0.0421	0.360E+07
B5V	0.0000	0.	G0III	0.0421	0.300E+07
B05	0.0000	0.	G5III	0.0421	0.209E+07
B5V	0.2027	0.131E+08	K0III	0.0421	0.177E+07
F0V	0.0780	0.221E+08	K5III	0.0421	0.933E+06
F5V	0.0678	0.403E+08	M0III	0.0421	0.775E+06
G0V	0.0468	0.700E+08	M5III	0.0421	0.530E+06
G5V	0.0374	0.107E+09	SNR		
K0V	0.0257	0.156E+09	K0III	0.0421	0.177E+07
K5V	0.0094	0.208E+09	K5III	0.0421	0.933E+06
M0V	0.0041	0.449E+09	M0III	0.0421	0.775E+06
M5V	0.0231	0.320E+10	M5III	0.0421	0.530E+06

CO(A) MAGN. MONOC.

3000	1.59
3200	1.56
3400	1.51
3600	1.46
3800	0.17
4000	0.34
4200	0.43
4400	0.48
4600	0.35
4800	0.31
5000	0.31
5200	0.21
5400	0.00
5600	-0.02
5800	-0.14
6000	-0.20
6200	0.00
6400	-0.41

SIST. UBV

CORES TEÓRICAS
 (U-B) = 0.61
 (B-V) = 0.91
 CORES OBS. CORR.
 (U-B) = 0.93
 (B-V) = 1.02
 AVERMELHAMENTO
 E(U-B) = 0.32
 E(B-V) = 0.11
 ABSORÇÃO VISUAL
 AV = 0.40
 RELAÇÃO M/L
 1.72

HCR/KCR = 1.4

LARGURAS EQUIVALENTES SINTÉTICAS

1.64 8.6 6.5 7.0 10.2 6.4 3.8 5.5 0.95 0.47 1.65 2.71 1.22 2.83 0.51

EXPLOSÕES DE FORMAÇÃO DE ESTRELAS

0.0 0.0 0.0 0.0 0.82 0.83 0.76 0.92 0.91 0.86 0.78 0.66 0.74

NGC 5643 (NUCLEO NORMAL)
 RADIAÇÃO ESTELAR + TÉRMICA (TK=0.5E+05 =0.30)

TIPO	%(5360Å)	Nº ESTR.	TIPO	%(5360Å)	Nº ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0III	0.0296	0.305E+07
B05	0.0000	0.	F5III	0.0296	0.254E+07
B5V	0.0000	0.	G0III	0.0296	0.212E+07
A05	0.0000	0.	G5III	0.0296	0.147E+07
A5V	0.2504	0.162E+08	K0III	0.0296	0.124E+07
F0V	0.0956	0.272E+08	K5III	0.0296	0.657E+06
F5V	0.0832	0.494E+08	M0III	0.0296	0.546E+06
G0V	0.0574	0.859E+08	M5III	0.0296	0.373E+06
G5V	0.0459	0.131E+09	SMR		
K0V	0.0325	0.197E+09	K0III	0.0296	0.124E+07
K5V	0.0115	0.256E+09	K5III	0.0296	0.657E+06
M0V	0.0051	0.561E+09	M0III	0.0296	0.546E+06
M5V	0.0630	0.872E+10	M5III	0.0296	0.373E+06

CO(A) MAGN. MONOC.

3000	0.64
3200	0.61
3400	0.57
3600	0.53
3800	-0.05
4000	0.08
4200	0.16
4400	0.22
4600	0.18
4800	0.16
5000	0.16
5200	0.09
5400	0.00
5600	-0.02
5800	-0.08
6000	-0.12
6200	0.01
6400	-0.27

SIST. UVB

CORES TEÓRICAS
 (U-B)= 0.08
 (B-V)= 0.42
 CORES OBS. CORR.
 (U-B)= 0.17
 (B-V)= 0.31
 AVERMELHAMENTO
 E(U-B)= 0.09
 E(B-V)=-0.11
 ABSORC VISUAL
 AV=DESPREZIVEL
 RELAÇÃO M/L
 0.98

HCA/KCA=1.5

LARGURAS EQUIVALENTES SINTÉTICAS

1.9 8.6 8.1 8.1 12.5 8.4 4.0 7.3 1.0 0.66 2.15 3.2 1.38 3.5 0.59

EXPLOSÕES DE FORMAÇÃO DE ESTRELAS

0.0 0.0 0.0 0.0 1.02 1.01 0.93 1.12 1.12 1.08 0.96 0.83 2.03

NGC 5643 (NUCLEO NORMAL)
 RADIAÇÃO ESTELAR + TÉRMICA (TK=0.2E+05 =0.10)

TIPO	% (5360Å)	Nº ESTR.	TIPO	% (5360Å)	Nº ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0III	0.0045	0.464E+06
B05	0.1104	0.653E+05	F5III	0.0045	0.386E+06
B5V	0.0913	0.851E+06	G0III	0.0045	0.322E+06
A05	0.0899	0.439E+07	G5III	0.0045	0.225E+06
A5V	0.1957	0.126E+08	K0III	0.0045	0.189E+06
F0V	0.0763	0.217E+08	K5III	0.0045	0.100E+06
F5V	0.0722	0.429E+08	M0III	0.0045	0.832E+05
G0V	0.0522	0.781E+08	M5III	0.0045	0.569E+05
G5V	0.0321	0.919E+08	SMR		
K0V	0.0231	0.140E+09	K0III	0.0211	0.883E+06
K5V	0.0088	0.197E+09	K5III	0.0477	0.106E+06
M0V	0.0042	0.667E+09	M0III	0.0045	0.832E+05
M5V	0.0291	0.403E+10	M5III	0.1054	0.133E+05

CO(A) MAGN. MONOC.

3000	-3.76
3200	-3.44
3400	-3.02
3600	-2.65
3800	-1.60
4000	-1.52
4200	-1.28
4400	-1.07
4600	-0.82
4800	-0.54
5000	-0.40
5200	-0.13
5400	0.02
5600	0.14
5800	0.35
6000	0.51
6200	0.69
6400	0.82

SIST. UBV

CORES TEÓRICAS
 (U-B)=-2.15
 (B-V)=-0.67
 CORES OBS. CORR.
 (U-B)= 0.01
 (B-V)= 1.10
 AVERMELHAMENTO
 E(U-B)=+2.16
 E(B-V)=+1.77
 ABSORC VISUAL
 AV=4.66
 RELAÇÃO M/L
 2.50
 HCR/KCR=2.0

LARGURAS EQUIVALENTES SINTÉTICAS

0.77 3.8 7.8 4.5 11.1 8.4 2.2 7.6 0.63 0.65 1.5 3.0 1.2 3.6 0.45

EXPLOSÕES DE FORMAÇÃO DE ESTRELAS

0.0 0.78 0.88 0.83 0.80 0.81 1.02 0.78 0.77 0.74 0.69 0.94

NGC 6693 (NUCLEO NORMAL)
 RADIAÇÃO ESTELAR + TÉRMICA (TK=0.6E+4 =0.02)

TIPO	% (5360A)	NO ESTR.	TIPO	% (5360A)	NO ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0III	0.0020	0.204E+06
B0V	0.0000	0.	F5III	0.0020	0.170E+06
B5V	0.0000	0.	G0III	0.0020	0.142E+06
A0V	0.0010	0.485E+05	G5III	0.0020	0.987E+05
A5V	0.0002	0.123E+05	K0III	0.0020	0.832E+05
F0V	0.2576	0.732E+03	K5III	0.0020	0.433E+05
F5V	0.2476	0.147E+09	M0III	0.0020	0.360E+05
G0V	0.1393	0.209E+09	M5III	0.0020	0.246E+05
G5V	0.1093	0.313E+09	SMR		
K0V	0.0844	0.512E+09	K0III	0.0020	0.820E+05
K5V	0.0328	0.730E+09	K5III	0.0020	0.436E+05
M0V	0.0168	0.186E+09	M0III	0.0020	0.360E+05
M5V	0.0873	0.121E+10	M5III	0.0020	0.246E+05

CO (A) MAGN. MONOC.

3000	0.39
3200	0.32
3400	0.25
3600	0.23
4000	-0.33
4200	-0.30
4400	-0.08
4600	-0.04
4800	-0.01
5000	0.02
5200	0.03
5400	0.01
5600	0.03
5800	0.01
6000	0.01
6200	0.14
6400	-0.06

SISTEMA UVV

CORES TEÓRICAS
 (U-B)=0.03
 (B-V)=0.39
 CORES OBS. CORR.
 (U-B)=0.08
 (B-V)=0.75
 AVERMELHAMENTO
 E(U-B)=0.05
 E(B-V)=0.36
 ABSORÇÃO VISUAL
 AV=0.92

RELAC M/L
 0.38

HCA/KCA=1.0

LARGURAS EQUIVALENTES SINTÉTICAS

2.21 12.7 6.9 11.1 11.2 5.5 5.9 5.0 1.39 0.55 1.73 3.6 1.83 3.2 0.64

EXPLOSÕES DE FORMAÇÃO DE ESTRELAS

0.0 0.0 0.0 0.02 0.01 2.73 2.77 2.73 2.67 2.81 2.73 2.76 2.82

NGC 1097 (NUCLEO PECULIAR)
 RADIACAO ESTELAR + TERMICA (TK=0.2E+05 =0.20)

TIPO	% (5360A)	NO ESTR.	TIPO	% (5360A)	NO ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0III	0.0311	0.320E+07
B05	0.0000	0.	F5III	0.0311	0.266E+07
B5V	0.0000	0.	G0III	0.0311	0.222E+07
A05	0.0000	0.	G5III	0.0311	0.154E+07
A5V	0.1723	0.111E+08	K0III	0.0311	0.130E+07
F0V	0.0661	0.188E+08	K5III	0.0311	0.688E+06
F5V	0.0571	0.339E+08	M0III	0.0311	0.572E+06
G0V	0.0401	0.600E+08	M5III	0.0311	0.391E+06
G5V	0.0321	0.918E+08	SMR		
K0V	0.0220	0.134E+09	K0III	0.0311	0.130E+07
K5V	0.0080	0.179E+09	K5III	0.0311	0.688E+06
M0V	0.0043	0.477E+09	M0III	0.1002	0.184E+07
M5V	0.1563	0.216E+11	M5III	0.0311	0.391E+06

CO(A) MAGN. MONOC.

3000	0.84
3200	0.75
3400	0.66
3600	0.58
3800	0.15
4000	0.31
4200	0.38
4400	0.43
4600	0.32
4800	0.29
5000	0.27
5200	0.16
5400	0.00
5600	-0.03
5800	-0.10
6000	-0.18
6200	0.04
6400	-0.30

SIST. UVB

CORES TEORICAS
 (U-B) = -0.01
 (B-V) = 0.87
 CORES OBS. CORR.
 (U-B) = 0.01
 (B-V) = 1.10
 AVERMELHAMENTO
 E(U-B) = 0.02
 E(B-V) = 0.24
 ABSORC VISUAL
 AV = 0.61
 RELACAO M/L
 0.54

HCA/KCA = 1.45

LARGURAS EQUIVALENTES SINTETICAS

2.11 10.8 8.1 8.5 12.6 8.1 5.0 6.6 1.29 1.44 4.5 5.0 1.68 5.9 0.73

EXPLOSÕES DE FORMACAO DE ESTRELAS

0.0 0.0 0.0 0.0 0.70 0.70 0.64 0.79 0.78 0.73 0.67 0.71 5.04

HGC 2997 (NUCLEO PECULIAR)
RADIACAO ESTELAR + TERMICA (TK=0.1E+5 =0.30)

TIPO	%(5360A)	NO ESTR	TIPO	%(5360A)	NO ESTR.
05V	0.0000	0.	F0III	0.0190	0.196E+07
30V	0.0000	0.	F5III	0.0190	0.153E+07
85V	0.0000	0.	G0III	0.0190	0.136E+07
ADV	0.1215	0.593E+07	G5III	0.0190	0.947E+06
A5V	0.2729	0.176E+08	K0III	0.0190	0.799E+06
F0V	0.0958	0.272E+08	K5III	0.0190	0.422E+06
F5V	0.0875	0.520E+08	M0III	0.0190	0.351E+06
G0V	0.0638	0.956E+08	M5III	0.0190	0.241E+06
G5V	0.0505	0.144E+09	SMR		
K0V	0.0350	0.212E+09	K0III	0.0190	0.799E+06
K5V	0.0117	0.262E+09	K5III	0.0190	0.422E+06
M0V	0.0049	0.547E+09	M0III	0.0190	0.351E+06
M5V	0.0277	0.384E+10	M5III	0.0190	0.240E+06

CO (A)	MAGN. MONOC.	SISTEMA UVV
3000	0.18	CORES TEORICAS
3200	-0.04	(U-B)=-0.55
3400	-0.02	(B-V)= 0.43
3600	-0.34	CORES OBS. CORR.
4000	-0.23	(U-B)=-0.39
4200	-0.12	(B-V)= 0.55
4400	0.02	AVERMELHAMENTO
4600	0.04	E(U-B)=+0.16
4800	0.08	E(B-V)=+0.12
5000	0.09	ABSORC VISUAL
5200	0.07	AV=0.40
5400	0.00	
5600	-0.03	RELAC M/L
5800	-0.04	1.26
6000	-0.03	
6200	0.03	HCA/KCA=1.8
6400	-0.22	

LARGURAS EQUIVALENTES SINTETICAS

1.70 6.1 9.2 7.0 13.3 10.3 3.2 9.0 0.82 0.35 1.20 2.43 1.17 2.56 0.51

EXPLOSÕES DE FORMACAO DE ESTRELAS

0.0 0.0 0.0 1.12 1.11 1.01 0.98 1.25 1.23 1.17 0.98 0.81 0.89

NGC 5236 (NUCLEO PECULIAR)
 RADIAÇÃO ESTELAR + TÉRMICA (TK=0.6E+4 =0.30)

TIPO	%(5360A)	NO ESTR.	TIPO	%(5360A)	NO ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0111	0.0112	0.116E+07
B05	0.0000	0.	F5111	0.0112	0.960E+06
B5V	0.1142	0.106E+07	G0111	0.0112	0.800E+06
A05	0.1225	0.598E+07	G5111	0.0112	0.558E+06
A5V	0.2521	0.163E+08	K0111	0.0112	0.470E+06
F0V	0.0936	0.266E+08	K5111	0.0112	0.249E+06
F5V	0.0895	0.532E+08	M0111	0.0112	0.207E+06
G0V	0.0645	0.966E+08	M5111	0.0112	0.141E+06
G5V	0.0509	0.146E+09	SMR		
K0V	0.0318	0.193E+09	K0111	0.0112	0.470E+06
K5V	0.0110	0.245E+09	K5111	0.0112	0.249E+06
M0V	0.0048	0.535E+09	M0111	0.0112	0.207E+06
M5V	0.0304	0.420E+10	M5111	0.0112	0.141E+06

CO(A) MAGN. MONOC.

3000	-1.26
3200	-1.12
3400	-1.11
3600	-1.11
3800	-0.82
4000	-0.78
4200	-0.65
4400	-0.46
4600	-0.24
4800	-0.14
5000	-0.10
5200	-0.03
5400	0.01
5600	0.02
5800	0.15
6000	0.15
6200	0.18
6400	0.06

SIST. UVU

CORES TEÓRICAS

(U-B)=-0.89

(B-U)=-0.05

CORES OBS. CORR.

(U-B)=-0.45

(B-U)= 0.34

AVERELHAMENTO

E(U-B)= 0.44

E(B-U)= 0.39

ABSORC VISUAL

AV=1.69

RELACAO M/L

1.37

HCA/KCA=2.2

LARGURAS EQUIVALENTES SINTÉTICAS

1.27 4.5 9.0 5.5 12.1 10.1 2.4 9.0 0.63 0.27 0.91 1.95 0.96 2.1 0.42

EXPLOCOES DE FORMAÇÃO DE ESTRELAS

0.0 0.0 1.10 1.13 1.02 0.99 1.00 1.27 1.24 1.06 0.92 0.79 0.98

NGC 1566 (NUCLEO SEYFERT)
RADIACAO ESTELAR + NAO TERMICA (N=-0.7 =0.60)

TIPO	%(5360A)	NO ESTR.	TIPO	%(5360A)	NO ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0III	0.0104	0.107E+07
B05	0.0000	0.	F5III	0.0104	0.893E+06
B5V	0.1159	0.108E+07	G0III	0.0104	0.745E+06
A05	0.1243	0.607E+07	G5III	0.0104	0.519E+06
A5V	0.2553	0.165E+08	K0III	0.0104	0.438E+06
F0V	0.0950	0.270E+08	K5III	0.0104	0.231E+06
F5V	0.0913	0.542E+08	M0III	0.0104	0.192E+05
G0V	0.0655	0.980E+08	M5III	0.0104	0.131E+05
G5V	0.0517	0.148E+09	SMR		
K0V	0.0289	0.176E+09	K0III	0.0104	0.437E+06
K5V	0.0105	0.235E+09	K5III	0.0104	0.231E+07
M0V	0.0049	0.543E+09	M0III	0.0104	0.192E+05
M5V	0.0308	0.427E+10	M5III	0.0104	0.131E+07

CO(A)	MAGN. MONOC.	SIST. UVU
3000	-0.70	CORES TEORICAS
3200	-0.49	(U-B)=-0.26
3400	-0.33	(B-V)= 0.22
3600	-0.22	CORES OBS. CORR.
3800	-0.52	(U-B)= 0.15
4000	-0.49	(B-V)= 0.90
4200	-0.40	AVERMELHAMENTO
4400	-0.28	E(U-B)= 0.41
4600	-0.14	E(B-V)= 0.68
4800	-0.08	ABSORC VISUAL
5000	-0.06	HV=3.22
5200	-0.02	RELACAO M/L
5400	0.01	1.36
5600	0.03	
5800	0.03	HCA/KCA=2.0
6000	0.03	
6200	0.05	
6400	0.00	

LARGURAS EQUIVALENTES SINTETICAS

1.27 4.4 9.1 5.6 12.2 10.3 2.43 9.2 0.62 0.27 0.9 1.93 0.95 2.06 0.41

EXPLOSÕES DE FORMACAO DE ESTRELAS

0.0 0.0 1.11 1.15 1.04 1.01 1.02 1.28 1.26 0.96 0.88 0.80 0.99

NGC 1566 (NUCLEO SEYFERT)
RADIACAO ESTELAR + NAO TERNICA (N=-0.7 H=0.50)

TIPO	%(5360A)	NO ESTR.	TIPO	%(5360A)	NO ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0III	0.0053	0.549E+06
B05	0.1357	0.802E+05	F5III	0.0053	0.456E+06
B5V	0.1085	0.101E+07	G0III	0.0053	0.380E+06
A05	0.1066	0.521E+07	G5III	0.0053	0.265E+06
A5V	0.2326	0.150E+08	K0III	0.0053	0.224E+06
F0V	0.0901	0.256E+08	K5III	0.0053	0.118E+06
F5V	0.0853	0.507E+08	M0III	0.0053	0.982E+05
G0V	0.0611	0.914E+08	M5III	0.0053	0.671E+05
G5V	0.0388	0.111E+09	SNR		
K0V	0.0281	0.170E+09	K0III	0.0053	0.223E+06
K5V	0.0107	0.238E+09	K5III	0.0053	0.118E+06
M0V	0.0050	0.558E+09	M0III	0.0053	0.982E+05
M5V	0.0336	0.466E+10	M5III	0.0053	0.671E+05

CO(A)	MAGN. MONOC.	SIST. UVU
3000	-0.70	CORES TEORICAS
3200	-0.49	(U-B)=-1.83
3400	-0.33	(B-V)= 0.14
3600	-0.22	CORES OBS. CORR.
3800	-0.52	(U-B)= 0.15
4000	-0.49	(B-V)= 0.90
4200	-0.40	AVERMELHAMENTO
4400	-0.28	E(U-B)= 1.89
4600	-0.14	E(B-V)= 0.76
4800	-0.08	ABSORC VISUAL
5000	-0.06	AV=4.15
5200	-0.02	RELACAO M/L
5400	0.01	1.82
5600	0.03	
5800	0.03	HCA/KCA=2.0
6000	0.03	
6200	0.05	
6400	0.00	

LARGURAS EQUIVALENTES SINTETICAS

0.67 2.98 7.5 4.1 9.6 8.2 1.7 7.8 0.43 0.2 0.67 1.43 0.72 1.60 0.31

EXPLOSÕES DE FORMAÇÃO DE ESTRELAS

0.0 0.96 1.04 0.99 0.95 0.95 1.20 0.95 0.94 0.89 0.83 1.08

N 3783
 RADIAÇÃO ESTELAR + NAO TERMICA (N=-1.0 =0.5)

TIPO	Z(5360A)	NO ESTR.	TIPO	Z(5360A)	NO ESTR.
Q5V	0.0000	0.	F0III	0.0046	0.473E+06
R0V	0.1169	0.691E+05	F5III	0.0046	0.393E+06
R5V	0.9398	0.876E+06	G0III	0.0046	0.328E+06
R0V	0.0919	0.449E+07	G5III	0.0046	0.228E+06
R5V	0.1999	0.129E+08	K0III	0.0046	0.297E+07
F0V	0.0779	0.221E+08	K5III	0.0046	0.166E+07
F5V	0.0739	0.439E+08	M0III	0.0046	0.847E+05
G0V	0.0540	0.808E+08	M5III	0.0046	0.579E+05
G5V	0.0330	0.944E+08	SMR		
K0V	0.0240	0.145E+09	K0III	0.0046	0.193E+06
K5V	0.0094	0.209E+09	K5III	0.0046	0.102E+06
M0V	0.0043	0.476E+09	M0III	0.0046	0.847E+05
M5V	0.0290	0.401E+10	M5III	0.0046	0.579E+05
CO(A)	MAGN. MONOCR.		SIST. UVU		

3000	-2.82
3200	-2.51
3400	-2.10
3600	-1.76
3800	-0.86
4000	-0.31
4200	-0.65
4400	-0.51
4600	-0.36
4800	0.21
5000	0.15
5200	0.04
5400	0.00
5600	0.03
5800	0.08
6000	0.10
6200	0.13
6400	0.15

CORES TEORICAS
 (U-B)=-1.78
 (B-V)=-0.05
 CORES OBS. CORR.
 (U-B)=-1.13
 (B-V)= 0.41
 AVERMELHAMENTO
 E(U-B)=0.65
 E(B-V)=0.46
 ABSORC VISUAL
 AV=2.02
 RELAC M/L
 1.96
 HCRII/KCRII=2.1

LARGURAS EQUIVALENTES SINTETICAS

0.82 4.67.8 4.7 10.0 8.2 2.4 7.6 0.66 0.19 0.84 1.8 0.87 1.8 0.48

EXPLOSÕES DE FORMAÇÃO DE ESTRELAS

0.0 0.80 0.90 0.85 0.81 0.83 0.83 1.06 0.80 0.80 0.78 0.70 0.93

N 3783

RADIACAO ESTELAR + TERMICA

(TK=0.6E+04

=0.5)

TIPO	% (5360A)	NO ESTR.	TIPO	% (5360A)	NO ESTR.
050	0.0000	0.	F0111	0.0175	0.180E+07
100	0.0000	0.	F5111	0.0175	0.150E+07
150	0.1038	0.968E+06	G0111	0.0175	0.125E+07
200	0.1113	0.543E+07	G5111	0.0175	0.870E+06
250	0.2232	0.148E+08	K0111	0.0175	0.733E+06
F00	0.0851	0.241E+08	K5111	0.0175	0.388E+06
F50	0.0814	0.484E+08	M0111	0.0175	0.322E+06
G00	0.0599	0.897E+08	M5111	0.0175	0.220E+06
G50	0.0463	0.133E+09	SMR		
K00	0.0309	0.187E+09	K0111	0.0175	0.733E+06
K50	0.0103	0.229E+09	K5111	0.0175	0.388E+06
M00	0.0047	0.518E+09	M0111	0.0175	0.322E+06
M50	0.0271	0.376E+10	M5111	0.0175	0.220E+06
CO(A)	MAGN. MONOCR.		SIST. UBU		

3000	-1.07
3200	-1.07
3400	-1.21
3600	-1.29
3800	-0.49
4000	-0.47
4200	-0.35
4400	-0.20
4600	-0.05
4800	0.01
5000	0.01
5200	0.02
5400	0.00
5600	-0.05
5800	0.11
6000	0.06
6200	0.07
6400	-0.10

CORES TEORICAS
(U-B)=-1.28
(B-U)= 0.23
CORES OBS. CORR.
(U-B)=-1.13
(B-U)= 0.41
AVERMELHAMENTO
E(U-B)=0.15
E(B-U)=0.18
ABSORC VISUAL
AV=1.02

RELAC M/L
1.51

HCAII/KCAII=2.0

LARGURAS EQUIVALENTES SINTETICAS

1.2 4.8 8.1 5.2 11.0 8.9 2.5 7.9 0.6 0.3 1.0 2.0 1.0 2.2 0.4

EXPLOSÕES DE FORMACAO DE ESTRELAS

0.0 0.0 1.0 1.0 0.93 0.90 0.91 1.2 1.1 1.0 0.86 0.77 0.88

IC 4329A
 RADIAÇÃO ESTELAR +NAO TERMICA (N=-0.7 =0.7)

TIPO	% (5360A)	NO ESTR.	TIPO	% (5360A)	NO ESTR.
O5V	0.0000	0.	F0111	0.0202	0.208E+07
B0V	0.0000	0.	F5111	0.0202	0.173E+07
B5V	0.0707	0.659E+06	G0111	0.0202	0.144E+07
B0V	0.0758	0.370E+07	G5111	0.0202	0.101E+07
A5V	0.1566	0.101E+08	K0111	0.0202	0.847E+06
F0V	0.0581	0.165E+08	K5111	0.0202	0.448E+06
F5V	0.0556	0.330E+08	M0111	0.0202	0.372E+06
G0V	0.0404	0.605E+08	M5111	0.0202	0.254E+06
G5V	0.0313	0.897E+08	SAR		
K0V	0.0172	0.104E+09	K0111	0.0202	0.847E+06
K5V	0.0065	0.144E+09	K5111	0.0202	0.448E+06
M0V	0.0030	0.335E+09	M0111	0.0202	0.372E+05
M5V	0.2424	0.336E+10	M5111	0.0202	0.254E+05
CO(A)	MAGN. MONOCR.		SIST. UVV		

3000	-0.53
3200	-0.33
3400	-0.19
3600	-0.10
3800	-0.40
4000	-0.35
4200	-0.27
4400	-0.16
4600	-0.05
4800	-0.02
5000	-0.02
5200	0.00
5400	0.00
5600	0.00
5800	-0.01
6000	-0.01
6200	-0.02
6400	-0.07

CORES TEORICAS
 (U-B)=-0.24
 (B-V)= 0.34
 CORES OBS. CORR.
 (U-B)= 0.18
 (B-V)= 0.81
 AVERMELHAMENTO
 E(U-B)=0.42
 E(B-V)=0.47
 ABSORC VISUAL
 AV=2.79

RELAC M/L
 0.20

HCRII/KCRII=2.0

LARGURAS EQUIVALENTES SINTETICAS

1.47 6.3 8.3 5.7 11.3 9.0 3.5 7.4 0.88 1.73 4.9 4.4 1.34 6.0 0.64

EXPLOSÕES DE FORMAÇÃO DE ESTRELAS

0.0 0.0 0.68 0.70 0.64 0.62 0.79 0.76 0.57 0.54 0.50 7.82

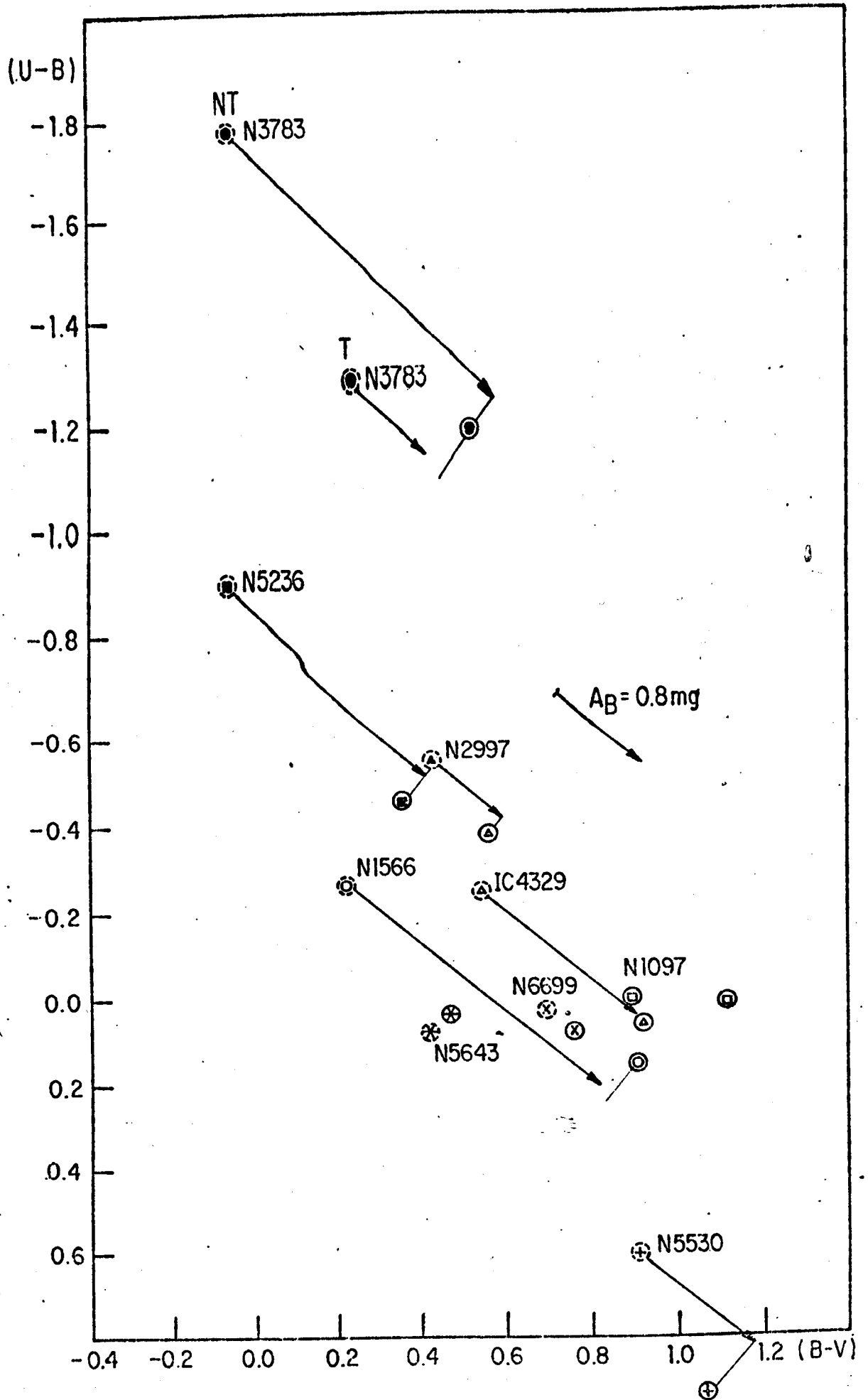


Figura V-1: Observações, círculos cheios;
 Valores Teóricos, círculos pontilhados.
 Foi descontado o efeito das linhas nas cores observadas.

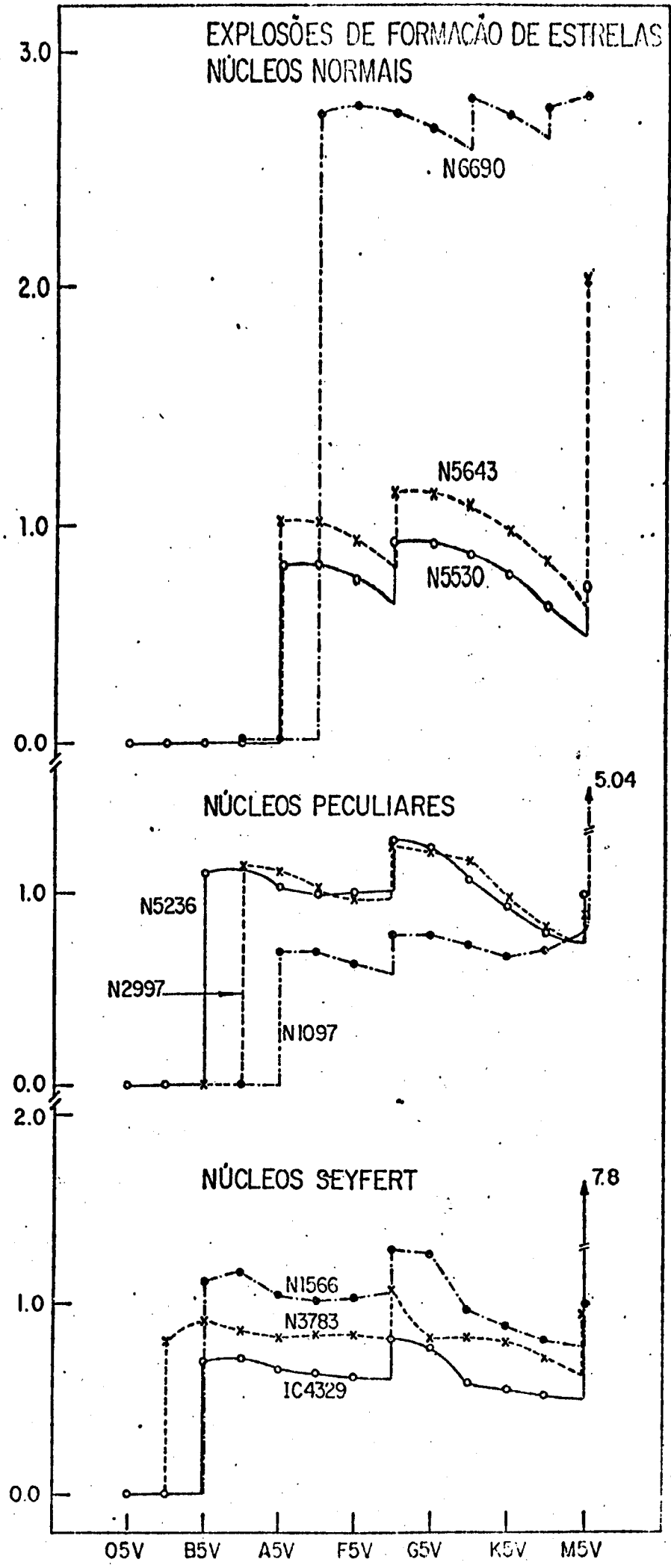


Figura V-2: Os degraus mostram os TOP correspondentes à idade de cada ciclo de formação de estrelas.

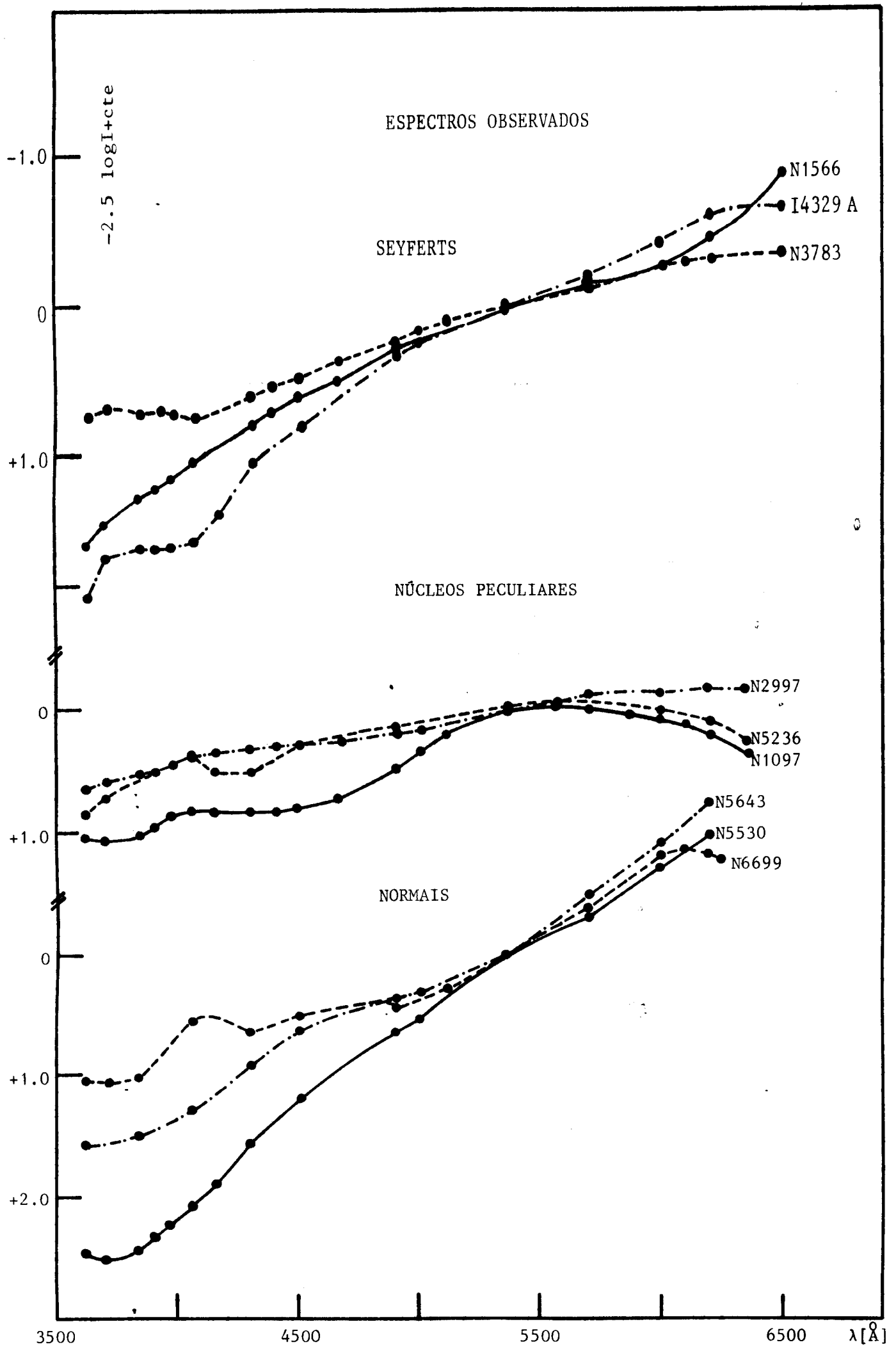


Figura V-3-a

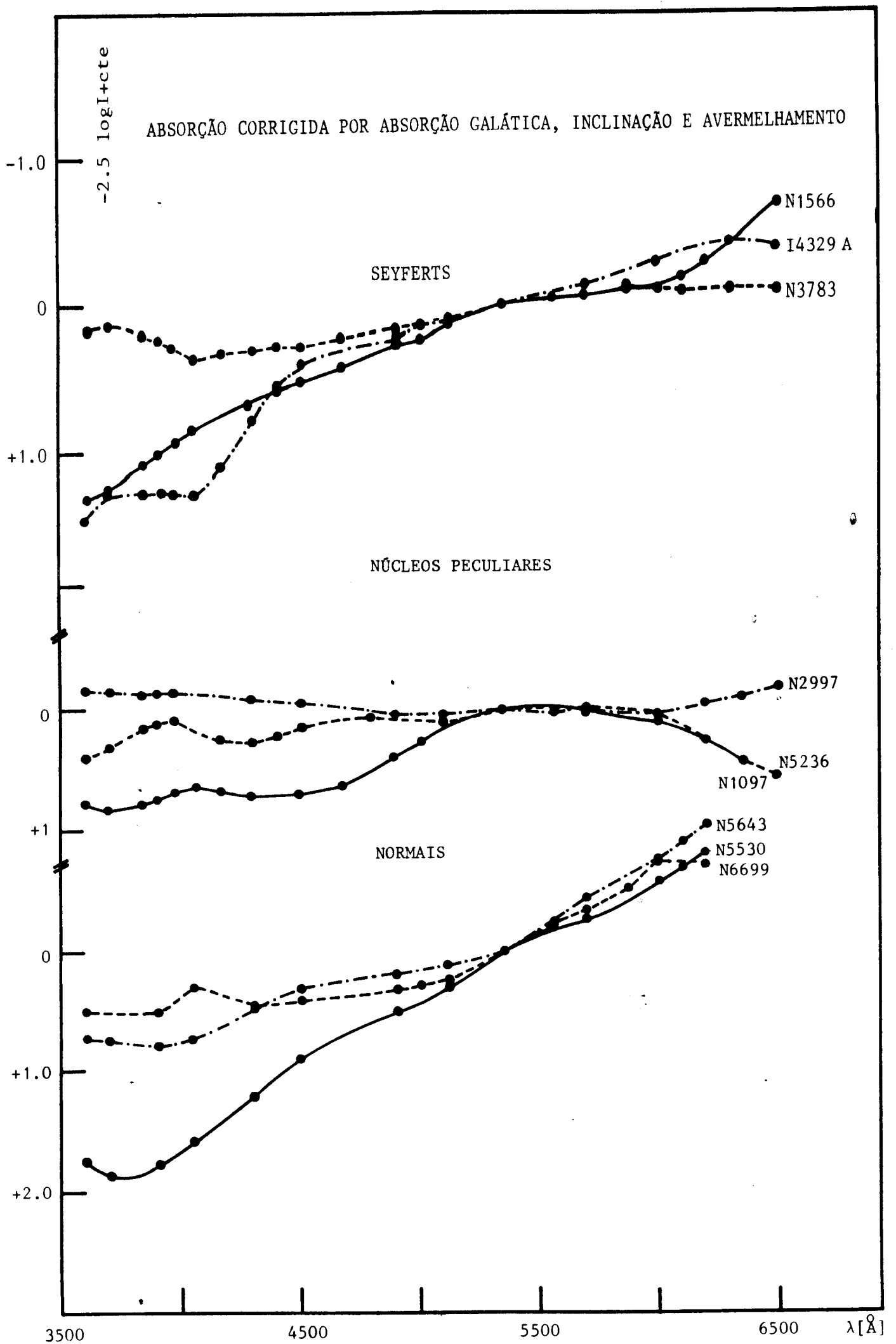


Figura V-3-b

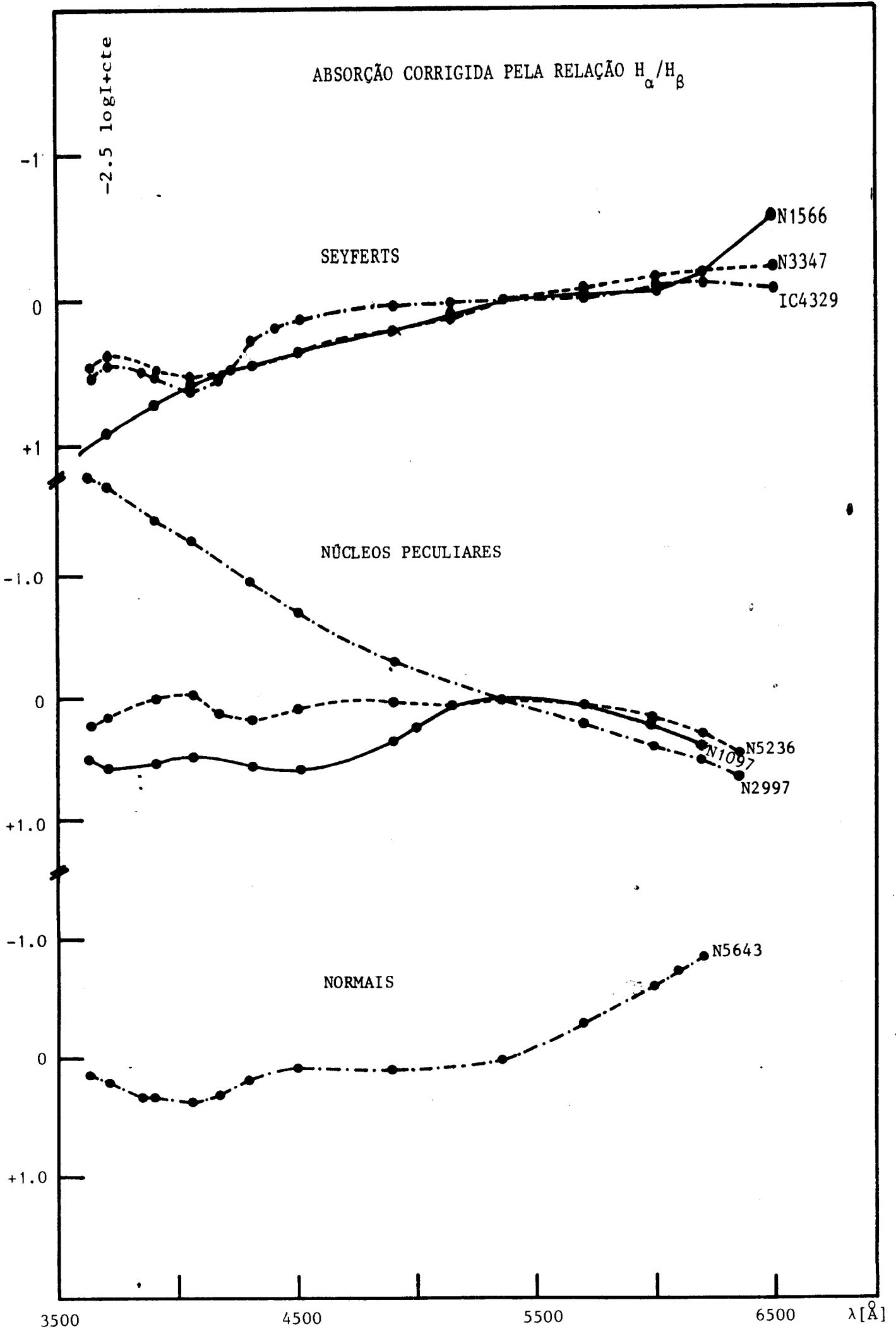


Figura V-3-c

NOTAS BIBLIOGRÁFICAS

- Alcaino, G. 1974, Astr. and Ap. Suppl. 13, 305.
- Alcaino, G. 1976, Astr. and Ap. Suppl. 26, 261.
- Alloin, D., Andrillat, Y., Souffrin, S. 1971, Astr. and Ap. 10, 401.
- Alloin, D. 1973, Astr. and Ap. 27, 433.
- Alloin, D., Kunth, D. 1979, Astr. and Ap. 71, 335.
- Alloin, D., Pellat, D., Fosbury, R.A.F. 1981, M.N.R.A.S. 195, 787.
- Ambartzumian, V. 1958, Theoretical Astrophysics, Pergamon Press, pg. 108.
- Andrillat, Y., Souffrin, S. 1971, Astr. and Ap. 11, 268.
- Andrillat, Y., Souffrin, S. 1972, Astr. and Ap. 19, 405.
- Bergh, S. van den, Henry, R.C. 1962, Publ.D.D.O. 2, 281.
- Boot, J.C. 1964, Quadratic Programming, North Holland Pu.Co., Amsterdam p.186.
- Cowley, A.P., Crampton, D., McClure, R.D. 1982, Ap.J. 263, 1.
- Disney, M.J. 1973, Ap.J.Let. 181, 55.
- Dottori, H.A. 1979, Astr. and Ap. Suppl. 37, 519.
- Dottori, H.A. 1980, Ap. and Sp.Sci. 67, 417.
- Dottori, H.A. 1981, Astr. and Ap. 102, 245.
- Dottori, H.A. 1981B, Ap. and Sp.Sci. 80, 267.
- Dottori, H.A., Pastoriza, M.G., Bica, E.L. 1983, Ap. and Sp.Sci. 91, 99.
- Cousins, A.W.J. 1972, M.N.R.A.S.S. Africa 9, 31.
- Eggen, O.J. 1973, P.A.S.P. 85, 542.

- Eggen, O.J., Sandage, A.R. 1969, Ap.J. 158, 669.
- Faber, S.M. 1972, Astr. and Ap. 20, 361.
- Fiacco, A.V., Mc Comick, G.P. 1968, "Non Linear Programming: Sequential Unconstrained Minimization Techniques", John Wiley Inc., New York.
- Grewing, L., Demoulin, M.H., Burbidge, G.R. 1968, Ap.J. 154, 450.
- Hardie, R.H. 1973, Astronomical Techniques, Vol.II, pg. 178, Stars and Stellar Systems.
- Hooke, R., Jeeves, T.A. 1962, Journal of ACM, vol.8.
- Joly, M. 1974, Astr. and Ap. 37, 57.
- Joly, M. 1974B, Astr. and Ap. 33, 177.
- Joly, M., Andrillat, Y. 1973, Astr. and Ap. 26, 95.
- Keefer, D.L., Gottfried, B.S. 1970, AIIE Transaction II, 4.
- Kron, G.E. 1963 in F.B. Wood (Ed.), "Photoelectric Photometry for amateurs", pg.89.
- Lasker, B.M. 1970, Astr.J. 75, 21.
- Macfarlane, M.J. 1979, Ph.D Dissertation, The University of Texas Publ. in Astr. N^o 15.
- Maeder, A. 1974, Astr. and Ap. 32, 177.
- Martin, W.L., Bingham, R.G. 1970. The Observatory 90, 113.
- McClure, R.D. 1967, Seven-Color Intermediate Band Photometry, Ph.D. Dissertation, University of Toronto.
- McClure, R.D., Bergh, S. van den. 1968, Astr.J. 73, 313.
- McClure, R.D., Cowley, A.P., Crampton, D. 1980, Ap.J. 236, 112.
- McClure, R.D., Cowley, A.P., Crampton, D. 1983, Highlights in Astronomy (in Press).

- Milone, L.A. 1973, Publ.Interna, Obs.Astr. de Córdoba VI.
- Minkowski, R., Wilson, O.C. 1956, Ap. J. 123, 373.
- Moore, E.P. 1968, A Spectroscopy Study of the Stellar Content of Elliptical Galaxies, Ph.D. Dissertation, Univ.of Arizona.
- Morga, W.W., Mayall, N.U. 1957, P.A.S.P. 69, 291.
- O'Connell, R.W. 1982, Ap.J. 275, 89.
- Osmer, P.S., Smith, M.G., Weedman, D.W. 1974A, Ap.J. 189, 187.
- Osmer, P.S., Smith, M.G., Weedman, D.W. 1974B, Ap.J. 192, 279.
- Ostriker, J.P., Ridistone, D.O., Thuan, T.X. 1974 Ap. J. 188, L67.
- Pacheco, de F.J.A. 1975, Rev.Soc. Astr. Bras. 1, 29.
- Pacheco, de F.J.A. 1978, Nice Special Group on Galaxies.
- Pacheco, de F.J.A. 1983, M.N.R.A.S. (em impressão).
- Pastoriza, M.G. 1973, Tesis de Doctorado, IMAF, Univ. Nac.de Córdoba.
- Pastoriza, M.G. 1975, Ap. and Sp. Sci. 33, 173.
- Pastoriza, M.G. 1979, Ap. J. 234, 837.
- Peck, M.L. 1980, Ap. J. 238, 79.
- Peimbert, M., Spinrad, H. 1970, Astr. and Ap. 7, 311.
- Pritchett, C. 1977, Ap. J. Supl. 35, 397.
- Racine, R. 1971, Ap. J. 168, 393.
- Salpeter, E.E. 1955, Ap. J. 121, 161.
- Sandquist, A., Jörsäter, S., Lindbland, P.O. 1982, Astr. and Ap. 110, 336.
- Sérsic, J.L. 1968, Atlas de Galáxias Australes, Obs. Astr. de Córdoba.
- Sérsic, J.L., Calderon, J.H. 1981, Obs. Astr. de Córdoba (preprint).

- Sērsic, J.L., Pastoriza, M.G. 1967, P.A.S.P. 79, 152.
- Schmidt, M. 1963, Ap. J. 137, 758.
- Spinrad, H. 1962, Ap. J. 135, 715.
- Spinrad, H., Taylor, B.J. 1971, Ap. J. Supl. 22, 445.
- Stebbins, J., Whitford, A.E. 1948, Ap. J. 108, 403.
- Talent, D.L. 1982, P.A.S.P. 94, 36.
- Tifft, W.G. 1961, Astr. J. 66, 390.
- Tifft, W.G. 1963, Astr. J. 68, 302.
- Tinsley, B.M. 1972, Astr. and Ap. 20, 383.
- Tull, R.G. 1973, Spectrophotometry of M31, Ph.D. Dissertation,
University of Michigan.
- Vaucouleurs, G. de. 1961, Ap. J. Supl. N^o 48, Vol. V.
- Vaucouleurs, G. de. 1968, Conference on Seyfert Galaxies, pg.121, Tucson.
- Vaucouleurs, G. de, Vaucouleurs, A. de. 1958, Lowell Obs. Bul.
92, 98.
- Vaucouleurs, G. de, Vaucouleurs, A. de. 1959, P.A.S.P. 71, 83.
- Vaucouleurs, G. de, Vaucouleurs, A. de. 1964, Reference Cata-
log of Bright Galaxies (Austin: University of Texas Press).
- Warner, J.W., 1974, Ap. J. 190, 19.
- Weedman, D.W. 1983, Ap. J. 266, 479.
- Wegner, G. 1979, Ap. and Sp. Sci. 60, 15.
- Whipple, F.L. 1935, Harvard Obs. Circ. n^o 404, pl.
- Williams, T.W. 1980, Ap. J. 209, 716.
- Willstrop, R.V. 1965, M.R.A.S. 69, 83.
- Wood, D.B. 1963, Multicolor Photoelectric Photometry of Gal-
axies, Ph. D. Dissertation, University of California.
- Wood, D.B. 1966, Ap. J. 145, 36.
- Wood, D.B. 1969, Ap. J. 74, 177.