

À Lilia,
que nestes últimos
seis anos passamos juntos
no Valongo batalhando para torná-lo
respeita do lá fora e também se dar conta
dos seus méritos, sempre com a
preocupação de nos sentirmos em casa
estando trabalhando, o primeiro
Projeto de Final de Curso
publicado no Observatório
Nacional. Abraços

C. Caretta
07/04/95

Publicação Especial

Nº 02
1995

Estudos dos Aglomerados de Galáxias
A2534 e A2536

César Augusto Caretta

Observatório Nacional
Coordenação de Informática e Documentação
Rua General José Carlos, 77
São Cristóvão
21.251-900 Rio de Janeiro, RJ, Brasil
Tel: (021) 386 2312 Fax: (021) 386 2328
E-mail: (021) 386 2328

INSTITUTO DE PESQUISA E DESENVOLVIMENTO
DE CIÊNCIAS E TECNOLOGIA
AV. BRASÍLIA, 3030 - JARDIM BOTÂNICO
RIO DE JANEIRO, RJ - BRASIL

CNPq
OBSERVATÓRIO NACIONAL
Coordenação de Informação e Documentação
Rua General José Cristino, 77
São Cristovão
20.921-030 Rio de Janeiro, RJ, Brasil
Tel.: (021) 585.3215 Ramal: 285
Telex: (021) 21288
Fax: (021) 580-0332

ESTUDO DOS
AGLOMERADOS DE GALÁXIAS
A2534 E A2536

César Augusto Caretta

Trabalho desenvolvido no Departamento de Astronomia
do Observatório Nacional (ON/CNPq)
submetido ao Departamento de Astronomia (OV)
do Instituto de Geociências
Universidade Federal do Rio de Janeiro
como requisito para a obtenção do grau de
Astrônomo

Orientador

Márcio A. G. Maia

Rio de Janeiro (RJ)

Fevereiro de 1995

A

Meu

Pai

AGRADECIMENTOS

A Marcio Maia pela dedicada orientação e o apoio.

A Elcia pelo amor, a força e a compreensão, sem os quais o trabalho seria muito mais difícil.

A minha mãe e minha irmã que, mesmo estando longe, não deixaram nunca de me apoiar na caminhada que eu escolhi traçar.

Aos meus amigos do Valongo, que tornaram o curso de Astronomia muito mais que apenas um curso de graduação. Não posso deixar de agradecer, especialmente, aos amigos da minha turma: Jonatas, Gian, Hélio e BA (Jorge), e também a Luciana Rios e ao Sandro.

Aos professores do Valongo, por toda a dedicação e por terem se preocupado sempre em que nos sentíssemos em casa estando no Valongo. Àqueles com que estivemos mais frequentemente em contato, Encarnación, Heloísa, José Augusto e Jorge, por todos os momentos de sabedoria e amizade.

Ao pessoal do DAN, por todo o suporte científico e pela ajuda. Ao Christopher pela constante troca de idéias sobre o FOCAS, ao Pellegrini, ao Marcelo Assafin e todos os outros que estiveram sempre dividindo os bons e maus momentos que acompanharam estes anos no ON. Ao Charles e Marcos pelo apoio técnico e suporte nas investidas no IRAF, FOCAS e PDS.

Ao Programa de Bolsas de Iniciação Científica do CNPq pelo suporte financeiro durante o transcorrer deste trabalho.

RESUMO

Apresentamos um método estabelecido para a redução de imagens digitalizadas no PDS 1010A do Observatório Nacional, a partir de placas e cópias de filmes fotográficos obtidos no ESO, visando o estudo de aglomerados de galáxias distantes. Discute-se os procedimentos utilizados na identificação de objetos, classificação, determinação de magnitudes e posições e definição dos aglomerados, a partir da utilização do *software* do pacote FOCAS. Pretende-se com este método estudar os aglomerados Abell da região de Aquarius, que apresenta uma grande densidade superficial destes objetos. O método é aplicado a dois aglomerados, A2534 e A2536, e é feito um estudo da distribuição bidimensional de galáxias na região. Apresentam-se mapas com as posições das galáxias, mapas de contornos de isodensidades e discute-se a presença de subestruturas associadas aos dois aglomerados.

ÍNDICE

I. INTRODUÇÃO	1
II. REDUÇÃO	7
II.A. OS AGLOMERADOS A2534 E A2536	7
II.B. A DIGITALIZAÇÃO	8
II.B.1. Dados Observacionais	8
II.B.2. O Microdensitômetro PDS 1010A	9
II.B.3. Escolha dos Parâmetros de Digitalização	10
II.C. OBTENÇÃO DE IMAGENS EM ESCALA DE INTENSIDADES ..	12
II.C.1. Sensitometria	12
II.C.2. Obtenção e Ajuste da Curva Característica	12
II.C.3. Transformação dos Dados de Densidade para Intensidade ..	13
II.D. DETECÇÃO E CLASSIFICAÇÃO DE OBJETOS COM O FOCAS	15
II.D.1. Catálogos de Objetos	15
II.D.2. A Detecção de Objetos	16
II.D.3. Avaliação de Parâmetros Fotométricos	17
II.D.4. Separação de Estrelas e Galáxias	18
O Classificador Bayesiano	19
O Classificador de Resolução	20
As Regras de Classificação	20
II.D.5. Objetos Interseccionados	22
II.E. CALIBRAÇÃO DE COORDENADAS	22
II.F. CALIBRAÇÃO DE MAGNITUDES	23
III. ANÁLISE	25
III.A. EFICIÊNCIA DO FOCAS	25
III.B. DISTRIBUIÇÃO DE GALÁXIAS	31
III.B.1. ISODENSIDADES	32
III.B.1. MORFOLOGIA DOS AGLOMERADOS	35
IV. CONCLUSÕES	36
REFERÊNCIAS	38



A2534



A2536

I. INTRODUÇÃO

A evolução do pensamento humano sempre esteve ligada à evolução de sua concepção acerca do Universo. Ao passo com que o homem criava tecnologia e remodelava a natureza no que ele chamou *ciência*, o Universo foi se mostrando cada vez mais amplo e complexo. As estrelas deixaram para trás suas posições imutáveis no firmamento para ocuparem seu lugar na Galáxia, onde se movem continuamente sob o domínio da força gravitacional. Ainda estão distantes, mas agora já ao alcance de nossa compreensão. Mas o que parecia ser a maior estrutura que a mente humana podia conceber, a Galáxia, logo se mostrou apenas uma unidade do vastíssimo Cosmo.

Ao que tudo indica o Universo não é homogêneo quanto à distribuição de galáxias. A maior parte delas parece se agregar em estruturas que passaram a ser denominadas *Grupos e Aglomerados de Galáxias*, e estes, por sua vez, em estruturas ainda maiores, os *Superaglomerados de Galáxias*. A descoberta de agrupamentos desse tipo, ditos então, de segunda ordem, levou a formulação de modelos que estendiam esta idéia de aglomeração a ordens cada vez maiores. Levantamentos de velocidades radiais recentes tem, por outro lado, mostrado que em escalas da ordem de dezenas de Mpc, a estrutura é bem mais complexa. Descobriram-se gigantescas paredes de galáxias separando regiões muito menos densas desses objetos (os chamados "*Voids*"), além de filamentos na conexão de paredes e regiões muito densas nas intersecções destes filamentos. Esta estrutura, muitas vezes referida como semelhante a uma "esponja", reflete uma heterogeneidade na distribuição de matéria luminosa em grande escala (da Costa *et al.*, 1988).

O estudo de Superaglomerados de Galáxias tem importantes implicações na análise da Estrutura em Grande Escala do Universo. Como eles são muito provavelmente sistemas não relaxados dinamicamente (West, 1989a), sua morfologia e sua distribuição atual de matéria refletem diretamente os processos que levaram à

sua formação bem como às condições iniciais nas perturbações de densidade primordiais. Além disso, o estudo da dinâmica destas estruturas pode fornecer dados para a estimativa da densidade de matéria em grande escala e, conseqüentemente, colocar limites nas previsões de alguns modelos teóricos ou até nos dar possibilidade de escolher entre os existentes, aqueles que melhor explicam o Universo observado (Geller, 1987).

O primeiro passo no estudo de estruturas em grande escala do Universo é o mapeamento bidimensional dos objetos extragaláticos. Esta abordagem compreende um estudo astrométrico (identificação das posições) e fotométrico (obtenção de magnitudes) desses objetos conforme sua distribuição na esfera celeste. Neste sentido, os primeiros trabalhos procuravam mapear as galáxias em sua distribuição global a partir de placas fotográficas de levantamentos de grandes extensões do céu, construindo catálogos limitados em magnitudes ou diâmetro aparente. Estes limites são estabelecidos com base nos recursos tecnológicos disponíveis, que restringem as observações a objetos mais brilhantes, e o processamento a uma quantidade razoável de dados. Além disso, a presença de um meio interestelar absorvedor, mais opaco nas proximidades do plano galático, impede a completa observação dos objetos, eliminando-os em baixas latitudes galáticas. Entre os principais catálogos clássicos já obtidos desses levantamentos estão os das placas Schmidt do *Palomar Observatory Sky Survey* (POSS), por Zwicky *et al.* (1968), limitado a $\delta > 0^\circ$ e $B(0) \leq 15,7$ e das placas do *European Southern Observatory* (ESO), por Lauberts (1982), limitado em $\delta < -17,5^\circ$ e diâmetro angular aparente em torno de um minuto de arco.

Também a partir das placas do POSS (que cobrem o céu na faixa $-27^\circ < \delta < 90^\circ$) foi retirado o primeiro grande catálogo de aglomerados de galáxias, feito por G. Abell (1958). Neste trabalho Abell catalogou aglomerados que chamou de ricos, definindo-os como sendo aqueles campos que continham pelo menos 50 galáxias com magnitude entre m_3 e $m_3 + 2$, onde m_3 é a magnitude da terceira galáxia mais brilhante, dentro de um raio $R_A = 1,7/z$ minutos de arco (o raio Abell, equivalente a $1,5 h^{-1} Mpc$, h definido à frente), onde $z = (1/c) \Delta\lambda/\lambda$ é o desvio para o vermelho médio do aglomerado, neste caso, estimado. Outra condição, ainda, era que a magnitude fotográfica na banda R da décima galáxia mais brilhante estivesse entre 13,0 e 18,0. Uma versão completa, incluindo os aglomerados do Hemisfério Celeste Sul que não entraram na versão original, e que foram identificados nas placas do *United Kingdom Schmidt Telescope* (UKST), na Austrália, foi apresentada por Abell, Corwin & Olowin em 1989 (ACO). Este catálogo inclui também os aglomerados com população entre 30 e 50 membros, o que o torna praticamente completo até $z \sim 0,2$. Outros catálogos menos abrangentes de aglomerados de galáxias incluem o de Zwicky *et al.* (1961-68) e o de Shectman (1985), este último baseado na análise das contagens de galáxias de Shane & Wirtanen (1967) nas placas do POSS (Bahcall, 1988). Todos estes catálogos, inclusive o de Abell, foram obtidos basicamente por inspeção visual de placas fotográficas e, portanto, sua

confiabilidade é limitada. Grandes levantamentos de galáxias baseadas no uso de máquinas de varredura microfotométrica (microdensitômetros) modernas, como a COSMOS e a APM da Grã-Bretanha e a APS norte-americana, utilizando critérios bem mais objetivos, estão sendo preparados.

O estudo de agrupamentos de aglomerados de galáxias começou com o próprio Abell, em 1961, que propôs uma lista com 17 regiões que apresentavam uma grande densidade superficial de aglomerados de galáxias, as quais ele indicava como possíveis Superaglomerados. Duas destas regiões se encontram na constelação de Aquarius, o SC-16 e o SC-17. O SC-16, centrado em 23^h06^m e -22° é o segundo mais rico campo da lista, compreendendo 26 aglomerados. Outros autores reforçaram a existência desse superaglomerado, embora analisando subamostras limitadas em desvios para o vermelho estimados. É o caso de Batuski & Burns (1985) que incluem a região em sua lista de possíveis superaglomerados com o número SCC-100, e West (1989), em cuja lista a região aparece como o superaglomerado número 7. Como ambas foram resultado de estudos em regiões mais próximas (o primeiro limitado em $z = 0,13$ e o outro em $z = 0,1$), a escala considerada para a área de uma estrutura desse tipo era maior e, no caso, incluíam alguns aglomerados adjacentes aos da lista de Abell.

No mapeamento bidimensional de objetos extragaláticos, algumas das estruturas como as aglomerações proposta por Abell, podem ser apenas aparentes, resultado de um efeito de projeção. A solução desse problema passa, portanto, pelo conhecimento de uma terceira coordenada, a *velocidade radial*. A base desse segundo passo vem do trabalho de E. Hubble que, em 1929, descobriu que o desvio para o vermelho nas linhas do espectro das galáxias estava relacionado com sua distância (r), de tal forma que quanto mais longe de nós elas estão, mais rápido elas se afastam. Isto ocorre porque o Universo se expande continuamente, com uma velocidade:

$$v_H = H_0 r$$

onde $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, é denominada *constante de Hubble* e o h que aparece na sua definição representa a incerteza na sua determinação ($0,5 < h < 1,0$).

Contudo, o conhecimento do desvio para o vermelho do espectro de uma galáxia não implica necessariamente que saberemos sua distância. A velocidade radial, v_r , medida a partir dele não se deve, em geral, apenas à velocidade de recessão da galáxia, mas também à componente radial de uma provável velocidade peculiar, v_p , que ela tenha:

$$v_r = v_H + v_p$$

Essa velocidade peculiar é o resultado do movimento dessa galáxia no potencial gravitacional de sua circunvizinhança. Em certos casos, como o de galáxias

mais próximas, são observadas aproximações (desvios para o azul), indicando que a componente da velocidade peculiar da galáxia na nossa direção é maior que a sua velocidade de recessão cosmológica. Uma motivação extra para o mapeamento de estruturas em grande escala é a determinação do campo de velocidades peculiares da distribuição de galáxias, o que possibilita uma modelagem da densidade de matéria e, conseqüentemente, a avaliação do parâmetro $\Omega = \bar{\rho}/\rho_c$ (onde $\bar{\rho}$ é a densidade média de matéria presente no Universo atual e $\rho_c = 3H_0^2/8\pi G$ é a densidade crítica além da qual a expansão é contida pela força gravitacional).

Dois grandes levantamentos de velocidades radiais foram concluídos nos últimos anos: o *Center for Astrophysics Redshift Survey* (CfARS), cobrindo o Hemisfério Celeste Norte ($\delta > 0^\circ$), e o *Southern Sky Redshift Survey* (SSRS), do Observatório Nacional, cobrindo o Hemisfério Celeste Sul ($\delta < -17,^\circ 5$). O levantamento do CfA é limitado a uma magnitude de 14,5 e o SSRS é limitado em diâmetro aparente, com um limite aproximado de magnitude de $\sim 14,5$ (Huchra *et al.*, 1983, da Costa *et al.*, 1989). Extensões de ambos os levantamentos para magnitudes até 15,5 estão em andamento.

A continuidade do trabalho de mapeamento a distâncias cada vez maiores, tem tomado um rumo mais segmentado que a abordagem descrita acima de mapeamento global. Exemplos desta nova abordagem são o estudo de objetos em determinadas faixas de declinação, ou em cones radiais que atingem profundidades muito maiores, e ainda o estudo de regiões que se destacam como *Voids* ou aglomerados de galáxias. Este fato se justifica pela grande quantidade de tempo de telescópio necessária para estender os levantamentos de velocidades radiais e pelo aumento considerável no número de objetos com a distância.

Nosso objetivo é mapear a região do SC-16, visando verificar a possível existência desse superaglomerado de galáxias e sua relação com o seu vizinho SC-17. A distribuição de aglomerados Abell na região de Aquarius pode ser vista na figura 1, onde os aglomerados do SC-16 estão marcados por (\diamond) e os do SC-17, por (+). Os aglomerados marcados por (\cdot) são da lista mais recente de aglomerados da extensão sul (ACO, 1989). Para conhecermos melhor esta região é necessário tanto um estudo mais completo de cada aglomerado (sua distribuição de galáxias, astrometria e fotometria das galáxias componentes, etc), quanto estender a quantidade de velocidades radiais a valores mais significativos.

Abell estabeleceu para seus aglomerados uma escala de distância de 1 a 6, baseada na magnitude da sua décima galáxia mais brilhante (Abell, 1958). A segunda estimativa de desvio para o vermelho para estes aglomerados, incluindo quase todos os da região do SC-16, foi feita por Leir & van den Bergh (1977), utilizando as magnitudes da primeira e da décima galáxias mais brilhantes. Medidas de velocidades radiais de uma galáxia por aglomerado foram obtidas por Ciardullo *et al.* (1985). Em alguns casos o desvio para o vermelho medido coincide com o grupo de distâncias proposto por Abell ou mesmo com os valores estimados por Leir & van den Bergh, mas na maioria deles (3/4) a diferença é considerável.

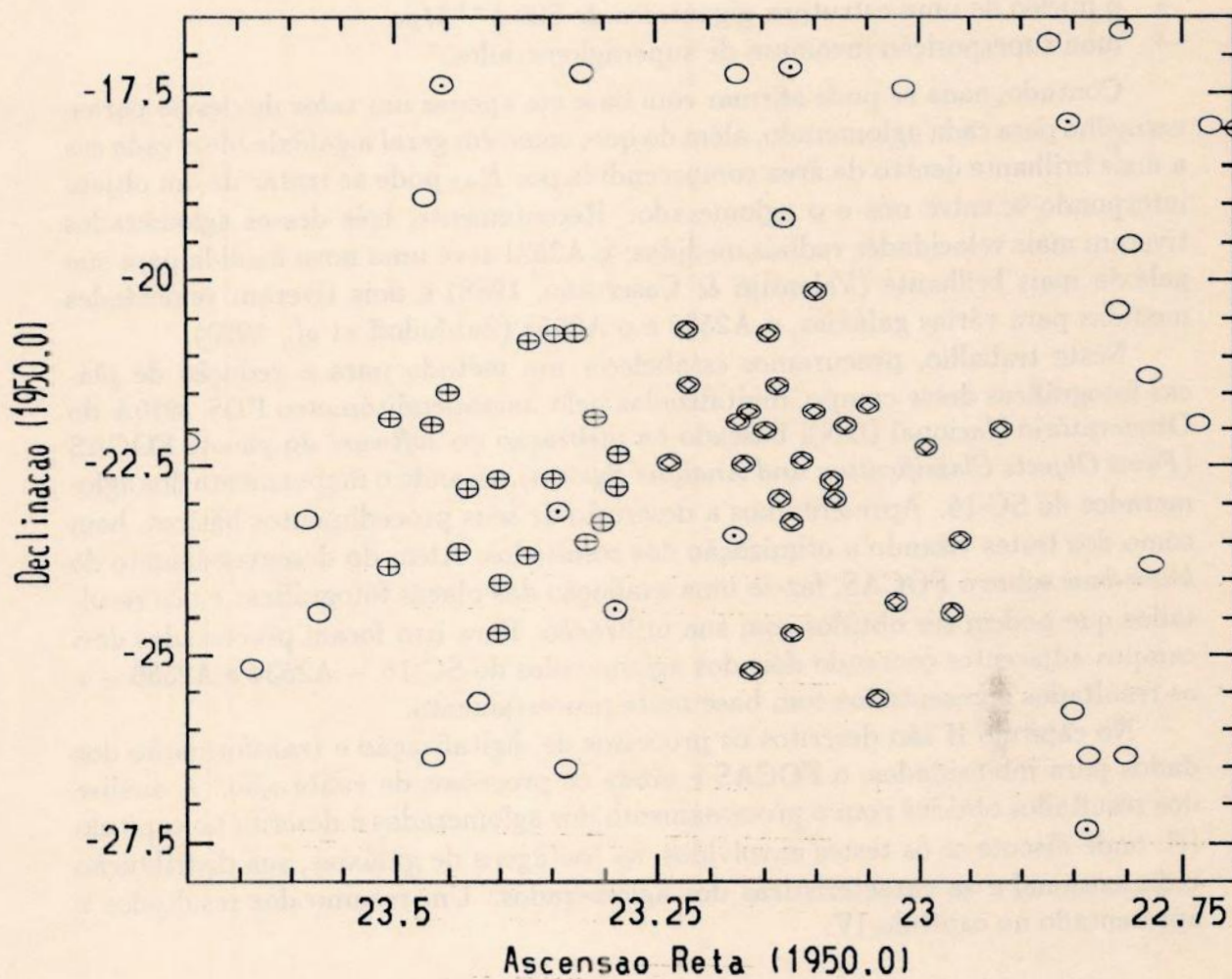


Figura 1 - Distribuição dos aglomerados Abell (ACO, 1989) na região de Aquarius (○). Os aglomerados que compõem o SC-16 são marcados por (◊), os do SC-17 por (+). Os aglomerados com (·) são do subcatálogo de novos aglomerados do levantamento do Hemisfério Sul.

O resultado dessas observações foi um conjunto de valores de z espalhados entre 0,08 e 0,24. Ciardullo *et al.* apresentaram três hipóteses para explicar o espalhamento em z desta estrutura:

- um enorme filamento ($\sim 800 h^{-1} Mpc$) apontado na nossa direção
- o núcleo de uma estrutura gigantesca de $800 h^{-1} Mpc$
- uma superposição incomum de superaglomerados.

Contudo, nada se pode afirmar com base em apenas um valor de desvio para o vermelho para cada aglomerado, além do que, como em geral a galáxia observada era a mais brilhante dentro da área compreendida por R_A , pode se tratar de um objeto interpondo-se entre nós e o aglomerado. Recentemente, três desses aglomerados tiveram mais velocidades radiais medidas: o A2521 teve uma nova medida para sua galáxia mais brilhante (Valentijn & Casertano, 1988) e dois tiveram velocidades medidas para várias galáxias, o A2538 e o A2554 (Zabludoff *et al.*, 1990).

Neste trabalho, procuramos estabelecer um método para a redução de placas fotográficas desse campo, digitalizadas pelo microdenditômetro PDS 1010A do Observatório Nacional (ON), baseado na utilização do *software* do pacote FOCAS (*Faint Objects Classification and Analysis System*), visando o mapeamento dos aglomerados do SC-16. Apresentamos a descrição de seus procedimentos básicos, bem como dos testes visando a otimização dos resultados. Além do desenvolvimento do *know-how* sobre o FOCAS, faz-se uma avaliação das placas fotográficas e dos resultados que podem ser obtidos com sua utilização. Para isto foram processados dois campos adjacentes contendo dois dos aglomerados do SC-16 – A2534 e A2536 – e os resultados apresentados com base neste processamento.

No capítulo II são descritos os processos de digitalização e transformação dos dados para intensidades, o FOCAS e ainda os processos de calibração. A análise dos resultados obtidos com o processamento dos aglomerados é descrita no capítulo III, onde discute-se os testes envolvidos, as contagens de galáxias, sua distribuição bidimensional e as características dos aglomerados. Um resumo dos resultados é apresentado no capítulo IV.

II. REDUÇÃO

II.A. OS AGLOMERADOS A2534 E A2536

Os aglomerados A2534 e A2536 estão provavelmente entre os mais distantes do SC-16. Sua distância estimada é em torno de $590h^{-1} Mpc$. Este foi um dos motivos que nos levaram à sua escolha para serem primeiramente estudados pois, se obtivéssemos bom resultados com eles, certamente teríamos com os demais no que se refere ao processamento. Outra característica destes aglomerados é a possibilidade de formarem uma estrutura única, sendo conectados por uma ponte de galáxias. A existência desta ponte foi percebida inicialmente por inspeção visual nas placas do POSS (Ciardullo *et al.*, 1985), e também é notada nas placas utilizadas nesse trabalho. O fato de eles terem características similares, principalmente ligadas à distância, reforça esta possibilidade. A tabela 1 mostra alguns dados sobre estes aglomerados obtidos das referências anteriores:

AGLOMERADO	<i>r</i>	D	BM	RS	<i>z</i>
A2534	2	6	II-III	F	0,1976
A2536	2	6	III	F	0,1971

Tabela 1 - Parâmetros dos aglomerados A2534 e A2536: [*r*] classe Abell de riqueza; [D] classe Abell de distância; [BM] classificação no sistema Bautz & Morgan; [RS] classificação no sistema Rood & Sastry; [*z*] desvio para o vermelho (referências no texto).

O aglomerado A2534 apresenta uma emissão difusa de raios-X, além de uma fonte intensa de raios-X associada a uma galáxia com núcleo ativo nas proximidades da galáxia mais brilhante (Steiner *et al.*, 1982). Ciardullo *et al.*, (1985) mediram

o desvio para o vermelho de duas galáxias desse aglomerado, encontrando uma discrepância muito grande entre eles. Um dos valores para z encontrado foi 0,1698, que tem uma diferença de 0,028 para o valor cotado na tabela 1. Este valor levou-os a sugerirem uma superposição de dois grupos. Dois outros valores foram apresentados por Steiner *et al.*, ambos compatíveis com o outro valor medido por Ciardullo *et al.*, sendo um deles de uma mesma galáxia e outro da galáxia com núcleo ativo que eles encontraram. A média desses três valores é bem próxima do desvio para o vermelho medido para o A2536 por Ciardullo *et al.*

A confirmação da proximidade entre estes dois aglomerados e também da existência da ponte conectando-os só será possível com a obtenção de mais velocidades radiais para galáxias pertencentes a eles. Um programa de observações para obtenção dessas velocidades radiais, bem como para galáxias dos outros aglomerados do SC-16, já teve início.

II.B. A DIGITALIZAÇÃO

II.B.1. DADOS OBSERVACIONAIS

A fonte principal dos dados desse trabalho são duas placas fotográficas da região de Aquarius onde se encontra o SC-16, obtidas em 1982 no telescópio Schmidt de 1 m do ESO. Trata-se de uma placa IIa-O obtida com o filtro GG385 que se aproxima da banda B definida por Johnson e uma 103a-D com o filtro GG495, próxima da banda V. Estas placas já foram obtidas visando o estudo dos aglomerados distantes de galáxias desse campo e, portanto, foram de longa exposição, respectivamente 60 e 40 minutos. Também foi utilizado, para facilitar a identificação e classificação dos objetos mais débeis, um filme J cópia de uma placa ESO/SRC. A escala tanto das placas como dos filmes é de 67",4/mm. A tabela 2 relaciona as características das placas e do filme utilizados.

	B	V	J
Emulsão	IIa-O	103a-D	IIIa-J
Filtro	GG-385	GG-495	GG-395
Exposição	60 ^m	40 ^m	60 ^m
Seeing	3,3"	3,8"	1,6"
d_{fog}	0,28	0,40	0,30
$d_{céu}$	0,99	0,65	0,95

Tabela 2 - Características das placas

Praticamente todos os aglomerados que compõem o SC-16 (conforme Abell, 1961) estão localizados nestas placas, centradas em $23^h 08^m 38,^s 6$ e $-21^\circ 33' 39''$ (coordenadas 2000), cobrindo aproximadamente 5 graus quadrados.

II.B.2. O MICRODENSITÔMETRO PDS 1010A

A digitalização das imagens dos aglomerados foi feita no microdensitômetro PDS 1010A do Observatório Nacional. Trata-se de um aparelho que mede densidades em uma emulsão fotográfica a partir de um feixe luminoso que passa pelo material e é lido por uma fotomultiplicadora.

O PDS compõe-se de três sistemas: o sistema óptico que mede as densidades, o sistema de movimentação do carro e a régua. O sistema óptico consiste em uma parte inferior, de onde sai o feixe luminoso que passa pela placa (ou filme) e de uma parte superior, simétrica a primeira, que recebe o feixe e o envia à fotomultiplicadora. Cada uma das partes contém uma roda de fendas com 8 aberturas distintas e 4 lentes de aumento, que combinados formam 32 tamanhos de píxeis possíveis. A luz incidente na fotomultiplicadora é convertida em uma diferença de potencial (*ddp*) proporcional à sua intensidade. Esta *ddp* passa por um amplificador logarítmico resultando em uma voltagem que representa a densidade da amostra:

$$d = \log_{10}(1/T)$$

onde *T* é a transmissão obtida do sinal lido diretamente pela fotomultiplicadora.

O segundo sistema é o responsável pela movimentação do carro, onde a placa é fixada, em duas direções rotuladas de X (horizontal) e Y (vertical), representando os dois graus de liberdade no plano da placa. A varredura é feita em uma linha X e ao final é acrescentado um passo em Y para a leitura de uma nova linha, e assim sucessivamente até a última linha. Em cada passo é tomada uma leitura de densidade a qual é assinalada ao píxel correspondente.

A posição precisa do carro (em escala de microns) é dada pelo terceiro sistema, comumente denominado de régua. Os valores obtidos durante a varredura são acumulados no computador que controla o PDS.

A realização de uma operação de varredura para obtenção de uma imagem digitalizada consiste em quatro fases: preparação do PDS, calibração, inicialização do programa ONSAD e leitura. A preparação do PDS compreende a seleção e ajuste das fendas, focalização do vidro para estabelecimento do ponto zero e sua limpeza. Depois disso passa-se ao processo de calibração e ajuste de escalas (escala logarítmica para escala de densidades), o que requer a estabilização do aparelho, um processo bastante demorado. Somente depois disso é que se coloca a placa (ou filme) e se localiza o campo.

O computador que controla o PDS é comandado por um sistema operacional desenvolvido no ON para este fim. A inicialização do processo de aquisição de

dados necessita do estabelecimento de alguns parâmetros como coordenada zero, coordenadas iniciais da varredura, tamanho da imagem total a ser digitalizada, tamanho do píxel (unidade de leitura), tamanho do passo de varredura, dados do campo, etc. A varredura total de uma imagem típica de 2000×2000 píxeis demora em torno de 3 horas. Informações adicionais sobre o PDS 1010A podem ser obtidas em Rité *et al.* (1987).

II.B.3. ESCOLHA DOS PARÂMETROS DE DIGITALIZAÇÃO

O tamanho do píxel, dado pela abertura da fenda, é o parâmetro mais importante no processo pois dele depende a resolução e a sensibilidade ao ruído da imagem. É necessário que o píxel seja pequeno o bastante para que se possa identificar os menores detalhes nas imagens de objetos, limitando-se ao raio de espalhamento da separação média dos grãos da emulsão. Por outro lado, ele deve ser o maior possível para diminuir a possibilidade de ruído. Logo deve haver um compromisso entre estas duas condições. Observando a literatura encontramos que o tamanho do píxel geralmente usado se encontra entre 10 e 50 microns para digitalizações dessa natureza. Um dos fatores que levam à escolha desta abertura é a própria escala da placa, $67'' ,4/\text{mm}$ (escala comum das placas ESO). Outro fator, que no nosso caso é mais crítico, é que os objetos que estamos trabalhando estão bem distantes, e para podermos identificá-los, é necessária a escolha de um píxel bem pequeno. Testes com fendas de 10 e 20 microns nos levaram à escolha da primeira, que possibilita uma resolução de $0,674''$.

O ideal para o estudo desse campo seria a digitalização de toda a placa, já que a região se encontra aproximadamente centrada nas placas usadas e ocupa praticamente toda a sua extensão (5×5 graus). Porém, a quantidade de memória de armazenamento necessária para o manejo e principalmente para a aquisição das imagens vai muito além das disponibilidades existentes até o momento, além do enorme tempo que levaria (em torno de 530 horas para cada placa!). A solução foi a digitalização de pequenas imagens, cada uma abrangendo pelo menos um aglomerado. A maioria dos subcampos foi digitalizada em imagens de 2000×2000 píxeis ($22' 30''$), e os outros em imagens de 3000×2000 píxeis ($33' 45'' \times 22' 30''$) e 2000×3600 píxeis ($22' 30'' \times 40' 30''$) píxeis, estes últimos formando campos interseccionados escolhidos de forma a abrangerem regiões intermediárias entre aglomerados que podiam também formar sistemas duplos ou triplos (como é o caso do A2534-A2536). A figura 2 mostra a distribuição desse subcampos nas placas, além dos de galáxias de calibração. Os círculos representam o raio Abell dos aglomerados e os pontos marcam as posições das galáxias de calibração.

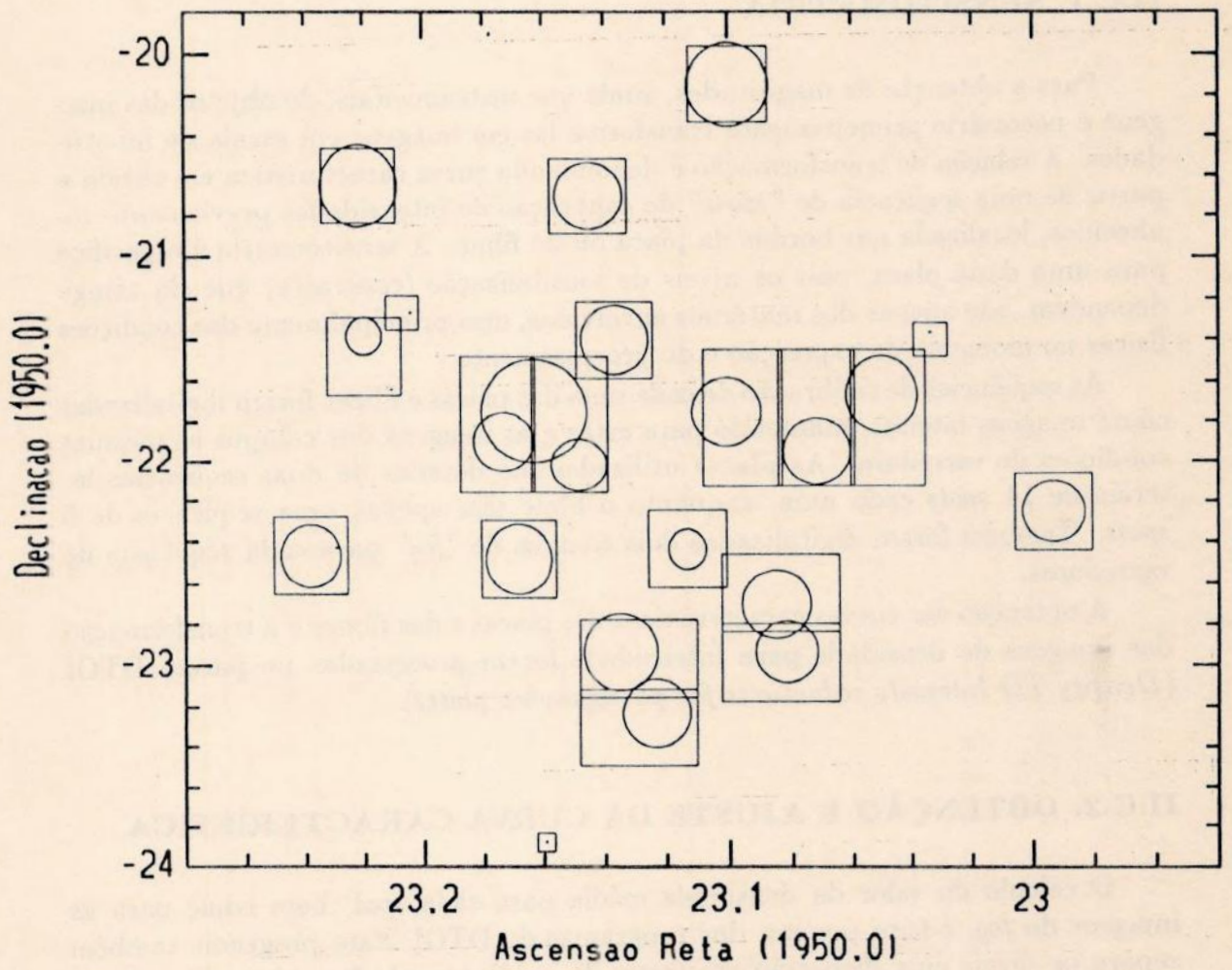


Figura 2 - Campos digitalizados na região do SC-16. Os círculos marcam as posições dos aglomerados Abell da região e os pontos, as posições das galáxias de calibração .

II.C. OBTENÇÃO DE IMAGENS EM ESCALA DE INTENSIDADES

II.C.1. SENSITOMETRIA

Para a obtenção de magnitudes, ainda que instrumentais, de objetos das imagens é necessário primeiramente transformá-las em imagens em escala de intensidades. A relação de transformação é denominada curva característica e é obtida a partir de uma seqüência de "spots" de calibração de intensidades previamente conhecidos, localizada nas bordas da placa ou do filme. A sensitometria é específica para uma dada placa, pois os níveis de sensibilização (contraste) que ela atinge dependem, não apenas dos materiais envolvidos, mas principalmente das condições físicas no momento da exposição e do processamento.

As seqüências de calibração de cada uma das placas e filmes foram digitalizadas como imagens inteiras, mantendo para estas e as imagens dos campos as mesmas condições de varredura. As placas utilizadas são dotadas de duas seqüências laterais de 14 spots cada uma, enquanto o filme têm apenas uma seqüência de 6 spots. Também foram digitalizados dois campos de "fog" para cada seqüência de varreduras.

A obtenção das curvas características das placas e dos filmes e a transformação das imagens de densidade para intensidade foram processadas no pacote DTOI (*Density TO Intensity reductions for photographic plates*).

II.C.2. OBTENÇÃO E AJUSTE DA CURVA CARACTERÍSTICA

O cálculo do valor da densidade média para cada spot, bem como para as imagens do fog, é feito por um dos programas do DTOI. Este programa também separa os píxeis cuja dispersão em torno da média excede 3σ , não utilizando-os para um segundo cálculo da média. O número de píxeis aproveitados foi sempre superior a 97,4 %.

O DTOI foi desenvolvido no *National Optical Astronomy Observatories* (NOAO) com o objetivo de obter curvas características e fazer transformação em intensidade para os dados provenientes do microdensitômetro que eles possuem. Como os valores de saída do amplificador logarítmico desse microdensitômetro são valores de densidade multiplicados por um fator, formando uma escala de números inteiros, as rotinas do DTOI foram preparadas para trabalhar com números inteiros. O PDS 1010A do ON tem valores de saída reais, numa escala direta de densidade (0,00 a 5,11). Nossas imagens precisaram, portanto, ter seus valores de densidade multiplicados por um fator 100 para não haver perda de algarismos significativos.

Os resultados do processamento dos *spots* e do *fog*, bem como seus valores de densidade média, os desvios padrões e o número de píxeis não rejeitados, são gravados num arquivo (em formato texto) que vai sendo completado com os resultados das rotinas subseqüentes. Os valores gravados estão em escala real de densidade, obtida pela introdução de um fator de correção de escala, também incluído no arquivo. Os valores dos logaritmos das intensidades são acrescentados ao arquivo na rotina seguinte.

O ajuste da Curva Característica a estes dados é feito de forma interativa. Os parâmetros de ajuste bem como as curvas obtidas são mostrados, respectivamente, na tabela 3 e na figura 3. Em todos os casos foi aplicada uma transformação à variável independente (densidade) do tipo:

$$w = \log(\text{Opacitância}) = \log_{10}(10^d - 1)$$

(referida tradicionalmente como função de Baker ou Seidel), com o objetivo de estender os pontos de baixa densidade, que tendem a ser relativamente subestimados. As curvas características obtidas foram ajustadas com polinômios de quarta ordem.

Para cada placa foram obtidas duas curvas referentes às duas seqüências de *spots*. Como estas seqüências são similares, o procedimento final foi obter uma curva média. A figura 3 mostra as curvas finais para cada placa.

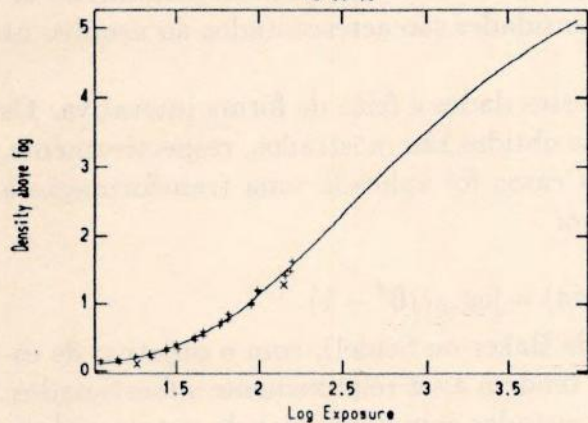
	B	V	J
Total de pontos	28	28	18
Pontos utilizados	26	27	13
Ordem do ajuste	4	4	4
Erro quadrático médio	0,4582	0,3461	0,0322

Tabela 3 - Parâmetros de ajuste das Curvas Características

II.C.3. TRANSFORMAÇÃO DOS DADOS DE DENSIDADE PARA INTENSIDADE

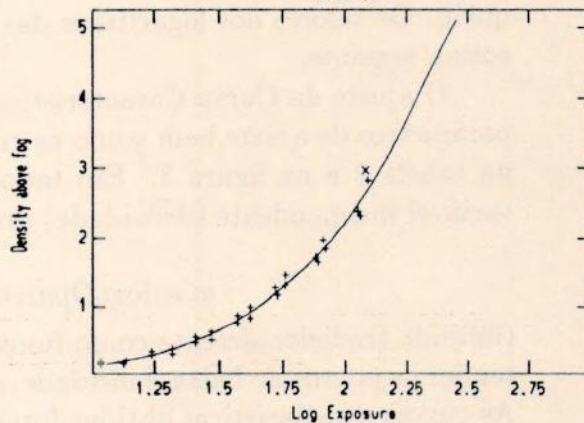
Quando acionado o programa de transformação, uma tabela de correspondência, com dados de entrada, é criada a partir da Curva Característica ajustada que consta no arquivo. As imagens de campo também têm que ter os valores de seus píxeis multiplicados pelo mesmo fator com que foram multiplicados os *spots* e o *fog*, pois o fator de escala definido no arquivo também é aplicado a eles. O passo seguinte é a subtração do *fog*. Os valores que tiverem, neste ponto, densidades negativas (abaixo do *fog*), recebem valor nulo de intensidade. Se o valor do *fog* encontrado for acima do valor médio da placa, ou mesmo se o *fog* da placa for muito irregular, o número de píxeis nulos na imagem final será grande o bastante para denunciar o problema.

NOAO/IRAF V2.10EXPORT caretta@dan0 Fri 15:27:36 03-Feb-95
 function=pager, order=4, transform=logpaccitance
 fog=0.00000, total=28, deleted=2, RMS=0.04582
 HD Curve



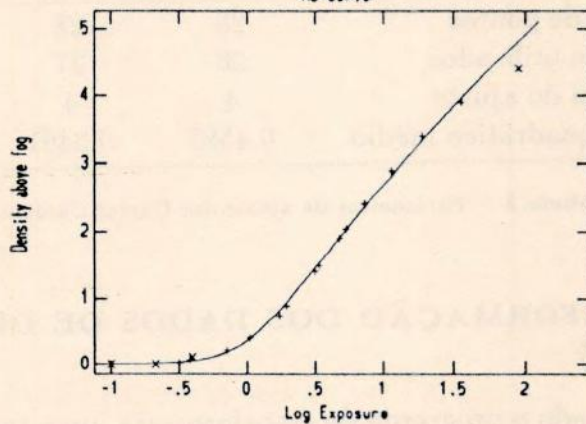
(3a)

NOAO/IRAF V2.10EXPORT caretta@dan0 Fri 15:23:34 03-Feb-95
 function=pager, order=4, transform=logpaccitance
 fog=0.00000, total=28, deleted=1, RMS=0.03461
 HD Curve



(3b)

NOAO/IRAF V2.10EXPORT caretta@dan0 Fri 15:36:37 03-Feb-95
 function=pager, order=4, transform=logpaccitance
 fog=0.00000, total=19, deleted=5, RMS= 0.0322
 HD Curve



(3c)

Figura 3 - Curvas Características obtidas: (3a) placa B, (3b) placa V, (3c) filme J.

A transformação das imagens é feita através da aplicação da tabela de correspondência. A escala de intensidade pode ser livremente estabelecida, pois ela não altera a precisão final da transformação, bastando apenas fixar o valor de saturação. Esta escala vai influir nas magnitudes instrumentais calculadas que terão que ser calibradas.

II.D. DETECÇÃO E CLASSIFICAÇÃO DE OBJETOS UTILIZANDO O FOCAS

II.D.1. CATÁLOGOS DE OBJETOS

O pacote FOCAS é um conjunto de programas desenvolvido no NOAO que reduz imagens digitais astronômicas a catálogos de objetos com dados astrométricos e fotométricos (Valdes, 1989). Seu desenvolvimento visou a detecção otimizada de objetos fracos para estudos estatísticos, sendo ele limitado na redução de objetos brilhantes (estrelas com $m_J < 7,0$ e galáxias com $m_J < 12,0$ excedem limites internos do FOCAS) e muito dispendioso para ser usado em campos muito restritos. Mesmo assim, ele atinge uma faixa dinâmica de mais de 14 magnitudes, pois é capaz de detectar e classificar objetos com brilho próximo do limites de sensibilidade das placas fotográficas e simultaneamente processar corretamente as imagens mais brilhantes de campos comuns, aplicando critérios de seleção consistentes (Jarvis & Tyson, 1981).

Todo o processamento no FOCAS é feito a partir da manipulação de catálogos de objetos, onde são definidos os parâmetros básicos que dirigem os programas e são gravados os dados de cada objeto, obtidos como resultado do processamento. Estes parâmetros de controle dividem-se em quatro grupos: identificação, detecção, avaliação e classificação, e são gravados e alterados no cabeçalho do catálogo. Os mais críticos são os de detecção, pois é deles que depende a eficiência na identificação de objetos na imagem. Além destes, alguns do grupo de avaliação são de grande importância, como é o caso da magnitude zero, que define a escala absoluta de magnitudes, a relação de transformação, que faz a mudança do sistema de coordenadas de detecção para um sistema de coordenadas astronômicas, e a "point spread function" (PSF), essencial na classificação dos objetos. Enquanto os parâmetros de detecção podem ser escolhidos de forma a homogeneizar a identificação de objetos (se as condições do processo fotográfico não variarem muito), estes três últimos são típicos para cada campo. O respectivos processos que os envolvem serão discutidos à frente.

II.D.2. A DETECÇÃO DE OBJETOS

Para realçar sua sensibilidade a objetos mais extensos e minimizar o ruído píxel a píxel o detector do FOCAS utiliza um filtro de convolução, na forma de uma matriz, que pondera o valor de um píxel com os seus adjacentes. Em outras palavras, o valor filtrado de um píxel é dado pela soma de seus vizinhos multiplicados por seus respectivos pesos no filtro. É justamente este suavizamento que possibilita a detecção de objetos mais fracos. O filtro utilizado foi do tipo 5×5 :

0	1	2	1	0
1	2	3	2	1
2	3	4	3	2
1	2	3	2	1
0	1	2	1	0

que maximiza a taxa de objetos reais sobre o ruído, conforme testes comparativos com campos artificialmente gerados (Jarvis & Tyson, 1981).

A rotina de detecção do FOCAS considera como píxeis pertencentes a um objeto, aqueles que tiverem um valor filtrado maior que um certo valor de dispersão do céu na região. Para isto é definido um limite superior (e outro inferior) para o céu dado por um número de vezes o seu desvio padrão (σ). Este fator deve ser pequeno o bastante para que se consiga detectar os objetos mais fracos, e ao mesmo tempo maior que o ruído gerado pela textura na estrutura dos grãos da emulsão, evitando a detecção de objetos irreais. Foram realizados testes para a escolha desse fator, na faixa entre 2,0 e 3,0 σ (valores comuns na literatura são entre 2,5 e 4,0) visando otimizar a detecção extendendo-a aos objetos mais débeis da placa. Os testes foram feitos comparando os objetos detectados nas placas B e V com os objetos detectados no filme J, que possibilitou uma identificação de objetos com níveis de brilho mais fracos. O valor utilizado em todos os campos foi de 2,5 que possibilita a detecção de píxeis que preenchem a isofota de aproximadamente $25 \mu_J$ (magnitudes por segundo de arco quadrado na banda J).

Para ser considerado um objeto, o grupo de píxeis adjacentes detectados deve ter uma área maior que uma área mínima estabelecida. Este parâmetro também é crítico pois, quanto menor o valor escolhido, maior a possibilidade de se identificar objetos espúrios, ao passo que, valores maiores impedem a detecção de um certo número de objetos de baixo brilho. Também foram feitos testes para a escolha desse parâmetro. Foram processados catálogos com área mínima 9 e 12, e os objetos nos intervalos 9 a 12 e 12 a 16 tiveram suas imagens inspecionadas. Grande parte destes objetos, principalmente no primeiro intervalo eram, a nosso ver, espúrios. Além disso, a probabilidade de classificação destes objetos tem um valor próximo de zero (veja discussão sobre esta probabilidade no parágrafo sobre separação de estrelas e galáxias). A decisão final levou em conta o tamanho de galáxia que seria detectado à distância em que os aglomerados estão, se não houvesse seeing: o valor de área mínima de 16 píxeis, escolhido para o processamento dos aglomerados

A2534 e A2536, corresponde a um diâmetro de 10,9 kpc. equivalente ao diâmetro da parte central de uma galáxia como a nossa.

O primeiro passo na detecção é a obtenção do valor médio do céu e de seu σ . Isto é feito com um algoritmo que calcula um valor de céu para cada 8 píxeis numa linha. Ao final da linha ele calcula a média dos valores encontrados e um σ para este céu. Depois é iniciada uma rotina iterativa que elimina os píxeis que são parte de objetos, isto é, com valor acima de um dado limite (estabelecido em função do valor do σ), e utiliza os outros píxeis para atualizar o valor do céu e do próprio limite. O valor final para o σ , obtido dessa forma é utilizado em toda a imagem, considerado constante sobre ela, enquanto que o valor final do céu a ser utilizado será definido localmente, como uma variação suave do valor médio obtido.

Após isso, o filtro varre a imagem, linha por linha, identificando os píxeis que tem valor acima do limite de detecção. Píxeis contíguos vão formando segmentos em cada linha, enquanto os píxeis com valor inferior são utilizados para atualizar o valor do céu. Segmentos adjacentes em linhas distintas são unidos e a área formada será considerada como a área isofotal de um objeto, se esta superar a área mínima.

Uma área total é então definida a partir do crescimento da área isofotal detectada, onde primeiramente são preenchidas as concavidades no contorno da isofota e depois são adicionados anéis seguindo seu contorno até a área exceder a área original por um fator 2, no intuito de estender o contorno do objeto a níveis de brilho mais baixos, perdidos na detecção isofotal limitada, resultando em uma magnitude muito próxima da total.

II.D.3. AVALIAÇÃO DE PARÂMETROS FOTOMÉTRICOS

Para fazer a fotometria é calculado um céu local para cada objeto numa área quadrangular ao redor dele, separada deste por uma faixa de no mínimo 5 píxeis de largura (além da área total).

São calculadas 4 magnitudes para os objetos do catálogo: a magnitude isofotal, a partir da luminosidade contida na isofota de detecção (calibrada pelo ponto de magnitude zero), a magnitude total, a partir da luminosidade contida na área total, a magnitude central (pico de magnitude), dada pela luminosidade dos 9 píxeis mais brilhantes no centro da imagem, e a magnitude de abertura, calculada dentro de uma área circular fixa de 69 píxeis (equivalente a um raio de 5 píxeis).

Além dos parâmetros fotométricos são calculados também parâmetros relacionados à posição e à forma dos objetos, com base nos momentos centrais de brilho ponderados e não-ponderados, definidos por:

$$M_{ij} = \sum_A (x - \bar{x})^i (y - \bar{y})^j [I(x, y) - I_{\text{céu}}]$$

onde \sum_A indica a soma sobre toda a área isofotal do objeto, $I(x, y)$ a intensidade do píxel de posição (x, y) , $I_{céu}$ a intensidade do céu local e (\bar{x}, \bar{y}) o centróide ponderado de posição do objeto.

Alguns dos parâmetros calculados a partir dos momentos são o raio efetivo ou primeiro momento ponderado (R_{ef}), o segundo (M_2) e o quarto (M_4) momentos ponderados, o coeficiente de assimetria (ASS) e o ângulo de posição (AP):

$$R_{ef} = \frac{1}{M_{00}} \sum_A r [I(x, y) - I_{céu}]$$

$$M_2 = \frac{(M_{20} + M_{02})}{M_{00}}$$

$$M_4 = \frac{(M_{40} + 2 M_{22} + M_{04})}{M_{00}}$$

$$ASS = \frac{[(M_{20} - M_{02})^2 + 4 M_{11}^2]^{1/2}}{(M_{20} + M_{02})}$$

$$AP = \arctg\left[\frac{2 M_{11}}{(M_{20} - M_{02})}\right]$$

Os quatro primeiros parâmetros, além da magnitude isofotal e do pico de intensidade, eram utilizados pelo procedimento de classificação nas primeiras versões do FOCAS, num algoritmo que considera a posição do vetor formado por estes parâmetros num hiperespaço heptadimensional. Nas versões mais recentes, como a utilizada neste trabalho, o método de classificação é baseado na PSF, explicado no próximo ítem.

II.D.4. SEPARAÇÃO DE ESTRELAS E GALÁXIAS

A classificação dos objetos identificados nas classes: estrelas, galáxias e ruído (asteróides, meteoritos, satélites, poeira e fiapos de tecido depositados na placa, arranhões e manchas na emulsão, etc) é feita por uma rotina que compara o objeto com uma estrela modelo idealizada para a placa. Este modelo é a PSF, caracterizada por uma matriz de dimensão máxima 15×15 , obtida da média de imagens estelares não saturadas do campo. Estas estrelas são primeiramente normalizadas a uma mesma luminosidade e depois é calculada a imagem média. No caso do filme J, a PSF obtida foi:

0	0	0	0	1	1	1	0	0	0	0
0	0	0	1	2	2	2	1	0	0	0
0	0	1	3	7	8	7	3	1	0	0
0	1	3	9	20	26	20	9	3	1	0
1	2	7	20	49	69	49	20	7	2	1
1	2	8	26	69	100	69	26	8	2	1
1	2	7	20	49	69	49	20	7	2	1
0	1	3	9	20	26	20	9	3	1	0
0	0	1	3	7	8	7	3	1	0	0
0	0	0	1	2	2	2	1	0	0	0
0	0	0	0	1	1	1	0	0	0	0

O algoritmo utilizado na classificação é chamado *classificador de resolução*, no qual uma seqüência de modelos é formada a partir do escalonamento espacial (alargamento e estreitamento) da PSF, e a que melhor se ajusta ao perfil do objeto define a classificação. Para cada objeto o modelo de melhor ajuste é baseado na máxima verossimilhança bayesiana, usando as propriedades conhecidas do ruído em imagens astronômicas e sua natureza Poissônica.

O CLASSIFICADOR BAYSEANO

O classificador de resolução do FOCAS é um classificador do tipo bayseano ou não-paramétrico, que escolhe a classificação para a qual um objeto de tal classe seria mais provavelmente capaz de reproduzir o conjunto de contagens de fótons observado (ou seja, a distribuição de intensidades dos píxeis). Definido matematicamente, escolhe a classe C_j que maximiza $P(C_j|N_i)$, a probabilidade do objeto ser da classe C_j dada a contagem de fótons observada N_i (onde i é um índice para os píxeis). Para determinar $P(C_j|N_i)$, o Teorema de Bayes é aplicado:

$$P(C_j|N_i) = \frac{P(N_i|C_j) P(C_j)}{P(N_i)}$$

onde $P(N_i|C_j)$ é a probabilidade das medidas N_i serem obtidas dada a classe do objeto C_j , $P(C_j)$ é a probabilidade *a priori* de que o objeto seja da classe C_j independentemente da medida, e $P(N_i)$ é a probabilidade de se obter a medida N_i .

Para um classificador não-tendencioso, todas as probabilidades *a priori* são iguais e a classe para a qual $P(C_j|N_i)$ é máxima, é também a classe para a qual $P(N_i|C_j)$ é máxima. A razão para esta pequena manipulação é que $P(N_i|C_j)$ pode ser computada a partir das características do ruído do detector (no caso astronômico, dadas pela estatística de Poisson para um detector ideal) e as intensidades esperadas de um objeto da classe C_j .

O CLASSIFICADOR DE RESOLUÇÃO

A classificação é feita, portanto, comparando-se a distribuição de intensidades dos píxeis observada com a distribuição esperada de intensidades de objetos de várias classes (os modelos da PSF), maximizando a probabilidade de fazer a decisão da classificação correta.

A contagem de fótons livres de ruído em uma imagem é dada por:

$$\langle N_i \rangle = N_0 t_i + N_{c\acute{e}u}$$

onde N_0 é a escala de luminosidade, $N_{c\acute{e}u}$ é o céu médio, e t_i , o modelo ("template") da forma da imagem. O conjunto de modelos da PSF é definido por dois parâmetros, consistindo de uma parte puramente estelar difundida numa certa escala, e uma fração de uma componente difusa gerada pela presença de nebulosidade. Os modelos são:

$$t(r_i) = \beta s(r_i/\alpha) + (1 - \beta) s(r_i)$$

onde r_i é a posição do píxel i , α é o parâmetro de alargamento (ou estreitamento, caso $\alpha < 1$), β é a fração correspondente à nebulosidade presente e $s(r_i)$ é o modelo estelar.

Para cada objeto o valor da verossimilhança é maximizado para o modelo estelar pelo uso de um intervalo de centros de imagem, e então os valores de α e β são computados dentro da área definida pela intersecção do modelo retangular de PSF com a área isofotal da imagem. Os valores de α e β que maximizam a verossimilhança, descrevem o modelo mais provável e são gravados como parâmetros básicos de classificação. As classes C_j às quais os objetos serão identificados são obtidas da partição do espaço $\alpha - \beta$ (Valdes, 1982).

Uma característica importante desse método é que uma probabilidade pode ser designada a cada partição do espaço $\alpha - \beta$ para cada objeto pela integração de $P(N_i|\alpha, \beta)$ sobre a partição correspondente à classe C_j :

$$P(N_i|C_j) = \int_{C_j} P(N_i|\alpha, \beta) d\alpha d\beta$$

AS REGRAS DE CLASSIFICAÇÃO

As classes astronômicas são então designadas conforme os valores de α e β (que levam os nomes de "scale" e "frac" nos catálogos), formando um conjunto de regras de classificação. A figura 4 mostra a distribuição dos valores de α com a magnitude, onde percebe-se que as estrelas distribuem-se numa faixa entre 0,7 e 1,2, enquanto as galáxias estão acima de 1,2. Objetos com valores de α abaixo de 0,7 são classificados como ruído, pois sua concentração de brilho está acima da de

uma estrela (geralmente proveniente de poeira depositada sobre a placa), enquanto que objetos com valores acima de 10,0 são classificados como difusos.

Para as imagens mais brilhantes a classificação é bastante eficiente. Quanto mais fracas as galáxias, menos nítidas elas se tornam e vão ficando indistinguíveis de imagens estelares no limite de magnitudes débeis. Além disso, muitos objetos, como QSOs, objetos BL Lacertae distantes e galáxias Seyfert apresentam pouca ou nenhuma óbvia nebulosidade, se tornando semelhantes a estrelas.

Nos casos em que o melhor modelo ajustado corresponde a valores de α e β na fronteira entre duas classes, mais freqüentes nas magnitudes débeis, há uma diminuição da probabilidade de resolução possibilitando a ocorrência de classificações equivocadas.

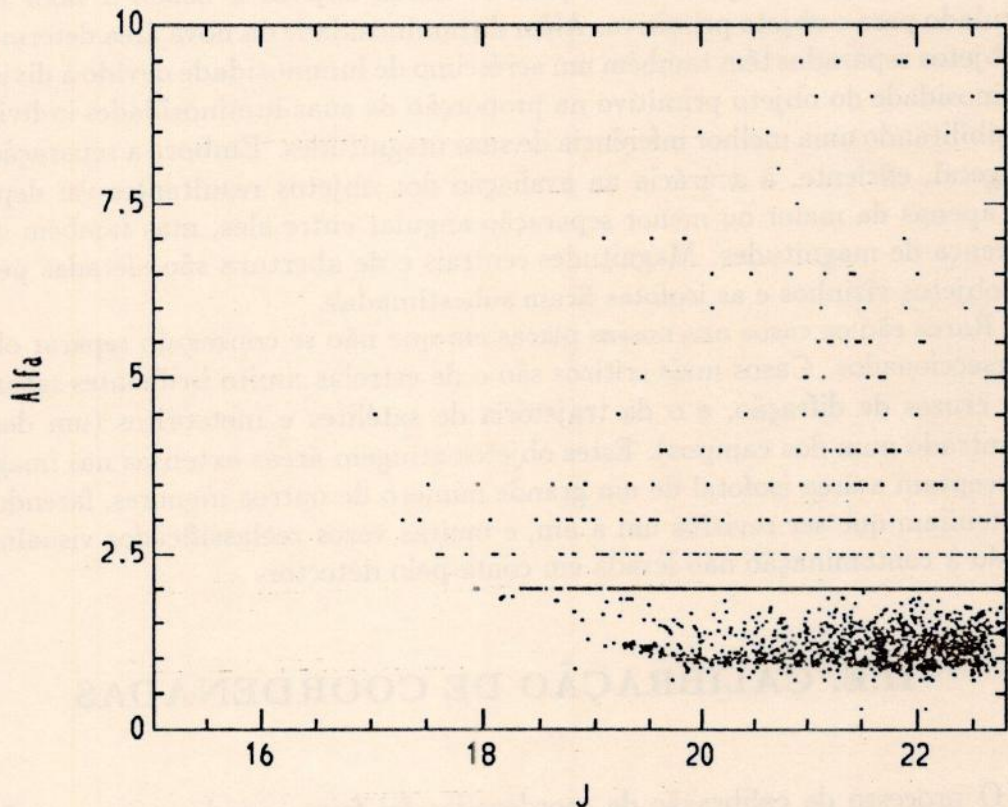


Figura 4 - Distribuição dos valores de α com a magnitude ($J = m_J$). Objetos com valores entre 0,7 e 1,2 são classificados como estrelas. Note que a partir de 2,0 os valores são discretos (o valor máximo de α é 100,0).

II.D.5. OBJETOS INTERSECCIONADOS

Freqüentemente objetos como estrelas duplas, galáxias muito próximas, estrela na direção de uma galáxia, e até mesmo o risco de um satélite ou uma cruz de difração sobre alguns objetos, se encontram tão próximos na imagem que uma isofota única é detectada. Nos campos processados, em torno de 8% do total de objetos foram detectados dessa forma.

A rotina que faz a separação destes objetos refaz a detecção dentro das áreas isofotais detectadas originalmente, aumentando sucessivamente o nível da isofota em passos lineares ($0, 2\sigma$) até encontrar níveis em que os objetos se separam. O mesmo algoritmo usado na detecção original é aplicado, embora sem o uso do filtro. O teste de área mínima também é aplicado.

Na avaliação dos parâmetros para os novos objetos é usado o valor de céu calculado para o objeto primitivo. Além da luminosidade da nova área determinada, os objetos separados têm também um acréscimo de luminosidade devido à divisão da luminosidade do objeto primitivo na proporção de suas luminosidades individuais, possibilitando uma melhor inferência de suas magnitudes. Embora a separação seja, em geral, eficiente, a acurácia na avaliação dos objetos resultantes vai depender não apenas da maior ou menor separação angular entre eles, mas também da sua diferença de magnitudes. Magnitudes centrais e de abertura são afetadas pela luz dos objetos vizinhos e as isofotas ficam subestimadas.

Raros são os casos nas nossas placas em que não se conseguiu separar objetos interseccionados. Casos mais críticos são o de estrelas muito brilhantes saturadas, com cruces de difração, e o da trajetória de satélites e meteoritos (um destes é encontrado num dos campos). Estes objetos atingem áreas extensas nas imagens e interceptam a área isofotal de um grande número de outros menores, fazendo com que tenham que ser revistos um a um, e muitas vezes reclassificados visualmente, devido à contaminação não levada em conta pelo detector.

II.E. CALIBRAÇÃO DE COORDENADAS

O processo de calibração de coordenadas foi feito com base em posições de estrelas do *Guide Star Catalog* (do STScI, a partir daqui GSC), com magnitudes menores que 18,0. Estas posições foram corrigidas a partir de outro catálogo bem mais preciso, o *Astrograph Catalogue Reference System* (ACRS, Corbin *et al.*, 1991), utilizando um *software* desenvolvido no ON (Assafin & Martins, 1994). Uma malha foi então escolhida com as estrelas menos brilhantes, visando uma maior acurácia na determinação do seu centro, e aplicada aos outros objetos por um algoritmo interno do FOCAS. Este algoritmo tem a forma de uma matriz, que relaciona as coordenadas de referência com as coordenadas de detecção, como segue:

$$\alpha = m_{11} x + m_{12} y + m_{13}$$

$$\delta = m_{21} x + m_{22} y + m_{23}$$

onde α e δ são as coordenadas equatoriais dos objetos, x e y suas posições (em píxeis) na imagem, e m_{ij} são os coeficientes da matriz.

A precisão das coordenadas corrigidas do GSC é da ordem de 0,3 segundo de arco, o suficiente para aplicá-las aos catálogos do FOCAS que não permitem uma precisão maior que 1,5 segundo de arco em ascensão reta e 0,4 segundo de arco em declinação. Esta precisão, aparentemente baixa, tem sido suficiente para a calagem dos objetos nas observações espectroscópicas. Futuramente, pretendemos aplicar algoritmos externos ao FOCAS, com ajustes mais refinados que também estão sendo desenvolvidos no ON, para obtermos uma melhor precisão.

II.F. CALIBRAÇÃO DE MAGNITUDES

A calibração desses campos foi particularmente difícil por se tratar de uma região não coberta pelo catálogo ESO de magnitudes (campos 604 e 535) (Lauberts & Valentijn, 1989). A calibração apresentada nos próximos parágrafos é ainda parcial. Pretendemos, no futuro, obter a calibração com detectores CCD para cada aglomerado nas bandas B, V e R. A aplicação da calibração aos objetos do catálogo é feita através da introdução da magnitude zero, m_0 , no seu cabeçalho. As magnitudes isofotais, m_i , são então calculadas a partir da luminosidade, L_i , contida na área isofotal dos objetos:

$$m_i = m_0 + 2,5 \log(L_i)$$

Para calibração das magnitudes das imagens da placa B foram utilizadas galáxias brilhantes e não saturadas do campo identificadas pelo GSC como objetos não estelares. As magnitudes dessas galáxias foram corrigidas para magnitudes ESO, B_T , pela relação :

$$B_T = 0,59 m_{ST} + 8,16$$

onde m_{ST} é a magnitude do GSC. Esta relação foi obtida de um ajuste linear para mais de 1000 galáxias que eram comuns nos dois catálogos (Alonso *et al.*, 1993). A dispersão em torno dessa relação é calculada como em torno de 0,35 magnitude para $B_T = 15,5$. O fato de a relação acima ter sido obtida para objetos com magnitudes em torno de $B_T = 15,5$, inclui um erro maior em nossos dados, pois, nossos objetos tem magnitudes bem mais fracas (as mais brilhantes dos dois aglomerados estudados tem magnitudes $B_T \sim 18,0$).

A calibração das imagens da placa V foi feita utilizando a galáxia com núcleo ativo na região central do aglomerado A2534 de magnitude $m_V = 18,2$, tirada da

literatura (Steiner *et al*, 1982). Não sabemos a precisão desta magnitude e, portanto seu erro se propaga pelos nossos dados, além de termos apenas uma magnitude como referência.

O filme J foi calibrado a partir das magnitudes obtidas na placa B, utilizando duas relações médias. Para uma amostra representativa de estrelas retirada do nosso catálogo, utilizamos a relação $J = B - 0,23(B - V)$ (Kron, 1980) para calcular m_{0J} . Repetimos o procedimento para uma amostra de galáxias utilizando a relação $J = B - 0,35(B - V)$ (Corwin, 1981), e o valor de m_{0J} obtido foi semelhante ao primeiro. Foi adotado um valor médio de $(B - V) = 1,0$ para ambas as relações. O erro neste caso está associado à dispersão em torno destas relações e ao próprio erro nas magnitudes B.

A comparação de magnitudes numa mesma banda para objetos detectados em campos distintos (nas superposições das imagens), indicou um erro menor que 0,01 magnitude, mostrando que há uma certa homogeneidade na digitalização, desde que os campos sejam varridos um logo após o outro, e utilizados os mesmos parâmetros de redução.

III. A N Á L I S E

III.A. EFICIÊNCIA DO FOCAS

O efeito do *seeing* na imagem de um objeto faz com que ela fique cada vez mais diluída, de forma que, se o objeto tem um brilho muito fraco sua imagem pode até desaparecer no ruído do fundo do céu. O filme J, por apresentar um *seeing* bem menor que o das placas, foi utilizado como referência para a detecção dos objetos.

Usando um limite de detecção de $2,5\sigma$, tanto para o filme quanto para as placas, resultou que nestas últimas foi encontrado um número bem menor de objetos pelo FOCAS. Entre as placas, a que tem um *seeing* um pouco inferior (B) apresentou porcentagem de detecção um pouco maior.

A inspeção visual de algumas partes das imagens, e de objetos selecionados para testes de classificação, mostrou que a detecção do FOCAS foi, a nosso ver, confiável no filme J até a magnitude $m_J \sim 22,0$ ($m_B \sim 22,3$). A partir desta magnitude para pelo menos 25% dos objetos detectados não era possível definir por inspeção visual de suas imagens se era o caso de um objeto astronômico ou de um grupo de píxeis do fundo de céu com valores acima do limite e cuja área excedia a área mínima (mesmo neste último caso, não se pode dizer que se trata realmente de um objeto espúrio, pois uma galáxia sem um núcleo pronunciado teria uma imagem deste tipo). Fazendo uma seleção dos objetos do filme J com $m_J \leq 22,0$, resulta em uma taxa de objetos detectados nas placas da ordem de 75%.

Considerando-se os objetos identificados no filme J até esta magnitude de corte, a taxa de detecção conseguida foi de aproximadamente 5800 objetos por grau quadrado. A tabela 4 mostra as quantidades de objetos por faixa de magnitude incluindo também os objetos até $m_J = 23,0$. Nota-se que a perda de objetos é clara a partir de $m_J \sim 22,5$. Os valores tabelados referem-se aos números finais, depois do processo de separação de objetos interseccionados. A inspeção visual destes

casos eliminou objetos espúrios, como cruzeiros de difração e riscos na emulsão, e confirmou praticamente todas as separações. Dois fatores devem ser levados em conta na análise destes números: o fato de ser uma região contendo um aglomerado de galáxias e a latitude galáctica destes campos que é em torno de $-66,^{\circ}06$. Uma melhor avaliação destas contagens pode ser feita com base na figura 5, onde são plotadas as contagens diferenciais de estrelas e galáxias por grau quadrado em intervalos de meia magnitude. A reta que aparece no gráfico representa as contagens para um campo comum (Jarvis & Tyson, 1981), que não apresenta uma aglomeração de galáxias evidente. Nota-se que a curva do nosso campo eleva-se acima da média a partir de $m_J \sim 18,0$. A curva apresenta um máximo de afastamento em torno de $m_J \sim 19,7$, ponto que deve representar as maiores contagens de galáxias nos aglomerados ($M_B \sim -18,9$). A tendência de queda que a curva toma a partir desse ponto pode significar uma queda na distribuição de magnitudes dentro dos aglomerados e/ou perda na detecção de objetos. A perda é clara a partir do ponto onde a curva novamente cruza a reta média, por volta de $m_J = 22,0$ ($M_B \sim -16,6$).

MAGNITUDE ISOFOCAL m_J	N_{estr}	A 2 5 3 4 N_{gal}	N_{estr}	A 2 5 3 6 N_{gal}
→ 16,5	7	1	11	0
16,5 - 17,0	16	0	8	0
17,0 - 17,5	30	1	24	1
17,5 - 18,0	41	6	30	1
18,0 - 18,5	33	6	48	7
18,5 - 19,0	51	13	50	19
19,0 - 19,5	49	25	46	29
19,5 - 20,0	49	72	42	61
20,0 - 20,5	59	96	38	83
20,5 - 21,0	76	128	51	106
21,0 - 21,5	82	143	60	158
21,5 - 22,0	103	213	86	187
22,0 - 22,5	121	237	121	190
22,5 - 23,0	41	113	21	116
TOTAIS	758	1051	636	958

Tabela 4 - Contagens de estrelas (N_{estr}) e galáxias (N_{gal}) em cada imagem de 3000×2000 píxeis dos aglomerados A2534 e A2536.

O menor *seeing* do filme também possibilitou uma melhor definição da PSF para classificação dos objetos. Com isso pode-se conseguir uma classificação bem melhor no filme.

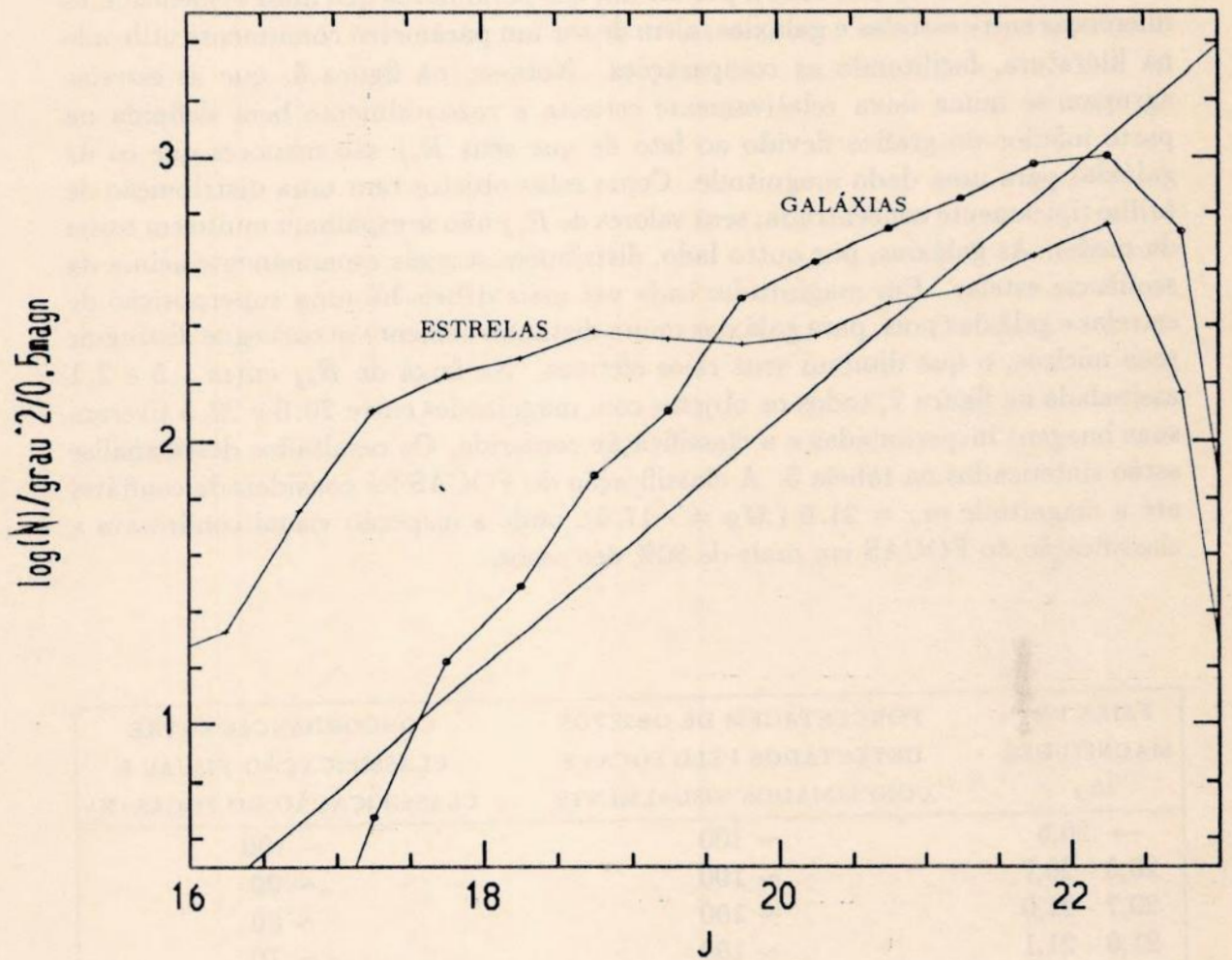


Figura 5 - Contagens diferenciais de estrelas e galáxias por grau quadrado. A reta representa as contagens para galáxias num campo comum (sem aglomeramentos) dada por Jarvis & Tyson (1981).

A análise da eficiência do FOCAS na classificação dos objetos do filme J foi feita retirando-se uma amostra de objetos na faixa de valores de R_{ef} intermediários entre valores estelares e valores galáticos. Este parâmetro foi escolhido entre os que eram usados para a decisão da classificação dos objetos nas primeiras versões do FOCAS (Jarvis & Tyson, 1981), por ser um dos parâmetros que mais evidenciam as diferenças entre estrelas e galáxias, além de ser um parâmetro comumente utilizado na literatura, facilitando as comparações. Nota-se, na figura 6, que as estrelas agrupam-se numa faixa relativamente estreita e razoavelmente bem definida na parte inferior do gráfico devido ao fato de que seus R_{ef} são menores que os de galáxias para uma dada magnitude. Como estes objetos tem uma distribuição de brilho tipicamente concentrada, seus valores de R_{ef} não se espalham muito em torno da média. As galáxias, por outro lado, distribuem-se mais esparsamente acima da seqüência estelar. Em magnitudes cada vez mais débeis há uma superposição de estrelas e galáxias pois, para galáxias muito distantes somente se consegue distinguir seus núcleos, o que diminui seus raios efetivos. Na faixa de R_{ef} entre 1,5 e 2,1 assinalada na figura 7, todos os objetos com magnitudes entre 20,0 e 22,5 tiveram suas imagens inspecionadas e a classificação conferida. Os resultados desta análise estão sintetizados na tabela 5. A classificação do FOCAS foi considerada confiável até a magnitude $m_J = 21,0$ ($M_B = -17,6$), onde a inspeção visual confirmava a classificação do FOCAS em mais de 80% dos casos.

FAIXA DE MAGNITUDES m_J	PORCENTAGEM DE OBJETOS DETECTADOS PELO FOCAS E CONFIRMADOS VISUALMENTE	CONCORDÂNCIA ENTRE CLASSIFICAÇÃO VISUAL E CLASSIFICAÇÃO DO FOCAS (%)
→ 20,5	~ 100	~ 100
20,5 - 20,7	~ 100	~ 90
20,7 - 21,0	~ 100	~ 80
21,0 - 21,1	~ 100	~ 70
21,1 - 21,3	~ 100	~ 60
21,3 - 21,6	~ 90	~ 50
21,6 - 22,0	~ 75	~ 50
22,0 - 22,3	~ 60	~ 40
22,3 - 22,5	~ 30	~ 25

Tabela 5 - Teste da eficiência do FOCAS na detecção e classificação

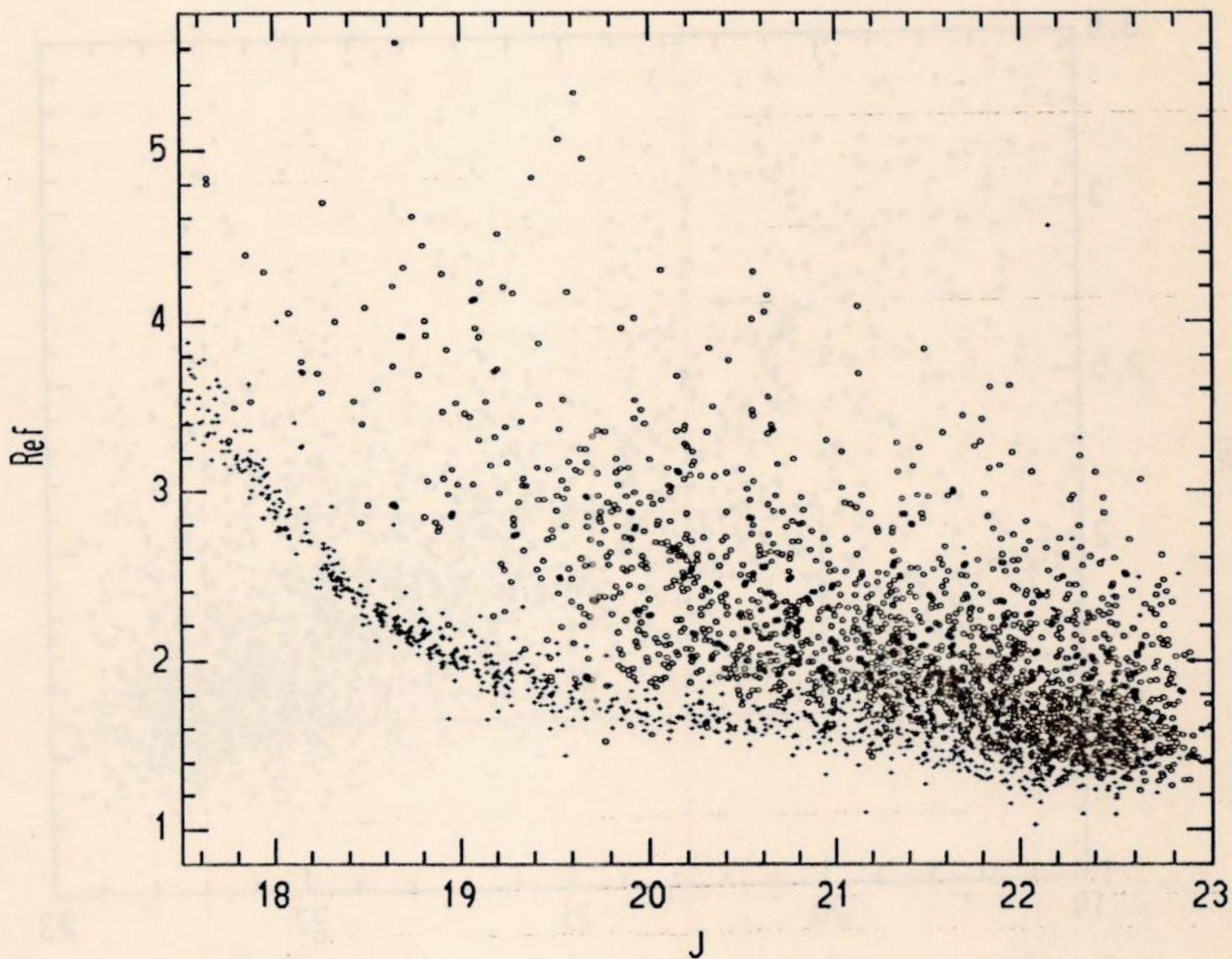


Figura 6 - Teste de classificação para o filme J. Distribuição de raios efetivos para estrelas (+) e galáxias (o).

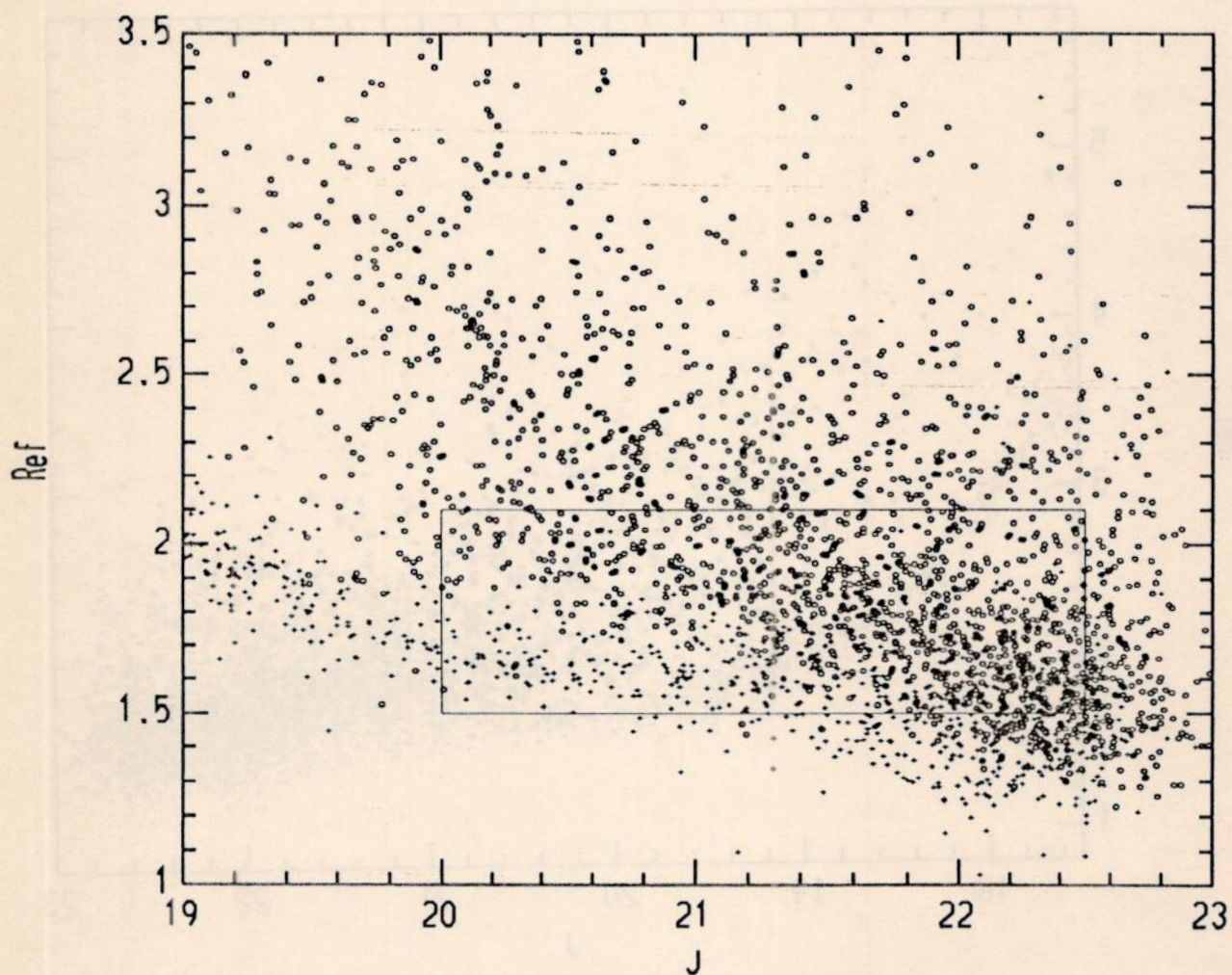


Figura 7 - Teste de classificação para o filme J. Detalhe da figura anterior. A caixa marcada na figura compreende os objetos que tiveram sua classificação inspecionada visualmente.

A não concordância da classificação visual com a classificação do FOCAS, a que se refere a tabela, não implica necessariamente que a classificação do FOCAS esteja errada, mas sim que não se confirmou a classificação de uma parte dos objetos por serem estes muito fracos para se definir uma classificação visual. Em outras palavras, a tabela indica o limite para o qual não se foi mais capaz de avaliar visualmente a classificação do FOCAS. O mesmo acontece com a avaliação do limite de detecção, representada na segunda coluna. É provável que a classificação do FOCAS seja *mais eficiente* que a classificação visual nestes níveis de brilho dos objetos. Assim, talvez se possa estender a confiabilidade na classificação do FOCAS até $m_J \sim 21,6$ ($M_B \sim -17,0$), onde a concordância foi de 50%. Esta magnitude absoluta nos dá uma idéia da profundidade que estamos conseguindo amostrar, que no caso equivale a mais de duas magnitudes além de $M_B^* = -19,15$ (magnitude característica da função de luminosidade, de Lapparent *et al.*, 1988). Vale lembrar que os valores de magnitude absoluta indicados devem ser considerados apenas como uma estimativa, pois a calibração ainda não é definitiva. Comparando a classificação das imagens do filme com a classificação das imagens das placas notou-se que para 80% dos objetos mais brilhantes que este limite a mesma classificação era dada nas três bandas.

III.B. DISTRIBUIÇÃO DE GALÁXIAS

Para examinarmos a distribuição de galáxias dos aglomerados A2534 e A2536 analisamos o mapa da figura 8, onde estão representadas as posições das galáxias na região estudada. As diferenças nos tamanhos dos pontos denotam as respectivas magnitudes e os círculos marcam o R_A dos aglomerados. É possível perceber as duas regiões mais densas e achatadas dentro dos limites do R_A . O A2534 parece ter seu centro deslocado para baixo e para a esquerda em relação ao círculo definido pelo R_A para este aglomerado. A ponte de galáxias que parece unir os dois aglomerados encontra-se na parte esquerda da intersecção entre os círculos. Além disso, o A2536 parece ser formado por duas estruturas achatadas quase perpendiculares, uma centrada no círculo com eixo maior na direção norte-sul e a outra localizada à direita.

Na tabela 6 são mostradas as contagens de galáxias feitas por Abell, outros autores, além de uma nova contagem estendendo a faixa de magnitudes para o limite de $m_J = 21,5$, equivalente a $m_3 + 3,0$ para o A2534 e $m_3 + 3,4$ para o A2536. Também são cotadas as respectivas contagens com subtração de um valor médio para o fundo de céu.

	N_A	(N_{ACO})	N_{ED}	$(N_{ED})_{cor}$	$N_{21,5}$	$(N_{21,5})_{cor}$
A2534	110	126	140	73	218	111
A2536	102	58	-	-	216	80

Tabela 6 - Contagens de galáxias dentro do raio Abell: $[N_A]$ Abell (1958); $[N_{ACO}]$ (1989); $[N_{ED}]$ Lumsden *et al.* (1992) e $[N_{21,5}]$ as contagens obtidas até o limite de magnitude. O índice $[cor]$ refere-se às contagens corrigidas do fundo de céu.

As correções para o valor médio de galáxias do fundo de céu foram diferentes para cada autor. No nosso caso consideramos um número médio de galáxias na região ao redor dos aglomerados, deixando uma faixa intermediária de segurança. Este valor, em torno de 0,42 galáxias por minuto de arco ao quadrado, foi diretamente subtraído. Este valor de céu é coerente com o valor obtido da função de luminosidade para galáxias de campo utilizada por ACO em suas correções, obtida, por sua vez de Rainey (1977).

III.B.1. ISODENSIDADES

Uma avaliação da distribuição de galáxias e da existência de subestruturas, bem como uma melhor definição da forma e da extensão dos aglomerados, podem ser obtidos através do mapeamento de contornos de isodensidades superficiais na região. Para obtermos tais contornos foi necessário primeiramente contar os objetos em pequenas células de uma grade sobre a região estudada. O tamanho dessas células foi escolhido levando-se em conta a sensibilidade ao ruído e a resolução, sendo adotada uma caixa de 200×200 píxeis, capaz de resolver estruturas da ordem de $0,39 Mpc$ na distância dos aglomerados. A figura 9 mostra um mapa de isodensidades da região contendo os dois aglomerados. O contorno de nível mais baixo (delineado com uma linha pontilhada) equivale a ao valor de 1σ acima do valor médio de galáxias (4) para o fundo de céu local, e os demais níveis com passos sucessivos de 1σ . A amostra da qual foram calculados os contornos foi limitada em 21,5 e foram retiradas algumas galáxias com magnitudes menores que as mais brilhantes de cada aglomerado, consideradas como galáxias próximas o bastante para não pertencerem à estrutura. Algumas das estruturas que aparecem nas bordas da figura são provavelmente regiões mais densas de galáxias que a média, mas com densidades bem menores que os aglomerados. As outras são simplesmente flutuações do fundo de céu. Os aglomerados aparecem bem definidos nestas figuras.

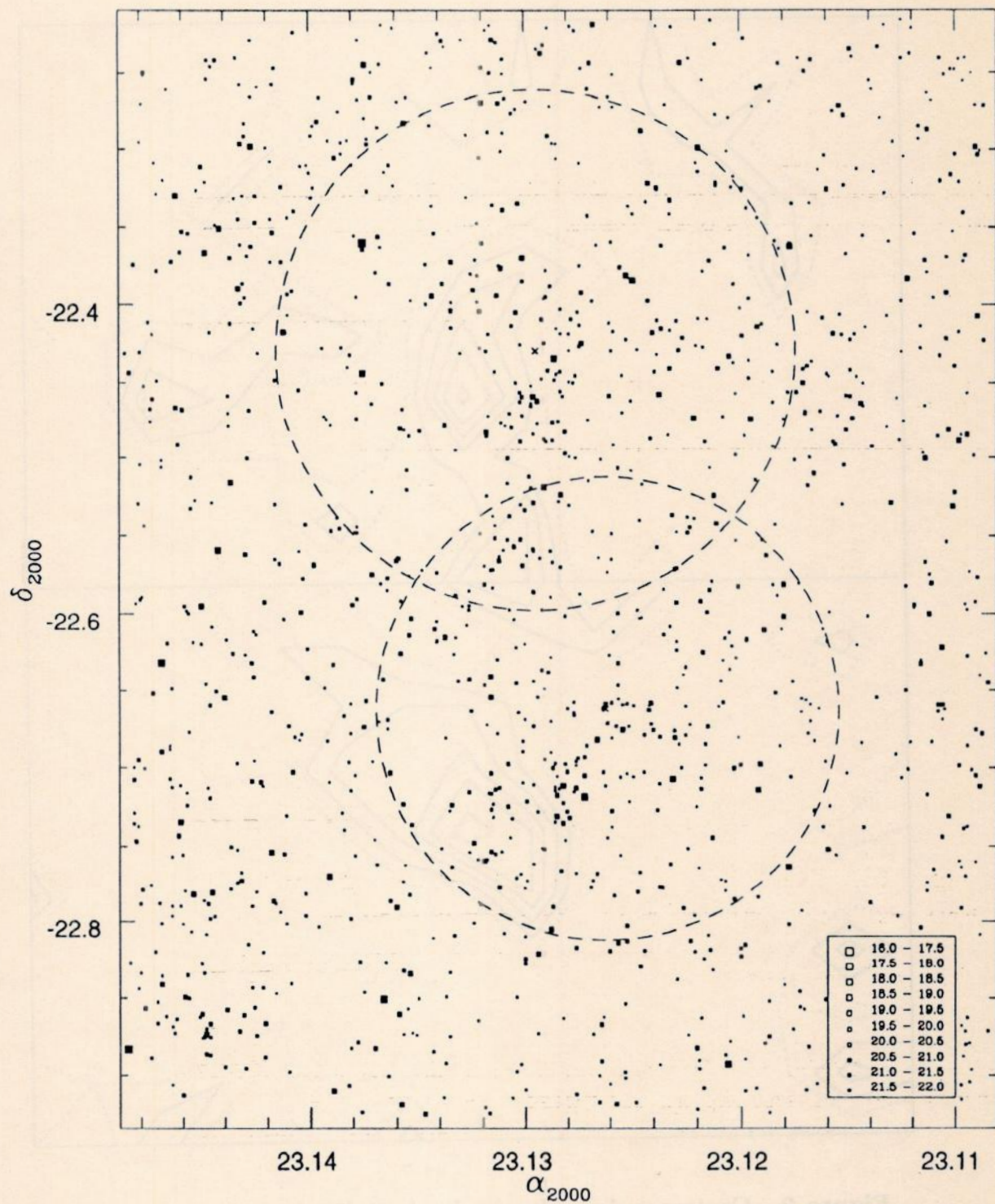


Figura 8 - Distribuição de galáxias na região dos aglomerados A2534 (círculo inferior) e A2536 (círculo superior) até $m_J = 22,0$. Os círculos marcam seus raios Abell.

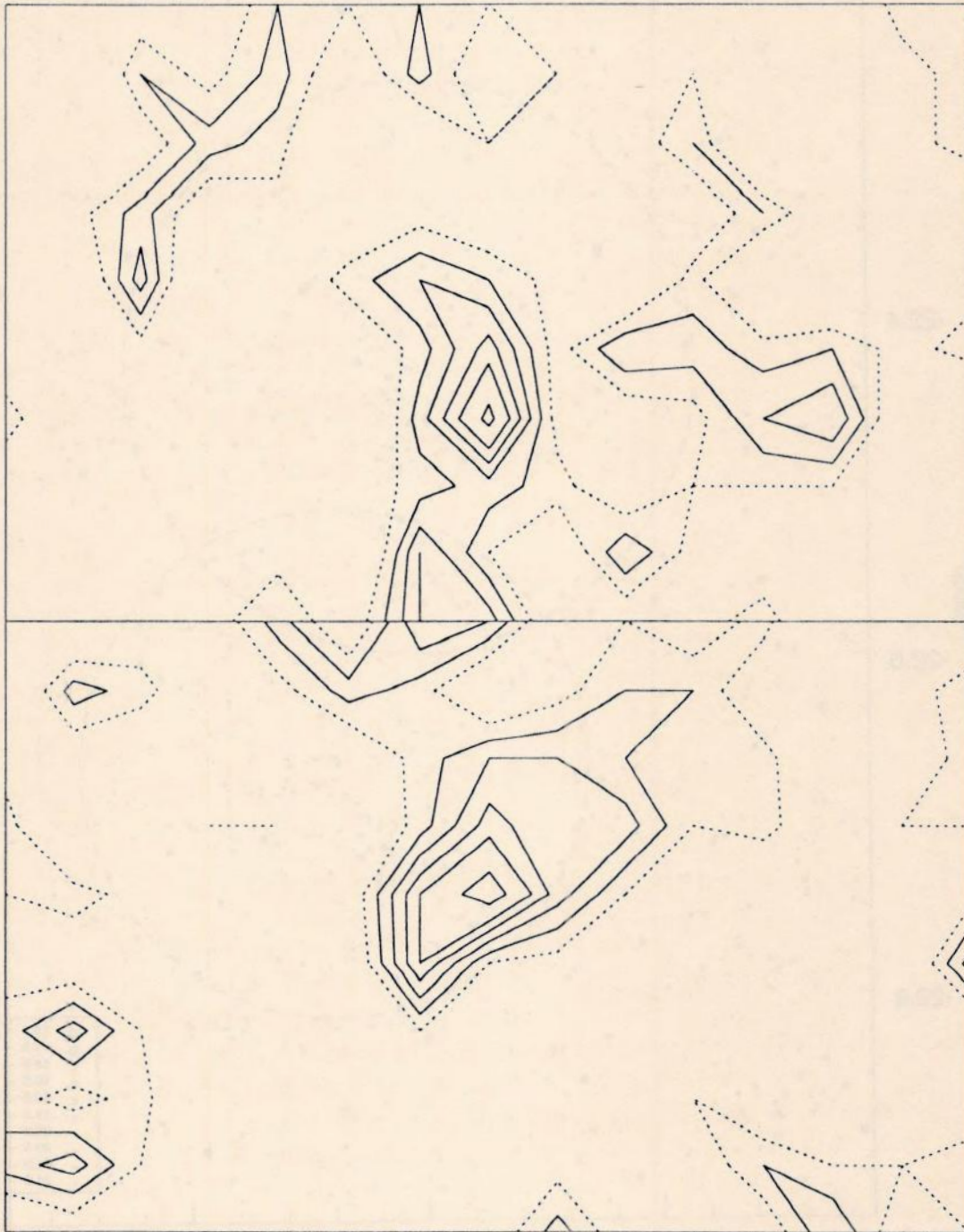


Figura 9 - Contornos de isodensidades da região dos aglomerados A2534 e A2536. A linha pontilhada marca o contorno de 1σ acima do número médio de galáxias no céu local. Os demais contornos representam contagens com intervalos de 1σ .

As subestruturas evidenciadas no gráfico da distribuição de galáxias por faixas de magnitudes (figura 8), aparecem delineadas nos contornos. É nítida a ponte conectando os dois aglomerados, embora sua região mais densa esteja mais próxima do A2536. Também é clara a existência de uma subestrutura alongada do lado direito do A2536, estendendo-se para oeste. Estas duas subestruturas são significantes, conforme o critério definido por Geller & Beers (1982), que considera como tal regiões com um pico de densidade maior ou igual a $3\sigma_R$ acima do contorno que une as subestruturas, onde σ_R é o erro associado a este contorno. A confirmação da existência dessa estrutura, bem como a da ponte como realmente uma *ligação* entre os dois aglomerados, depende da extensão das medidas de desvio para o vermelho a galáxias destas regiões.

Os contornos também nos possibilitam redefinir o centro da aglomeração principal de cada um dos aglomerados. As coordenadas dos picos de densidade de cada um dos aglomerados, bem como as coordenadas definidas por Abell para eles, são listadas na tabela 7. No catálogo de ACO são dadas algumas coordenadas corrigidas, um pouco mais próximas das nossas.

	Coordenadas α_{2000}	Abell δ_{2000}	Novas α_{2000}	Coordenadas δ_{2000}
A2534	$23^h07^m34^s$	$-22^\circ39'45''$	$23^h07^m42^s$	$-22^\circ42'41''$
A2536	$23^h07^m46^s$	$-22^\circ25'45''$	$23^h07^m43^s$	$-22^\circ27'00''$

Tabela 7 - Coordenadas do centro dos aglomerados A2534 e A2536

III.B.2. MORFOLOGIA DOS AGLOMERADOS

O classificação de aglomerados de galáxias proposta por Bautz & Morgan (1970) é baseada na presença de uma galáxia central do tipo "cluster dominant" (cD), definida como uma galáxia muito luminosa com um núcleo do tipo elíptico, envolvido por um extenso envoltório. Seguindo esta classificação, Leir & van den Bergh (1977) determinaram que nenhum dos dois aglomerados continha tal galáxia, classificando-os como do tipo II-III e III, respectivamente o A2534 e o A2536. ACO (1989), por outro lado, determinaram uma classificação II, um tipo intermediário. Na classificação de Rood & Sastry (1971), que leva em conta a distribuição dos 10 membros mais brilhantes, eles foram classificados como do tipo F de *flatenned*, (Ciardullo *et al.*, 1985), por terem um perfil *achatado*. Este perfil é confirmado pelos contornos de densidade da figura 9. O achatamento das estruturas principais pode ser estimado com base na distribuição dos contornos como sendo em torno de 0,45. A presença de subestruturas ou mesmo um contorno irregular para aglomerados sugere que eles são dinamicamente jovens (Geller & Beers, 1982).

IV. CONCLUSÕES

Nossos resultados mostraram que o PDS 1010A pode ser usado para digitalizar as imagens para o estudo de regiões de aglomerados de galáxias distantes desde que sejam homogêneas as varreduras (controle do *fog*, calibração e estabilidade do aparelho, etc). A escolha da fenda de $10 \mu m$ foi fundamental para se conseguir uma boa resolução sem um aumento crítico do ruído. As Curvas Características obtidas tiveram um ajuste incerto para as altas densidades, fato que não comprometeu os resultados para as galáxias porque estes objetos tem brilhos na faixa bem definida da curva. O filme J foi inicialmente encarado apenas como possível auxiliar na identificação e classificação dos objetos, mas os resultados, por outro lado, deixaram claro que, pelo fato dele apresentar um *seeing* bem baixo comparado às placas, sua redução para fornecer posições e classificação de objetos é fundamental. As placas, por outro lado, tiveram os resultados bem limitados devido ao seu alto *seeing*, embora ainda possam ser usadas para fornecer magnitudes B e V para os objetos.

O FOCAS mostrou-se indispensável para este trabalho. A falta de manuais claros e objetivos (os manuais são muito específicos para o grupo de onde ele foi criado) dificultou sua assimilação, embora tenha sido apenas uma questão de tempo. O capítulo que descreve suas rotinas básicas pode ser útil para quem se interessar em utilizá-lo no futuro. Os testes feitos com os resultados mostraram que seu processo de detecção foi bastante eficiente, com uma baixa detecção de objetos espúrios, até pelo menos 3,5 magnitudes além de m_3 para os aglomerados estudados, o que provavelmente permitirá resultados ainda melhores para os outros aglomerados, já que os dois estudados estão entre os mais distantes. A classificação foi excelente até onde se pode avaliá-la, o que não descarta sua possível eficiência a partir deste ponto, pois, como os critérios utilizados pelo FOCAS são muito mais objetivos que os da classificação visual, avaliando a real distribuição de intensidades na imagem. Somam-se a estes resultados a facilidade que o FOCAS possui em permitir se revisar os objetos individualmente.

O estudo da estrutura projetada dos aglomerados A2534 e A2536 revelou a presença de 4 regiões com contraste na densidade superficial de galáxias que podem fazer parte de uma estrutura única. Uma explicação dinâmica para a presença destas subestruturas reside na hipótese de que as menores podem estar se fundindo às principais, um sinal de que a estrutura como um todo ainda está em formação (West, 1989b). Outro indício de formação recente é a própria forma achatada que estas estruturas apresentam. Uma outra possibilidade é que a proximidade destas estruturas seja apenas um efeito de projeção, embora as magnitudes médias dos grupos não sejam muito diferentes.

Um dos próximos passos a serem tomados neste estudo é a calibração absoluta das placas, do filme e, possivelmente, de um filme R a ser incluído no levantamento. Este é um dos pontos mais importantes que está faltando no trabalho, pois, uma calibração segura das placas possibilitaria a obtenção de índices de cor para as galáxias, o que facilitaria uma eventual classificação em tipos morfológicos. Além disso, precisamos fazer uma avaliação da qualidade da fotometria nas bandas J-B-V e talvez complementá-la com uma fotometria na banda R.

Conclusões mais sólidas sobre as subestruturas e sua ligação com os aglomeramentos principais somente serão atingidas com a obtenção de velocidades radiais para um número grande de galáxias em cada aglomerado e nas subestruturas. O procedimento descrito neste trabalho já está sendo aplicado aos outros aglomerados do SC-16, que já têm praticamente todos as imagens digitalizados. O levantamento de velocidades radiais também já teve início com duas missões de observação. Dessa forma poderemos ter uma idéia da aparência desta estrutura em três dimensões e sondarmos sua possível conexão com o SC-17.

Referências

- Abell, G.O. (1958). *Ap.J. Suppl.S.* **3**, 211.
- Abell, G.O. (1961). *A.J.* **66**, 607.
- Abell, G.O., Corwin Jr., H.G., Olowin, R.P. [ACO] (1989). *Ap.J. Suppl.S.* **70**, 1.
- Alonso, M.V., da Costa, L.N., Pellegrini, P.S., Kurtz, M.J. (1993). *A.J.* **106**, 676.
- Assafin, M., Martins, R. (1994). *Boletim da S.A.B.* **14**, 16.
- Bahcall, N. (1988). *A.R.A.A.* **26**, 631.
- Bautz, L.P., Morgan, W.W. (1970). *Ap.J.* **162**, L149.
- Batuski, D.J., Burns, J.O. (1985). *A.J.* **90**, 1413.
- Ciardullo, R., Ford, H., Harms, R. (1985). *Ap.J.* **293**, 69.
- Corbin, T.E., Urban, S.E., Warren Jr., W.H. (1991). *Nasa Space Science Data Center*, doc. n^o WDC-A-R&S 91-10.
- Corwin, H. (1981). *Ph.D. thesis, University of Edinburg, Scotland.*
- da Costa, L.N., Pellegrini, P.S., Sargent, W.L.W., Tonry, J., Davis, M., Meiksin, A., Latham, D.W., Menzies, J.W., Coulson, I.A. (1988). *Ap.J.* **327**, 544.
- da Costa, L.N., Pellegrini, P.S., Willmer, C., de Carvalho, R., Maia, M., Latham, D.W., Geary, J.C. (1989). *A.J.* **97**, 315.
- de Lapparent, V., Geller, M.J., Huchra, J.P. (1988). *Ap.J.* **332**, 44.
- de Vaucouleurs, G. (1968). *Appl. Optics* **07**, 1513.
- Geller, M.J., Beers, T.C. (1982). *P.A.S.P.* **94**, 421.
- Geller, M.J., Fabian, A.C., Szalay, A. (1987). *Large Scale Structures in the Universe, Geneva Observatory, Switzerland.*
- Huchra, J.P., Davis, M., Latham, D.W., Tonry, J. (1983). *Ap.J. Suppl.S.* **52**, 89.
- Jarvis, J.F., Tyson, J.A. (1981). *A.J.* **86**, 476.

- Kron, R.G. (1980). *Ap.J. Suppl.S.* **43**, 305.
- Lauberts, A. (1982). *The ESO/Uppsala Survey of the ESO(B) Atlas, ESO.*
- Lauberts, A., Valentijn (1989). *The Surface Photometry Catalogue of ESO/Uppsala Galaxies, ESO.*
- Leir, A.A., Van den Bergh, S. (1977). *Ap.J. Suppl.S.* **34**, 381.
- Lumsden, S.L., Nichol, R.C., Collins, C.A., Guzzo, L. (1992). *M.N.R.A.S.* **258**, 1.
- Postman, M., Huchra, J.P., Geller, M.J. (1992). *Ap.J.* **384**, 404.
- Rainey, G.W. (1977). *Ph.D. thesis, University of California, USA.*
- Rit e, C., da Costa, L.A.N., Carvalho, R.R., Nunes, M.A, J nior, D.N., Pellegrini, P.S.S. (1987). *Publ. Esp. O.N.* 14/1987.
- Rood, H.J., Sastry, G.N. (1971). *P.A.S.P.* **83**, 313.
- Schectman, S.A. (1985). *Ap.J. Suppl.S.* **57**, 77.
- Shane, C.D., Wirtanen, C.A. (1967). *Publ. Lick Obs.*, **22**, 1.
- Steiner, J.E., Grindlay, J.E., Maccacaro, T. (1982). *Ap.J.* **259**, 482.
- Valdes, F. (1982). *The Resolution Classifier. Instrumentation in Astronomy IV, SPIE Proceedings*, **331**.
- Valdes, F. (1989). *FOCAS - Standard Test Images Results, IRAF Group / NOAO.*
- Valentijn, E.A., Casertano, S. (1988). *A.&A.* **206**, 27.
- West, M.J. (1989a). *Ap.J.* **347**, 610.
- West, M.J. (1989b). *Clusters of Galaxies 4, STScI Symp. Series.*
- Zabludoff, A.I., Huchra, J.P., Geller, M.J. (1990). *Ap.J. Suppl.S.* **74**, 1.
- Zwicky, F., Herzog, E., Wild, P., Karpowicz, M., Kowal, C.T. (1961-1968). *Catalog of Galaxies and Clusters of Galaxies*, vols. **1 - 6**.

Apêndice

I R A F

Image Reduction and Analysis Facility

PACKAGE = dataio
TASK = rfits

fits fil= arqimagem.fits FITS data source
file lis= File list
iraf fil= arqimagem IRAF filename
(make im= yes) Create an IRAF image?
(long he= no) Print FITS header cards?
(short h= yes) Print short header?
(datatyp=) IRAF data type
(blank = 0.) Blank value
(scale = yes) Scale the data?
(oldiraf= no) Use old IRAF name in place of iraf file?
(offset = 0) Tape file offset
(mode = ql)

→ As imagens digitalizadas no PDS 1010A são gravadas num formato próprio do programa ONSAD. Antes do uso desta rotina elas devem ser convertidas para o formato FITS (*Flexible Image Transport System*). Para isto foi usado um programa a disposicao na rede do ON denominado "pdsfits".

PACKAGE = images
TASK = imarith

operand1= arqimagem Operand image or numerical constant
op = * Operator
operand2= 100.00 Operand image or numerical constant
result = imagemdens Resultant image
(title =) Title for resultant image
(divzero= 0.) Replacement value for division by zero
(hparams=) List of header parameters
(pixtype= integer) Pixel type for resultant image
(calctyp=) Calculation data type
(verbose= yes) Print operations?
(noact = no) Print operations without performing them?
(mode = ql)

→ No caso dos dados provenientes do PDS 1010A, a constante multiplicativa deve ser maior ou igual a 100, pois a precisão dos valores de densidade da imagem é de 2 casas decimais.

PACKAGE = dtol
TASK = spotlist

spots = @listaspots List of image files containing spot data
fogs = fog List of images containing fog spots
database= db#.dat Name of output database file
(scale = 0.01) Input value to density scale factor
(maxad = 511) Integer A/D value of saturated pixel
(sigma = 3.) Rejection criteria when determining mean density
(option = mean) Choice of algorithm (mean or median)
(mode = ql)

→ "listaspots" é um arquivo com a lista das imagens dos *spots*; "database" e a base de dados contendo os valores dos *spots*, o valor de *fog*, os respectivos desvios padrões, o número de píxeis utilizados para o cálculo do valor de cada *spot*, e o fator de escala que transforma os dados inteiros de densidade em valores reais. A rotina seguinte acrescenta os valores de intensidade correspondentes aos *spots* e os parâmetros desta calibração. Os parâmetros do ajuste da curva serão acrescentados na rotina *hdfit*.

PACKAGE = dtol
TASK = dematch

database= db#.dat Database of density information
wedge = ## Wedge number used for calibration
filter = GG385 Filter used for calibration
emulsion= IIAO Emulsion used for calibration
(wedgfe= w#.dat) File containing exposure information
(nskip = 0) Number of faint spots skipped
(verbose= yes) Print exposure record from wedgefile
(mode = ql)

→ O arquivo "wedge", w#.dat, contém os valores de intensidade dos *spots*, listados num formato específico, bem como os parâmetros característicos da placa:

```
begin ##  
  title ESO 4873E  
  IIAO/GG385 14  
    1.04 1.15 1.26 1.35 1.44 1.51 1.61 1.66  
    1.76 1.81 1.95 1.99 2.15 2.19
```

PACKAGE = dtoi
TASK = hdfit

database= db#1.dat,db#2.dat List of database names
(functio= power) Fitting function
(transfo= logo) Independent variable transformation
(order = 4) Initial order (ncoeff) of fit
(interac= yes) Interactive fitting flag
(device = stdgraph) Name of interactive graphics device
(weighti= none) Type of weighting
(cursor = stdgcur) Source of cursor input
(mode = ql)

→ Quando são usados mais de um database para o ajuste da curva, os parâmetros de ajuste são gravados no primeiro deles e é este que será usado para converter os dados para intensidade.

Opções de funções de ajuste: série de potências, polinômios de Legendre, função de Chebyshev e função spline.

Opções de transformação da variável independente: logaritmo da opacitância, função de Kaiser com parâmetro 0.5 ou 0.75.

O modo interativo de ajuste tem várias opções listadas com o comando '?'.

PACKAGE = dtoi
TASK = hdtoi

input = imagemdens List of images to be transformed
output = imagemint List of output image names
database= db#1.dat Database containing fit parameters
(fog =) Value of fog - read from database if unspecified
(sigma = 3.) Rejection criteria for determining mean fog
(floor = 0.) Value assigned to levels below fog
(ceiling= 30000.) Scale highest density to this intensity value
(datatyp= r) Pixel type of output image
(option = mean) Choice of fog algorithm (mean or median)
(verbose= yes) Print log of processing to STDOUT
(mode = ql)

→ Um valor do fog diferente do valor gravado no database pode ser introduzido aqui. O valor de "ceiling" não é necessariamente o valor de saturação da placa, e sim o valor que será designado para a intensidade máxima, relativa ao valor de saturação do PDS (densidade 5.11).

fo> setcat
Set or modify catalog header
usage: setcat catalog
Arguments: catalog - catalog to be set or modified
Input: prompted with default values given in parenthesis.
A < cr > accepts default value.

→ Um exemplo de parâmetros do cabeçalho de um catálogo é mostrado abaixo:

```
Catalog: j1a2534.ctg
Number of objects: Total = 2200
Field image file: j1a04
Field name: A2534
Field epoch: 22/04/94
Field passband: J
Field coordinates: 23.0817 -22.9933
Image exposure or integration: 60
Observer:
Origin: ESO/SRC
Field size: 3000 2000
Field scan origin: 0 0
Field corners in reference coordinates:
(23.1487, -22.9265) (23.1083, -22.9249)
(23.1488, -22.5535) (23.1084, -22.552)
Magnitude zero point: 30.651751
Catalog magnitude limit: 100.00
Radius of fixed circular aperature: 5.000000
Sigma of sky: 72.384
Sigma above sky for detection: 2.500000
Sigma below sky for detection: 2.500000
Minimum area for detection: 9
Significance for evaluation and splitting: -100
Area file: j1a2534.ar
```

fo> detect
FOCAS: detection phase
usage: detect catalog [first last minsky maxsky]
Arguments: catalog - catalog file
first - first line to detect (default 1)
last - last line to detect (default size of image)
minsky maxsky - minimum and maximum sky values to use in
the iterative solution for the initial sky values.
Additional files required: CCD or plate image

→ Para os valores "first" e "last" foram usados a primeira e última linhas da imagem, a fim de obter-se uma melhor amostragem para o cálculo do céu. Os Os valores de "minsky" e "maxsky" são obtidos pela inspeção da imagem

como uma medida da dispersão dos valores dos píxeis de céu (a rotina usada para isto foi o *imexamine*).

```
fo> sky
Evaluate sky around objects.
usage: sky [option] catalog [filter]
Arguments: catalog - catalog to be evaluated
OPTIONS: -0 - Use two sigma mean about peak of histogram (default)
         -1 - Use convolution peak of histogram
         -2 sky - Set sky value
         -3 delta - Add delta to sky
         filter - filter options
Additional files required: field file, area file
```

→ Esta rotina foi usada com seus parametros de "default".

```
fo> skycorrect
Correct sky intensities to be the sky mode intensities.
usage: skycorrect catalog
Arguments:
    catalog - catalog to be corrected
Output: Diagnostics from the processing.
```

→ Idem à anterior.

```
fo> evaluate
Evaluate objects.
usage: evaluate catalog [filter]
Arguments: catalog - catalog to be evaluated
           filter options
Additional files required: field file, area file
To only evaluate objects not previously evaluated use filter = G E
```

```
fo> findstars
Automatically find bright stars from their first moment radius.
usage: findstars Nmin sigma <catalog >catalog
Arguments: Nmin - minimum number of stars to be found
           sigma - maximum (sigma ir1)/<ir1> for stars
Input: catalog of source objects
Output: catalog of stars
Diagnostics: The running statistics of the search are printed on
             the standard error output.
```

→ O número inicial de objetos supostamente estelares que esta rotina considera é igual a dez vezes "Nmin", portanto o valor deste parâmetro deve estar dentro das estimativas iniciais do número de estrelas do campo. A rotina elimina os objetos com um raio efetivo maior que o desvio padrão em cálculos sucessivos até atingir Nmin ou um desvio padrão igual a "sigma".

fo> template

Make a template from objects in a catalog

usage: template [-r] dx dy < catalog > template

Arguments: dx dy - size of template

-r - Average radially

Input: A catalog file of objects from which to make a template

Output: An ascii template file

The plate file and area description files are required

fo> autopsf

Automatically set psf using program findstars

usage: autopsf catalog Nmin sigma size

Arguments: catalog - catalog to be used to automatically find stars
and to have psf set in header

Nmin - minimum number of stars to be found

sigma - maximum (sigma ir1)/<ir1> for stars

size - the psf size (<= 15)

Output: Information from findstars and template

→ Esta rotina é usada no lugar das duas anteriores inicialmente como um teste para ver se as estrelas que o FOCAS seleciona automaticamente produzem uma boa PSF. Se os resultados forem insatisfatórios tenta-se uma melhor escolha dos objetos alterando os parâmetros da rotina *findstars*, ou mesmo melhorar o ajuste pela rotina *template*. Uma última opção é a seleção visual das estrelas usando a rotina *review*, separação destes objetos num catálogo de estrelas e ajuste da PSF pela rotina *template*.

fo> splits

Split images by increasing isophotes.

usage: splits [-t#] [-c] [-v0 val] [-v1 val] catalog [nlevels [filter]]

Arguments: -t# - templates (default -t1)

1 - scale and fraction templates (default)

2 - scale templates only

3 - lower resolution templates

4 - lower resolution scales only templates

-c - centering (no centering is the default)

-v0 val - variance intercept in data units (default 0)

-v1 val - variance slope in data units (default 1)

catalog - catalog to be split

nlevels - number of threshold levels examined above
the isophote in units of the sky sigma
(default of 100)

filter options - select objects for splitting
(unselected objects copied to output)

The template and variance parameters are used for classification if a PSF is defined. See RESOLUTION for more about these parameters.

Additional files required: plate file, area file

→ Esta rotina foi usada com seus parâmetros de "default".

fo> resolution

Fit a stellar template to an image with Poisson likelihood

usage: resolution [-t#] [-c] [-v0 val] [-v1 val] catalog [filter]

Arguments: -t# - template set (default -t1)

1 - scale and fraction templates (default)

2 - scale templates only

3 - lower resolution templates

4 - lower resolution scales only templates

-c - centering (no centering is the default)

-v0 val - variance intercept in data units (default 0)

-v1 val - variance slope in data units (default 1)

catalog - catalog to be fitted

filter options

Additional files: plate file and area file

The point spread function must be defined in catalog header.

The variance is $V = v0 + v1 * I$ where I is the data value.

For CCDs $v0 = (RN/G)**2$, and $v1 = 1 / G$ where RN is the read noise in electrons and G is the gain in electrons per data unit provided no averaging or sky subtraction has been done.

→ Idem à anterior.

fo> review

Review focas images and make classifications

usage: review catalog ...

Arguments: catalog - up to four catalogs may be reviewed simultaneously

Input: Commands appear on the terminal.

→ Ao entrar na rotina review, um manual de opções aparece na tela. Esta rotina é usada em várias fases do processamento: depois da detecção dos objetos para avaliar o número de sigmas acima do céu e a área mínima usados, para selecionar estrelas ao invés de usar a rotina *findstars* em campos com poucas estrelas, etc. Em X11 esta rotina tem alguns problemas de execução como para acionar o desenho das isofotas dos objetos. Tivemos melhores resultados executando esta rotina em SUNVIEW. Neste caso, antes de acionar o review é necessário executar a rotina "fdisplay" para estabelecer os valores mínimo e máximo de intensidade para a exposição da imagem.

fo> filter

Filter catalog files

usage: filter options

Input: catalog file to be filtered

Output: filtered catalog file

Read and filter catalog files

Options - Objects of particular classes are selected by strings beginning with a lower case character. The object class must match one of the strings exactly unless there is a

trailing '-' in which case only the initial preceding characters must match. Absence of class selections selects all classes and is equivalent to '-'.
The upper case options must all be matched by the object.

A min max - select objects with $\text{min} < \text{area} \leq \text{max}$
B - select split objects
C - select split objects and parents
D - select originally detected objects
E - select objects without B flag and never split
F [ABCDEF LPRS] - select objects with flags
G [ABCDEF LPRS] - select objects without flags
H - reject multiple objects
I - reverse the sense of the filter, objects not selected by the other options are passed
K k1 ... kn - select objects with entnum k1 ... kn
M min max - select objects with magnitudes in range min - max
N first last - select objects with numbers between first and last
Rn min max - select objects with intensity moment radius irn ($n = 1, 2, 3, 4$) between min and max
S smin smax - select objects with scales in range smin - smax
T tmin tmax - template fraction in range tmin - tmax
W xl yl xh yh - select objects in window of scan coordinates
Y xl yl xh yh - select objects in window of ra and dec
Z min max - select objects with asymmetry between min and max

fo> catlist

usage: catlist [-flag] options < catalog

flag: one of the following

- 1: blank separated values (default)
- 2: values on separate lines
- 3: blank separated name = value
- 4: name = value on separate lines
- 5: dump object records in name = value format (options ignored)
- 6: dump object records in one value per line

Options are the following blank separated keywords:

Abbreviated keywords and computed quantities

o: object number
c: classification
a: isophotal area
m: isophotal magnitude
x: x position
y: y position
r: right ascension
d: declination
s: resolution scale
f: resolution fraction
ir2: intensity weighted second moment radius
r2: unweighted second moment radius
mc: core magnitude

ma: aperture magnitude
 mi: isophotal magnitude
 mt: total magnitude
 Basic object record entries
 entnum: detection number
 subent: split number
 class: classification
 eflgs: object flags
 sbr: sky brightness
 nsbr: number of sky pixels
 ssbr: sky sigma
 area: isophotal area
 tarea: total area
 ispht: isophote brightness
 xavg: average x width
 xavg: average x width
 xavg: average x width
 yavg: average y width
 xc: x position
 yc: y position
 ra: right ascension
 dec: declination
 Li: isophotal luminosity
 sLi: sigma of isophotal luminosity
 Lc: core luminosity
 Lfca: aperture luminosity
 Ltotal: total luminosity
 mag: isophotal magnitude
 icx: x intensity weighted centroid
 icy: y intensity weighted centroid
 ixx: xx intensity weighted second moment
 iyy: yy intensity weighted second moment
 ixy: xy intensity weighted second moment
 ir1: intensity weighted first moment radius
 ir3: intensity weighted third moment radius
 ir4: intensity weighted fourth moment radius
 cx: x unweighted centroid
 cy: y unweighted centroid
 xx: xx unweighted second moment
 yy: yy unweighted second moment
 xy: xy unweighted second moment
 r1: unweighted first moment radius
 fitxc: x template center
 fityc: y template center
 scale: resolution scale
 frac: resolution fraction
 prob: resolution probability
 arpos: area file offset

fo> autofocas

A standard processing shell script

usage: autofocas catalog Nmin sigma size [first last minsky maxsky]

Arguments:

catalog - catalog to be processed

Nmin - minimum number of stars to be found by findstars

sigma - maximum (sigma r1)/<r1> for stars in findstars

size - the psf size (<=15) for template

Optional detect parameters:

first - first line for detection

last - last line for detection

minsky - minimum sky in initial sky estimate

maxsky - maximum sky in initial sky estimate

Output: Diagnostics from the processing.

The shell script is as follows:

```
echo Processing of catalog begun 'date'
echo Detection begun 'date'
detect catalog
echo Sky evaluation begun 'date'
sky catalog
skycorrect catalog
echo Evaluation begun 'date'
evaluate catalog
echo Splitting begun 'date'
splits catalog
echo Autopsf begun 'date'
autopsf catalog Nmin sigma size
echo Resolution begun 'date'
resolution catalog
echo Processing of catalog finished 'date'
where the arguments are as given above.
```

→ Esta rotina pode ser usada para executar automaticamente os principais programas do FOCAS. Os parâmetros são os mesmos necessários para as rotinas *detect* e *autopsf*. É recomendado o uso desta rotina quando os valores destes parâmetros já forem seguramente conhecidos, isto é, quando já foram executados os programas separadamente para o respectivo campo ou para um campo similar. Ela é muito útil quando pretende-se reduzir vários campos de uma mesma placa e com condições similares.
