
PROCESSAMENTO DE IMAGENS ÓPTICAS EM ASTRONOMIA: UM UNIVERSO DE POSSIBILIDADES

OPTICAL IMAGE PROCESSING IN ASTRONOMY: A UNIVERSE OF POSSIBILITIES

Júlio César PENEREIRO*
Carlos Henrique Dias CARNEIRO**
Daniel DO VALLE**

ABSTRACT

Dramatic changes have taken place during the past two decades in the Astronomy because of the new microelectronic technology. When the information in an image is expressed in digital form, it can be manipulated mathematically in order to give more informations about the object. It is described in this paper some detectors in Astronomy and given details about the Charge Coupled Device (CCD) wich are being used in the research project. Furthermore, we present some astrofisical informations about galaxy images, that are being collected through telescopes and being reduced in microcomputers, such as contour maps, surface brightness, major axis profile and structural and morfological parameters.

KEY WORDS: Image Processing, Astronomical Detectors, Scientific Divulgation.

RESUMO

Ocorreram mudanças dramáticas na Astronomia nas últimas duas décadas devido à nova tecnologia microeletrônica. Quando uma imagem é expressa na forma digital, ela pode ser manipulada matematicamente e podemos obter mais informações a respeito do objeto. Descrevemos neste artigo alguns detectores em Astronomia e damos maiores detalhes sobre o Dispositivo de Cargas Acopladas (CCD) utilizado no projeto de pesquisa. Além disso, apresentamos algumas informações astrofísicas de imagens em galáxias, coletadas em telescópios e reduzidas em microcomputadores, tais como mapas de contorno, perfis de brilho superficial no eixo maior e parâmetros estruturais e morfológicos.

PALAVRAS-CHAVE: Processamento de Imagens, Detectores Astronômicos, Divulgação Científica.

(*) Professor-Doutor do Departamento de Física do I. C. E. da PUCCAMP.

(*) Observatório Municipal de Campinas "Jean Nicolini" (S. M. Cultura - Pref. Munic. de Campinas).

(*) Astrônomo visitante do Laboratório Nacional de Astrofísica (LNA - CNPq/MCT).

(**) Alunos de Graduação do Curso de Engenharia de Computação do I. I. da PUCCAMP.

1 - INTRODUÇÃO

A astronomia observacional se enfrenta com duas grandes preocupações técnicas: a detecção de objetos luminosos de fraco brilho e o aumento da resolução angular com finalidade de separar os mais próximos, ou seja, de vislumbrar as delicadas estruturas presentes no interior dos mais extensos objetos astronômicos. Tradicionalmente, desde que Galileo observou pela primeira vez através do telescópio, o esforço de astrônomos ópticos e engenheiros durante os quase três séculos e meio transcorridos desde então, está sendo dirigido para a construção de telescópios cada vez mais potentes, com maiores diâmetros de suas lentes ou espelhos. Isto é fácil de entender, pois ao aumentar o diâmetro aumenta-se a área coletora de luz e assim a possibilidade de reconhecer a emissão luminosa de objetos fracos. Por outro lado, as leis da difração da luz nos dizem que o poderresolutivo aumenta com o diâmetro da área coletora. No entanto, a tecnologia atual impõem limites de construção a tamanhos máximos de lentes e espelhos de peça única. A forma que foi encontrada para solucionar esta questão está no aparecimento de novos e maiores telescópios baseados em sistemas com espelhos múltiplos.

O problema foi também resolvido parcialmente com a entrada em operação desde 1990 do Telescópio Espacial Hubble que, situado em órbita terrestre e portanto livre da turbulência atmosférica, consegue alcançar as mais fracas magnitudes e as resoluções mais altas conseguidas até o momento.

Ainda que o telescópio e a atmosfera imponham limites físicos, as possibilidades de detecção e resolução está relacionada às suas máximas capacidades quando, ao reconhecer a imagem formada no plano focal do telescópio, colocamos um sistema de detecção capaz de extrair o máximo de informações possíveis ali presentes. O desenvolvimento de novos detectores foi o caminho que os astrônomos, físicos e engenheiros adotaram durante os últimos anos para atacar este velho problema.

Até pouco mais de um século atrás, o único detector empregado para captar os sinais emitidos na banda do visível, para os objetos astronômicos, foi o olho humano que, acoplado a uma ocular, serve para visualizar a imagem dada pela objetiva do telescópico. Ainda que o olho humano possua qualidades excelentes (alta sensibilidade, apreciação de cores, alta capacidade de contraste e de trabalho entre fluxos luminosos extremos), peca na possibilidade de contar os fótons que chegam

em instantes diferentes, pois para que registre um detalhe, necessita que os fótons alcancem um mesmo ponto da retina num tempo inferior a 0.1 segundos, que é o tempo de persistência retiniana. Mesmo que a memória humana possa armazenar as características de uma imagem, esta é esquecida, se não toda, ao menos nos detalhes, em pouco tempo, introduzindo com isso uma componente subjetiva à observação. Por outro lado, o olho humano carece da possibilidade de efetuar medidas quantitativas precisas, sendo assim que o seu papel, como detector, tem sido ocupado por novos sistemas mais objetivos.

O primeiro dos detectores desenvolvido e introduzido em Astronomia durante o último século foi a emulsão fotográfica. Ainda que menos sensível que o olho humano, possui a capacidade de acumular os fótons que chegam em intervalos diferentes e em posições espaciais diferentes. Uma placa fotográfica, segundo seu formato, é constituída com grãos de cerca de 20 microns de tamanho que podem armazenar sobre sua superfície entre 10^8 e 10^9 pixels¹. No entanto possui grandes inconvenientes: (i) somente trabalha por cima de um certo fluxo de energia mínimo (um grama de sal de prata, para ser reduzido e aparecer no revelador, deve receber uma quantidade mínima de fótons), e inversamente para fluxos energéticos muito grandes pode saturar-se, o que faz com que o sistema seja altamente não linear (isto é, o sinal registrado não é proporcional ao fluxo recebido); (ii) o intervalo dinâmico (veja [2]) é restrito; (iii) possui o incômodo defeito de reciprocidade; e (iv) uma baixa eficiência de detecção. Apesar disso, pelo fato da placa fotográfica ser de simples manejo e relativamente pouco custosa, é ainda utilizada em alguns observatórios e especialmente em programas específicos (como por exemplo os levados a cabo com telescópios do tipo Schmidt, que possuem a vantagem de reconhecer grandes áreas do céu), onde se mostra como um elemento de pesquisa fundamental (veja por exemplo: [16]).

Durante a última metade deste século, a introdução e o desenvolvimento da eletrônica, e ainda o desenvolvimento paralelo de novos instrumentos (grande parte deles para tecnologia militar) deram uma gigantesca contribuição à astronomia observacional, em especial no que se refere à captação de sinais débeis, que agora encontram alta aplicação, não só em Astrofísica que se faz desde o solo, senão também a desenvolvida no espaço por sondas e satélites artificiais.

No que se segue, faremos uma descrição de um detector, dentre vários detectores modernos e empregados em Astronomia, o qual estamos empregando em

(1) Do inglês "picture element";, ou seja, elemento de imagem.

nossas pesquisas que visam o processamento de imagens de alguns objetos astronômicos extensos (galáxias) em microcomputadores da linha IBM-PC, junto ao LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica - CNPq/MCT) e ao DF/PUCCAMP (Departamento de Física do I.C.E. da PUCCAMP). Previamente, apresentaremos alguns parâmetros básicos que servirão para quantificar as possibilidades globais da tarefa do detector que estamos utilizando, além de servir de subsídio para as discussões que serão apresentadas.

2 - EFICIÊNCIA QUÂNTICA DE DETECÇÃO SENSIBILIDADE ESPECTRAL INTERVALO DINÂMICO RESOLUÇÃO

A eficiência quântica (Q) de um sistema que detecta fótons (ou quantuns de luz) se define como a fração de fótons incidentes que em média produzem um sucesso mensurável (por exemplo, um fotoelétron, um grão escurecido na emulsão fotográfica, etc). Assim, podemos escrever que:

$$Q = \frac{N_{\text{Sucessos..Produzidos}}}{N_{\text{Fotons..Incidentes}}} \quad (1)$$

No entanto, um detector, ainda que ideal, não pode fazer uma medida perfeita. Segundo as leis estatísticas que governam a emissão de fótons, uma medida de um número N de fótons está afetada de uma incerteza \sqrt{n} denominada de "ruído fotônico". Ademais, num detector real outros fatores que contribuem ao ruído vêm limitar a precisão da medida. Este pode ser de três tipos: (i)

térmico, que se origina no próprio sistema detector como consequência dos elétrons emitidos espontaneamente por agitação térmica da superfície sensível; (ii) de amplificação, produzido pelo sistema amplificador de sinal; (iii) de leitura, produzido pelo sistema de leitura do sinal. É por isso que para caracterizar um sistema real, convém definir um parâmetro mais realista conhecido como eficiência quântica do detector (Q_D), mediante a relação:

$$Q_D = \frac{(S/R)^2_{\text{Detector..Real}}}{(S/R)^2_{\text{Detector..Ideal}}} \quad (2)$$

onde, (S/R) indica a relação do sinal frente ao ruído.

Q_D é uma medida da eficiência do sistema real frente a um sistema ideal (perfeito) onde conta-se fótons. O critério de otimização de um detector é assim elementar: maximizar a relação (S/R) de forma que Q_D adquira o valor mais alto possível. De grande importância são as variações de Q_D frente ao comprimento de onda λ , que são as que definem a **sensibilidade espectral** do detector. Como exemplos citamos o olho humano e a emulsão fotográfica, para os quais $Q_D \sim 1-2\%$ (isto é, de cada cem fótons incidentes apenas um ou dois são registrados), o do fotocátodo, onde é $Q_D \sim 10-20\%$ no visível e, do sistema de diodos de silício (CCD), onde $Q_D \sim 80\%$ próximo aos 7000 \AA ($1 \text{ \AA} = 1.0 \times 10^{-10} \text{ m}$). A Figura 1 ilustra as diferenças entre estes detectores.

Um outro fator que joga um papel importante, quando se trata de detectar um detalhe fraco próximo a outro brilhante, é o denominado **intervalo dinâmico**, que se define como a diferença entre o número mínimo e o máximo de sucessos que pode registrar o sistema.

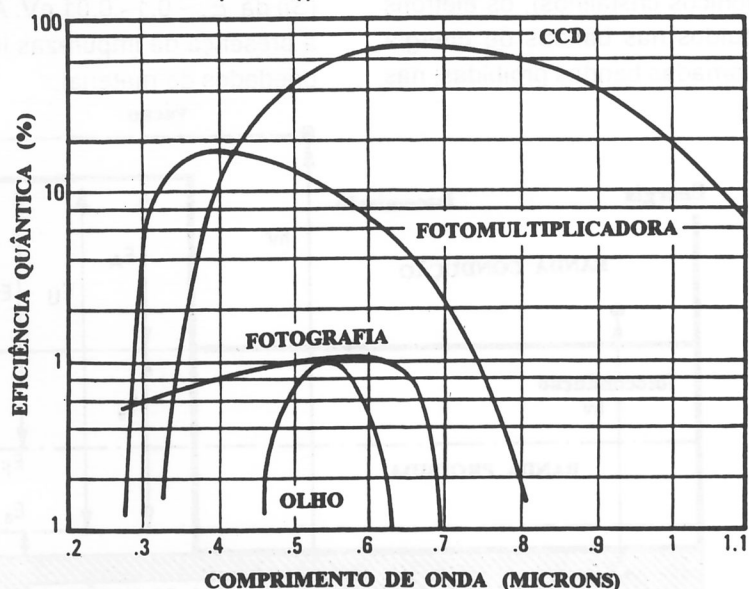


Figura 1 - Comparação da eficiência quântica (em porcentagem) frente ao comprimento de onda para vários detectores em uso (incluindo o olho humano).

Para um sistema que produza imagens é conveniente também definir a **resolução**. Desde o ponto de vista elementar, chamamos resolução linear ao diâmetro mínimo de um elemento espacial, no qual os sucessos podem ser registrados e diferenciados daqueles outros elementos situados no dispositivo de detecção. No entanto, os astrônomos e ópticos determinam a resolução em pares de linhas por milímetro e para dispositivos deste tipo, a resolução vem dada como o inverso do diâmetro máximo do disco de confusão. Uma definição mais rigorosa da resolução implica na denominada "função de transferência de modulação", mas isto está longe dos objetivos deste artigo (para detalhes ver: [1]).

3 - O EFEITO FOTOELÉTRICO SUPERFÍCIES FOTOEMISSORAS (FOTOCÁTODO)

O processo mediante o qual um fóton, ao incidir sobre um sólido, libera um elétron se denomina **efeito fotoelétrico**, que foi descrito audaciosamente por Einstein (1905). Segundo Einstein, quando a energia do fóton incidente é superior à energia de ligação do elétron ao sólido, este pode liberar-se. Já que a intensidade de um gás luminoso monocromático é proporcional ao número de fótons, o número de elétrons liberados é proporcional a esta, com o qual o processo é linear.

A eficiência quântica de fotoemissão depende do tipo de sólido que tenhamos. Segundo a teoria de bandas (na qual se consideram as interações entre os elétrons de condução e os núcleos iônicos cristalinos), os elétrons nos cristais estão distribuídos nas bandas de energia separadas por regiões chamadas bandas proibidas, nas

quais a entrada do elétron não é permitida [11]. A disposição destas bandas proibidas determina o caráter do sólido. Num material isolante, a energia da banda proibida, E_G , que separa a banda de valência da banda de condução é alta (~ 6 eV). Num metal, as bandas de condução e valência estão misturadas, de forma que é fácil arrancar elétrons. Mesmo que, em princípio, se utilizam superfícies fotoemissivas, sua alta capacidade refletora à radiação incidente, lhes fazem possuir valores baixos de $Q_D \sim 0.1\%$ no visível. Uma boa superfície fotoemissora deve possuir, não só valores baixos de E_G , mas também, uma baixa afinidade eletrônica e baixa capacidade refletora. Estas características são compartilhadas pelos semicondutores, para os quais $E_G \sim 1$ eV. Os compostos de Césio (Cs) e outros metais alcalinos são especialmente eficientes nas partes visíveis do espectro.

Na Figura 2 aparece o diagrama de níveis (bandas) de energia para um semiconductor. A fotoemissão ocorre quando o fóton incidente tem uma energia superior a E_U dada por:

$$E_U = E_A + E_G \quad (3)$$

onde, E_A é a energia necessária para superar a interface cristal-vazio (afinidade eletrônica).

A presença de impurezas no cristal semiconductor (átomos doadores ou receptores), mesmo que em proporções pequenas, produz variações no nível de energia. Por exemplo, um átomo de Boro (B) numa rede de Silício (Si) dá $E_A \sim 0.1 - 0.01$ eV. Apesar de tão baixos valores, a presença de impurezas influe drasticamente nas propriedades do material.

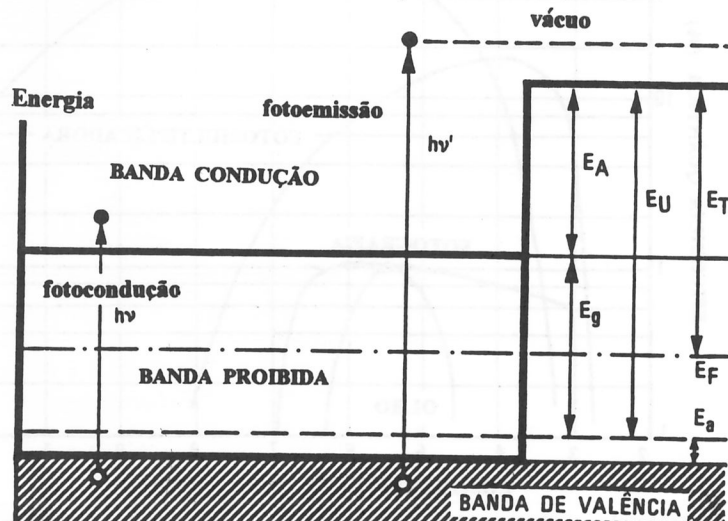


Figura 2 - Diagrama das bandas de energia para um sólido semiconductor. A nomenclatura está descrita no texto.

Um problema já citado é a aparição de ruído devido a emissão secundária produzida pelo efeito termoiônico. Isto ocorre quando a energia E_U é maior que E'_U , onde:

$$E'_U = E_A + E_F \quad (4)$$

sendo, E_F a denominada energia do nível de Fermi (que é a correspondente ao nível energético mais alto que chegam os elétrons na temperatura de zero grau absoluto), e que nos semicondutores se encontra no interior da banda proibida de energia, sendo que em geral $E_U < E'_U$ [11]. Esta emissão termoiônica pode ser reduzida pelo

esfriamento a baixas temperaturas, utilizando por exemplo o Nitrogênio líquido.

A Figura 3 mostra a curva de sensibilidade espectral (Q_D versus λ) para alguns fotocátodos semitransparentes comuns. Outros fotocátodos opacos, nos quais os fotoelétrons são emitidos desde a mesma superfície sobre a que incide a luz, têm valores de Q_D de até 70%. Além disso, gozam de um alto intervalo dinâmico [3]. Mais tarde descobriram-se fotocátodos com afinidade eletrônica negativa, como é o caso do GaAs(Cs) que tem alta eficiência quântica no vermelho e infravermelho.

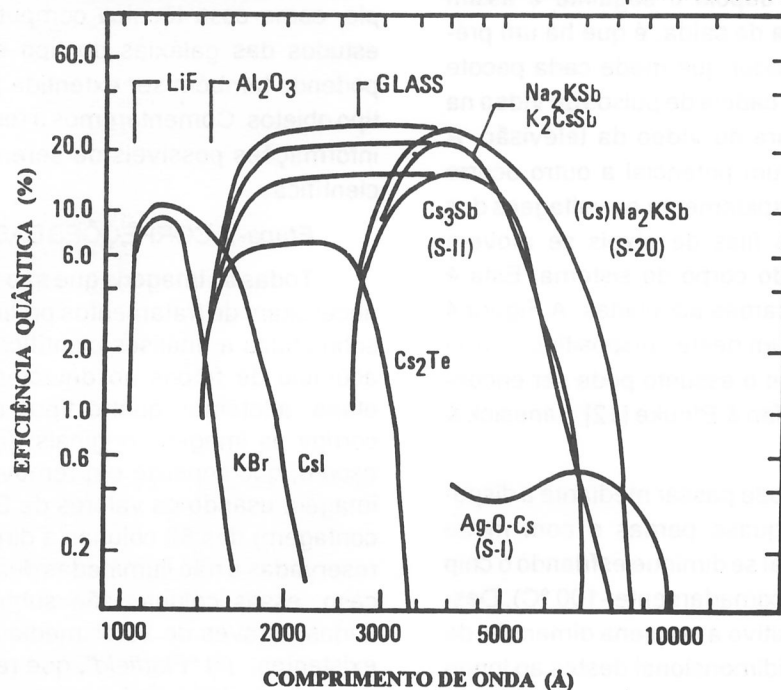


Figura 3 - Eficiência quântica (Q_D) frente ao comprimento de onda (λ) para diversos tipos de fotocátodos semitransparentes usados com diferentes materiais para a janela de entrada do detector.

4 - O CCD (DISPOSITIVO DE CARGAS ACOPLADAS)

Durante os anos de 1969 e 1970, Boyle & Smith [2] desenvolveram nos Laboratórios Bell um semiconductor que apresentava uma alta capacidade de armazenamento de imagens ópticas, envolvendo a tecnologia de semicondutores de óxido de metal (MOS) como sensores de estado sólido para uso nos sistemas de TV. A este dispositivo denominaram de CCD (Charge-Coupled Devices). Posteriormente, graças à NASA, JPL e Texas Instruments, foram desenvolvidos CCD's com vistas à aplicação em astronomia espacial. Outros CCD's de imagem foram também construídos por diferentes casa comerciais e são disponíveis hoje em dia para diferentes aplicações.

Basicamente se trata de um dispositivo bidimensional de capacitores MOS que estão deposita-

dos sobre a superfície de um substrato de silício, capazes de armazenar e transferir sinais analógicos ou digitais a partir de entradas eletrônicas ou fotoeletrônicas.

Em geral e independentemente das modificações introduzidas pelos fabricantes, cada pixel de um CCD está composto de três camadas: uma superior de eletrodos metálicos, outra intermediária de dióxido de silício (SiO_2) e uma inferior constituída por um cristal de silício semiconductor dopado, seja positiva ou negativamente. A camada superior contém os eletrodos de alumínio que se organizam em série intercaladas de dois, três ou quatro. A camada intermediária separa os eletrodos do substrato inferior, contendo em alguns CCD's eletrodos de polisilício que alternam com os metálicos.

O princípio de funcionamento é o seguinte: a luz que chega ao semiconductor de silício (neste caso do tipo p) produz os portadores de carga. Aplicando uma voltagem apropriada no centro do eletrodo, cria-se ao mesmo

5 - A FOTOMETRIA SUPERFICIAL DE GALÁXIAS COM O CCD

O objetivo fundamental da fotometria superficial é o de extrair o máximo possível de informações contidas numa imagem bi-dimensional (seja através de uma placa fotográfica ou por um detector CCD). Com ela, é possível obter as propriedades morfológicas e estruturais de diferentes corpos celestes, de forma a fornecer meios de avaliar as teorias sobre a evolução e formação desses objetos.

Relataremos, após a coleta de dados pelo telescópio, como essa técnica computacional é aplicada aos estudos das galáxias do tipo elípticas e lenticulares, podendo também ser estendida para o estudo de outros tipo objetos. Comentaremos a respeito de alguns tipos de informações possíveis de serem obtidas para análises científicas.

Etapa-1: CORREÇÕES DAS IMAGENS ORIGINAIS:

Todas as imagens que são registradas por um CCD necessitam de tratamentos preliminares antes de serem submetidas a análises científicas. Isto ocorre porque o acúmulo de fótons no detector não é perfeito. Nesta etapa, adotamos quatro tipos de procedimentos para corrigir as imagens originais: (i) *Correção do ruído de escuro*, que consiste em remover o ruído adicionado à imagem usando os valores de DN ("Digital Number" ou contagem) das 80 colunas à direita do CCD, que foram reservadas e não iluminadas durante a exposição. Neste caso, essas colunas são subtraídas das linhas dos dados, através do valor médio inferido pelos pixels ali existentes. (ii) *"Flatfield"*, que representa a remoção da correção de iluminação, sendo a parte mais importante e demorada desta etapa. Ao analisar uma imagem visualmente, verifica-se que os pixels de um CCD não possuem a mesma sensibilidade, mesmo quando iluminados uniformemente. Dessa forma, aparecem padrões característicos em alguns pixels, os quais não são informações associadas ao objeto de interesse. Assim, necessitamos dividir cada imagem original pelo "flatfield" para obter uma estimativa da imagem real da fonte observada. Na prática, a resposta do "flatfield" pode ser medida apontando o telescópio para uma tela branca fixada sobre a cúpula e esta, por sua vez, é iluminada uniformemente por lâmpadas incandescentes. O CCD registra essa radiação de forma uniforme, dando uma imagem "flatfield" de alta razão sinal-ruído. (iii) *Correções cosméticas*, são necessárias devido a que alguns CCD's apresentam colunas ruins, isto é, pixels que não transferem suas cargas efetivamente quando o detector é descarregado após o término da exposição. Neste caso, faz-se uma interpolação linear dos valores dos pixels das colunas degradadas, mesmo que tenhamos uma perda na reso-

tempo um poço de potencial (por exemplo, para um do tipo p uma voltagem positiva cria uma região vazia de carga), na qual se preenche temporariamente com os portadores criados pelos fótons assim provenientes da difusão térmica. Estes últimos constituem a corrente de escuro. Cada poço de potencial está assim espacialmente bem definido (constituindo cada pixel de uns 15 a 30 microns) na superfície do semicondutor. Depois do período de integração de luz, isto é, a carga que se coletou em cada poço de potencial se move unidirecionalmente ao elemento adjacente (uma barreira impede o movimento em outra direção), depois o seguinte e assim sucessivamente, até a linha de saída, é que há um pré-amplificador e um amplificador que mede cada pacote de carga, saindo como uma cadeia de pulsos de vídeo na seqüência de uma varredura do vídeo da televisão. A transferência de carga de um potencial a outro ocorre modificando sequencial e rapidamente as voltagens dos eletrodos, isto é, todas as filas de pixels se movem simultaneamente através do corpo do sistema. Esta é basicamente a técnica de cargas acopladas. A Figura 4 ilustra esquematicamente um destes dispositivos. Uma análise mais profunda sobre o assunto pode ser encontrada nos trabalhos de Kristian & Blouke [12], Janesick & Blouke [13] e Khosla [10].

Deste modo a carga pode passar mediante a disposição dos eletrodos sem quase perdas e com muito pouca adição de ruído (o qual se diminui esfriando o chip CCD à temperatura de aproximadamente $-100\text{ }^{\circ}\text{C}$). Destaca-se neste tipo de dispositivo a pequena dimensão de cada pixel e a disposição bidimensional destes ao longo do CCD, perfazendo algo como 2048×2048 pixels de área. Também sua estabilidade geométrica, longa vida útil, escasso consumo de energia, alta eficiência quântica (que para um MOS de silício chega a ser de 80% entre 5.000 e 7.500 \AA), amplo intervalo dinâmico ($\sim 5000\text{ \AA}$) e alta fidelidade fotométrica fazem deste dispositivo eletrônico excelente meio de aquisição de dados astronômicos.

A entrada deste dispositivo na astronomia teve lugar no ano de 1975 ao utilizá-lo como câmara acoplada aos grandes telescópios espalhados pelo mundo (fotometria superficial de planetas, nebulosas, galáxias, etc), chegando assim a alcançar baixas magnitudes visuais (~ 27), até então impossíveis através de outra técnica. Devido à grande revolução que causou no meio científico na última década, câmaras CCD equiparam o Telescópio Espacial Hubble, muitos outros satélites e sondas espaciais, além de vários observatórios que estão atualmente em operação.

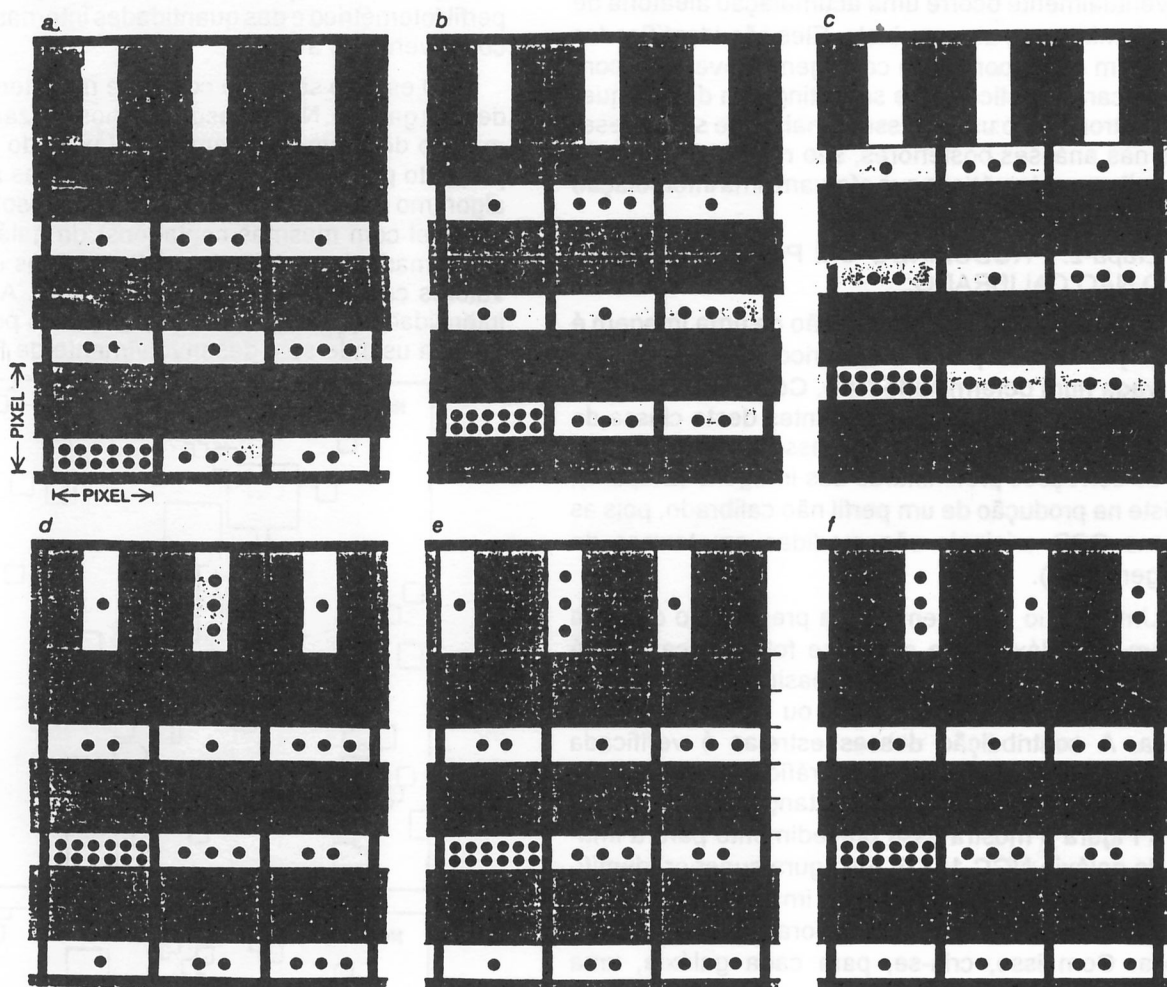


Figura 4 - O princípio de funcionamento do CCD está esquematizado nestes diagramas, onde cada qual corresponde a um pequeno segmento próximo à parte mais profunda do dispositivo. As três barras verticais em cada diagrama são canais condutores de elétrons e representam uma seção do dispositivo imagiador; as barras horizontais na parte de cima são os registros de saídas seriais. Três pixels são mostrados em cada canal. Cada pixel está subdividido em três partes: uma parte baixa (potencial bom) e duas partes altas (barreira de potencial). Os pesos das três partes podem ser mudados por meio de um conjunto de eletrodos (não está representado aqui). Os elétrons estão se movimentando para fora através dos canais permanentemente verticais pelos canais de parada (linhas pretas finas). Em (a) o CCD começa a ser exposto. Fótons entram pelo dispositivo por detrás. Cada fóton pode liberar um elétron de uma estrutura cristalina retangular de silício. Os elétrons são imediatamente armazenados nas proximidades do potencial bom. Depois de terminada a exposição a imagem é lida pelo movimento do potencial bom, que vai passando de registro para registro num mesmo canal condutor (b). O efeito desta operação é mover os elétrons de um pixel para o outro. Depois de dois desvios (c,d) um padrão inteiro de cargas foi movimentado para o canal horizontal, onde encontram-se os registros de saída. A mesma técnica é agora aplicada para mover os pixels ao longo destes registros de saída para a esquerda (e,f). Um amplificador no final do registro de saída mede cada pacote de carga, lendo-o e armazenando-o na memória. O processo é então repetido, até que todos os pixels sejam lidos e o dispositivo imagiador descarregue as informações nele contidas.

lução da imagem final. (iv) *Remoção dos raios cósmicos*, pois, quando o CCD é exposto por um período prolongado, eventualmente ocorre uma acumulação aleatória de raios cósmicos em alguns pixels. Eles são identificados na imagem como pontos de contagens elevadas e com padrões característicos, que se distinguem de qualquer objeto astronômico usual. Esses sinais, que são indesejáveis nas análises posteriores, são removidos através de algoritmos automáticos que efetuam uma interpolação linear nas regiões afetadas.

Etapa-2: PRODUZINDO UM PERFIL FOTOMÉTRICO NÃO CALIBRADO:

A meta do processo de redução de uma imagem é a produção de um perfil fotométrico de uma galáxia observada num determinado filtro. Com isso, podemos obter características físicas marcantes desta classe de objeto astronômico. O primeiro passo neste processo, após as correções preliminares das imagens (Etapa-1), consiste na produção de um perfil não calibrado, pois as imagens CCD originais são medidas em termos de contagens (DN).

Um estágio inicial envolve a preparação de cada imagem de galáxia para a análise fotométrica. Isso é feito interativamente e consiste basicamente em: (i) *Remoção das estrelas próximas* ou superimpostas à galáxia. A contribuição dessas estrelas é verificada visualmente utilizando um cursor gráfico, com auxílio do qual foram delimitadas regiões retangulares de exclusão. A Figura 5 mostra esse procedimento para a imagem da galáxia NGC 1533². Na figura superior identificou-se as regiões de exclusão da imagem e, na figura inferior, essas mesmas regiões foram superpostas à galáxia. Com isso, cria-se, para cada galáxia, uma imagem livre da contaminação das estrelas e de qualquer outro sinal indesejável. (ii) *A determinação da intensidade do nível de fundo do céu* é o passo mais delicado da fotometria superficial, pois envolve fontes de erros que afetam o perfil final da galáxia. Isso ocorre porque o brilho do céu durante a noite é consideravelmente maior que o das regiões mais externas das galáxias. O nível de fundo do céu é o número médio das contagens por pixel numa região da imagem que esteja livre de qualquer objeto astronômico, o que nem sempre é fácil de ser medido. Na prática, define-se de 3 a 4 regiões retangulares nas bordas da imagem o mais distante possível da galáxia e das regiões de exclusão impostas pela remoção das estrelas. Um algoritmo para determinação do céu foi desenvolvido onde mostra-se um histograma dos valores dos pixels e de um ajuste Gaussiano dessa distribuição. O valor central do ajuste provê a melhor estimativa do valor modal dos pixels e, por conseguinte, da intensidade do nível do céu. (iii) *A localização do centro da galáxia* envolve a determinação do centróide (posição onde se encontra o máximo do

brilho do objeto de interesse) numa região escolhida próxima ao centro visual do objeto. É fundamental a correta determinação desta quantidade para o cálculo do perfil fotométrico e das quantidades internas desse perfil, como veremos a seguir.

O estágio seguinte constitui na obtenção do perfil de uma galáxia. Neste caso, estamos utilizando o mesmo método desenvolvido para as galáxias do tipo elípticas proposto por Djorgosovski [5] e referências ali citadas. O algoritmo desenvolvido assume que as isofotas (curvas de nível com mesmas contagens) da galáxia são bem aproximadas por uma série de contornos elípticos com valores crescentes do semi-eixo maior. A variação da intensidade ($I_{a,\phi}$) nos contornos elípticos pode ser aproximada usando-se o desenvolvimento de Fourier:

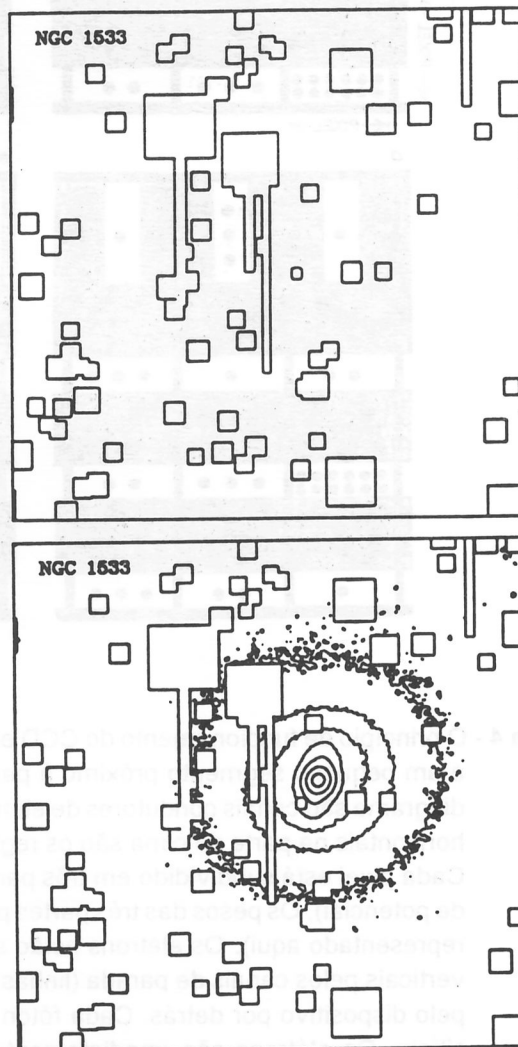


Figura 5 - (superior) Regiões de exclusão escolhidas visualmente para a imagem CCD da galáxia NGC 1533. (inferior) As mesmas regiões de exclusão sobrepostas à imagem da galáxia, eliminando-se com isso, as estrelas e sinais espúrios à imagem.

(2) NGC significa: New General Catalogue e IC significa Index Catalogue, que são catálogos de galáxias brilhantes publicados por [6], [7] e [8].

$$I_{a,\phi} = I_a^0 + A_1 \cos \phi + B_1 \sin \phi + A_2 \cos 2\phi + B_2 \sin 2\phi \quad (5)$$

onde, ϕ é a anomalia excêntrica para cada ponto sobre a elipse definida na forma:

$$x = a(\cos \phi)$$

$$y = a[(1 - \varepsilon) \sin \phi]$$

sendo, I_a^0 a intensidade média ao longo da elipse e A_i e B_i são os coeficientes de Fourier. Ao realizar a integração ao longo da imagem, nesta etapa também são computados os erros associados a cada grandeza de interesse.

Um exemplo de perfil fotométrico está ilustrado na Figura 6, onde mostramos os perfis ao longo do eixo maior para o brilho superficial em unidades de DN/pixel, as intensidade em anéis elípticos e circulares, a elipticidade (ε) e o ângulo de posição (q), extraídos para a galáxia NGC 1533. Nestes perfis, o passo radial foi de um pixel, de forma que há uma superposição de informações na parte mais externa de cada grandeza medida. Isto ocorre porque o passo nessa região acaba sendo muito pequeno e a relação sinal-ruído em cada iteração torna-se pobre. Uma forma de contornar este problema é fazendo uma reamostragem, isto é, fazendo uma média para os pontos na região mais externa dos perfis para distâncias radiais superiores a 30" (ou neste caso, 30 pixels) a partir do centro do objeto (Figura 7).

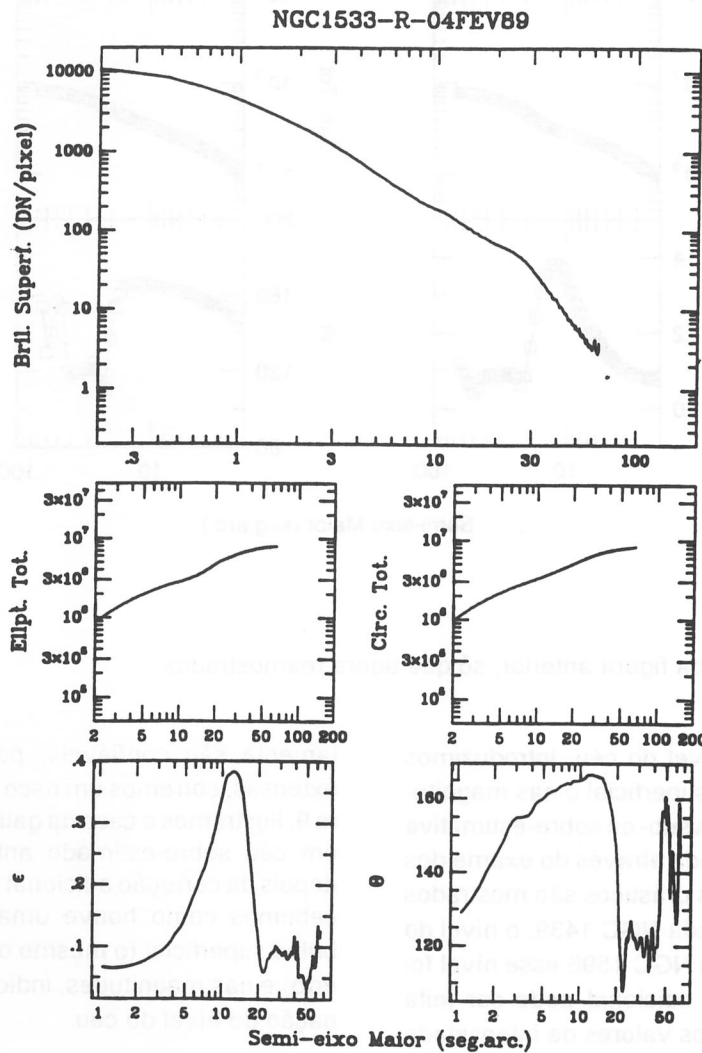


Figura 6 - Exemplo dos perfis (brilho superficial, magnitude elíptica total, magnitude circular total, elipticidade e ângulo de posição) obtidos por um programa específico, para a galáxia NGC 1533.

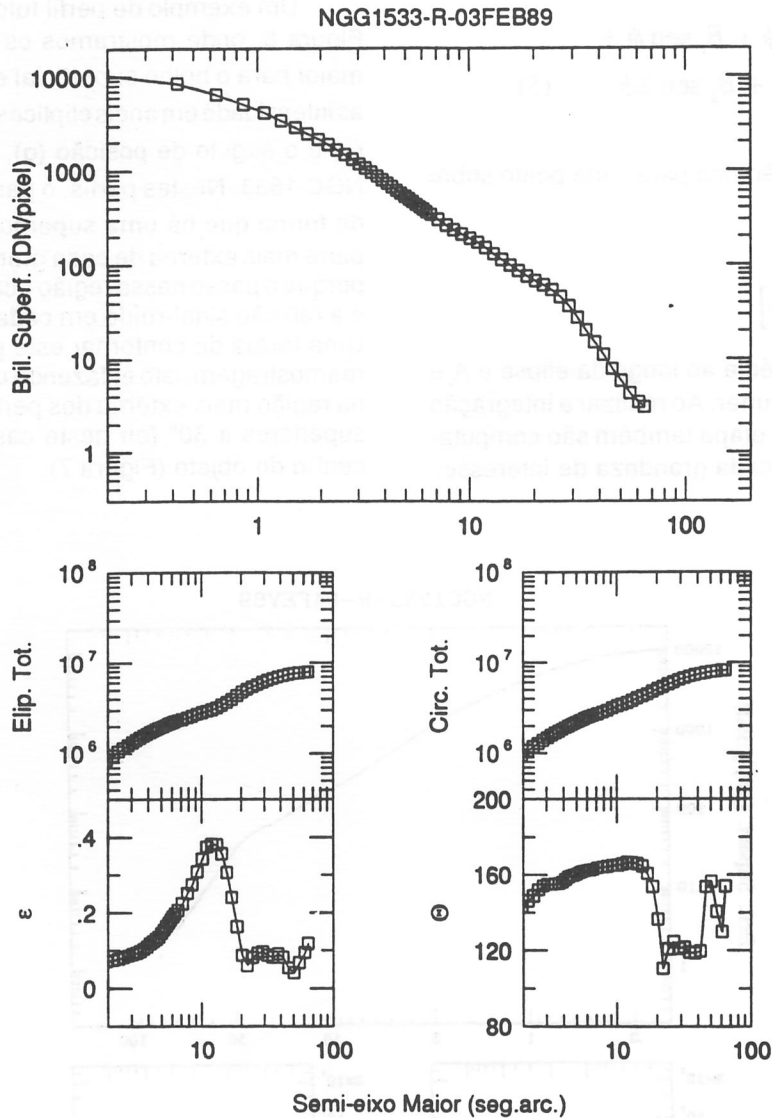


Figura 7 - Os mesmos perfis da figura anterior, só que agora reamostrados.

Quando estimamos o nível do céu, introduzimos um erro sistemático no brilho superficial e nas magnitudes integradas, refletindo numa sub- ou sobre-estimativa do céu, e que pode ser apreciada através do exame dos perfis fotométricos. Dois casos drásticos são mostrados na Figura 8, onde, para a galáxia NGC 1439, o nível do céu foi sobre-estimado, e para NGC 1596 esse nível foi sub-estimado. Uma correção adicional pode ser feita para esses casos verificando os valores de intensidade para raios elevados e analisa-se que valor deve ser acrescido ou diminuído nas intensidades e nas barras de erro. Lembramos que, para aquelas imagens que são pequenas em relação ao detector, essas correções cer-

tamente são confiáveis, porém para imagens muito extensas, corremos um risco nessas correções. Na Figura 9, ilustramos o caso da galáxia NGC 1416 que possuía um céu sobre-estimado antes (retângulos abertos) e depois da correção adicional (retângulos fechados). Percebemos como houve uma significativa variação no brilho superficial (o mesmo ocorrendo para as barras de erro) e nas magnitudes, indicando uma correta determinação do nível do céu.

Diante da grande quantidade de dados que estamos coletando nos telescópios do LNA e que estão sendo reduzidos parcialmente no *DF/PUCAMP*, ilustramos na Figura 10 alguns perfis de brilho já calibrados de diferen-

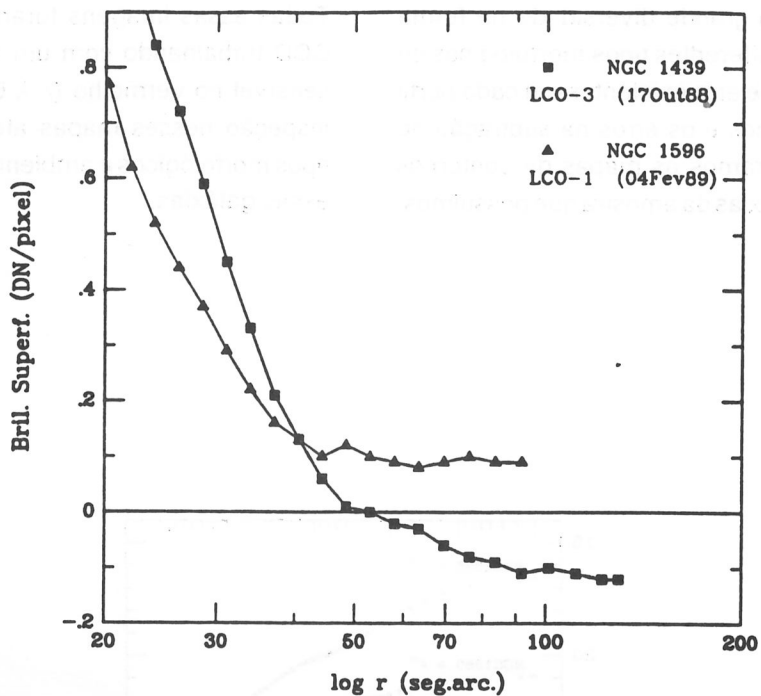


Figura 8 - Exemplos de duas galáxias reduzidas com o céu sobre-estimado (NGC 1439) e sub-estimado (NGC 1596). Os perfis foram reamostrados, mas não calibrados. Obviamente, correções devem ser efetuadas em ambos perfis. O valor 0 (zero) representa o nível correto do fundo de céu.

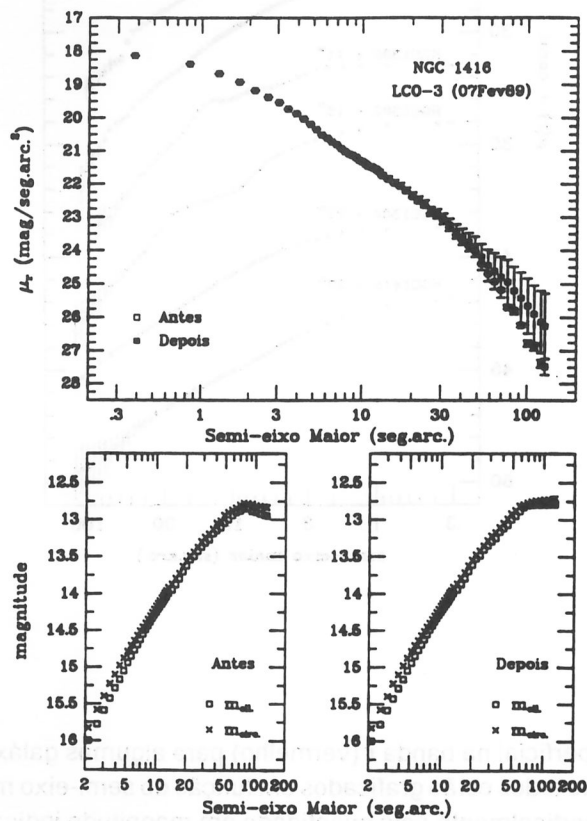


Figura 9 - Os efeitos das correções no nível do fundo de céu para os perfis da galáxia NGC 1416: em brilho superficial (painel superior) e em magnitudes elíptica e circular (painéis inferiores).

tes galáxias. Notamos a grande diversidade na forma dos perfis, refletindo os diferentes tipos morfológicos de cada galáxia. As barras de erro existentes em cada perfil incluem os erros aleatórios e os erros na subtração do céu. Na Figura 11 mostramos os mapas de contornos isofotais de algumas galáxias da amostra que possuímos.

Todas essas imagens foram obtidas com um detector CCD trabalhando com um filtro r de Gunn-Thuan [19] sensível no vermelho ($\lambda \lambda 6550 \pm 450 \text{ \AA}$). Uma rápida inspeção nesses mapas atesta a ampla variedade de tipos morfológicos e ambientes em que estão localizados essas galáxias.

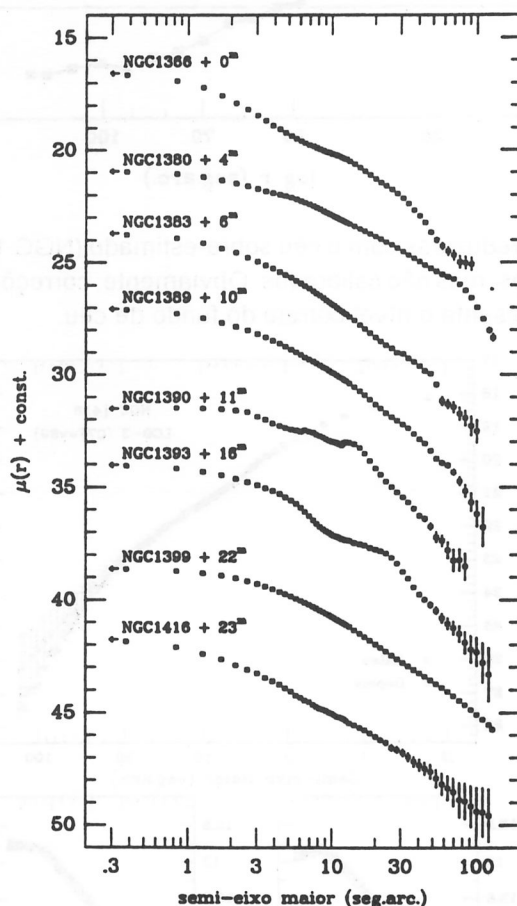


Figura 10 - Perfis de brilho superficial na banda r (vermelho) para algumas galáxias de que dispomos medidas fotométricas, sendo que todos estão graficados em função do semi-eixo maior do objeto. Os perfis individuais foram desviados verticalmente pela quantidade em magnitude indicada ao lado do nome da galáxia. As setas indicam os níveis de brilho superficial central. As barras de erros incluem as contribuições dos erros aleatórios e das estimativas dos erros na subtração do céu.

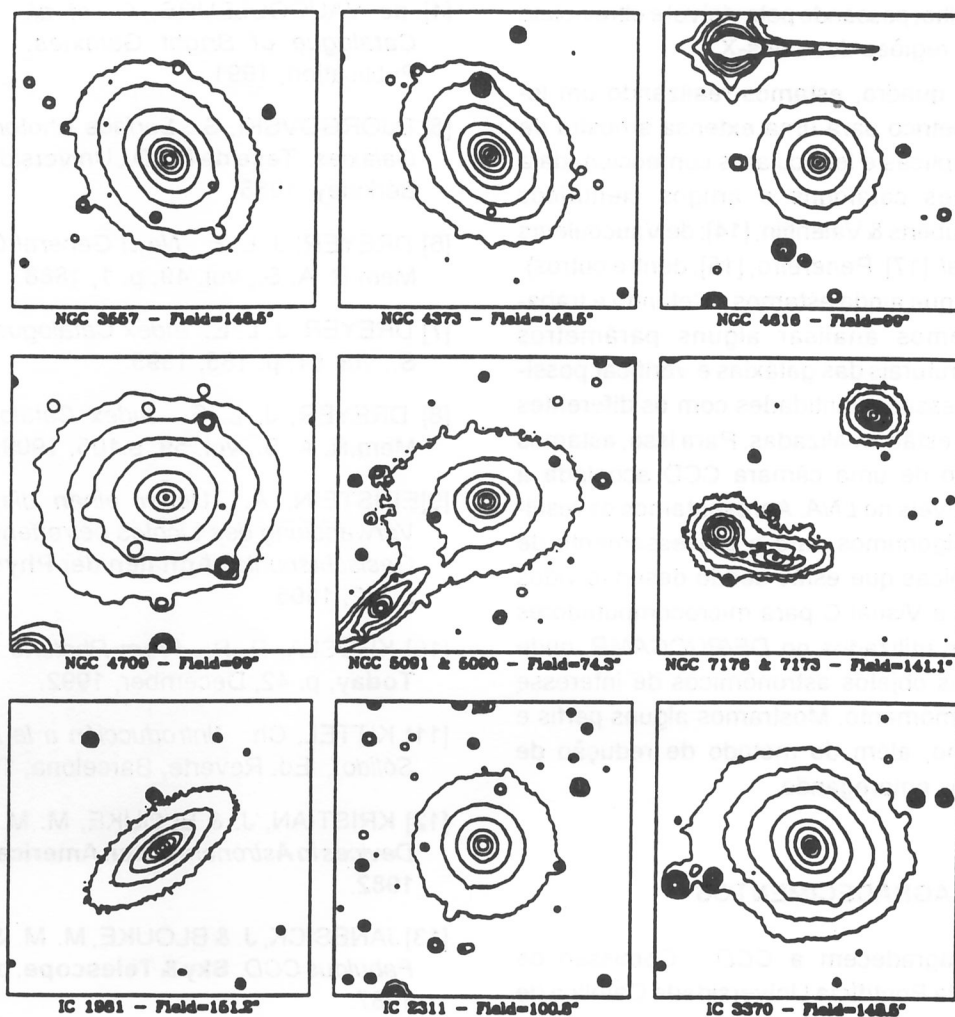


Figura 11 - Seleção de alguns mapas de contorno na banda r, onde o CCD é mais sensível. O tamanho angular da imagem está discriminado na parte inferior de cada painel. O Norte está orientado para cima e o Leste, para a direita.

6 - COMENTÁRIOS FINAIS

Apresentamos sucintamente algumas informações sobre diferentes sistemas de detecção em astronomia. Basicamente o olho humano, a emulsão fotográfica, a fotomultiplicadora e o CCD. Na verdade existe uma ampla variedade de detectores e a escolha entre um e outro depende principalmente dos projetos observacionais a empreender. Os detectores unidimensionais são mais simples e seu principal emprego se vislumbra na espectroscopia. Outros oferecem alta precisão fotométrica bidimensional e marcada dependência com a eficiência quântica com o comprimento de onda, o que pode ser decisivo em sua escolha. Alguns estão dedicados exclu-

sivamente a observações de fontes luminosas fracas e outros a brilhantes.

Pode ser que no futuro os astrônomos e engenheiros tenderão a escolha de um a dois detectores trabalhando num amplo domínio de comprimentos de onda. Um candidato poderia ser o sistema de contador de fótons, dada sua fidelidade, possibilitando o trabalho em tempo real e para fluxos de luz muitíssimos baixos, o que seria viável para os estudos de fontes luminosas que variam com rapidez (por exemplo: fontes de raios-X) e para espectrofotometria e imagem bidimensional de fontes fracas (galáxias e quasares). Outro candidato é sem dúvida o CCD dadas suas propriedades de miniaturização e alta fidelidade. Atualmente, seu uso se estende a quase todos os domínios do espectro, indo

desde o infravermelho, passando pelo visível e ultravioleta e ingressando nas regiões dos raios-X.

Diante deste quadro, estamos realizando um levantamento fotométrico para uma extensa amostra de galáxias do tipo elípticas e lenticulares confeccionada a partir de diferentes catálogos e artigos científicos (Djorgovski, [5]; Lauberts & Valentijn, [14]; de Vaucouleurs et al., [4]; Rubin et al., [17], Penereiro, [15]; dentre outros). Com esta amostra que ainda estamos coletando e trabalhando, pretendemos analisar alguns parâmetros morfológicos e estruturais das galáxias e verificar possíveis correlações dessas quantidades com os diferentes ambientes em que estão localizadas. Para isso, estamos empregando o uso de uma câmara CCD acoplada a telescópios disponíveis no LNA. Apresentamos os resultados de alguns algoritmos para o processamento de imagens astronômicas que estão sendo desenvolvidos em linguagem C++ e Visual C para microcomputadores da linha IBM-PC e utilizados no DF/PUCCAMP, onde aplicamos a alguns objetos astronômicos de interesse observados até o momento. Mostramos alguns perfis e mapas de contorno, além do método de redução de dados que estamos empregando.

7 - AGRADECIMENTOS

Os autores agradecem a CCD - Comissão de Carreira Docente da Pontifícia Universidade Católica de Campinas - PUCCAMP, pelo apoio à pesquisa interdisciplinar que vem sendo realizada no I.C.E. e I.I. (processo Número 132/94). Agradecemos também ao pessoal de apoio técnico do LNA (Laboratório Nacional de Astrofísica, MCT-CNPq) pelas noites concedidas durante as missões observacionais realizadas nos telescópios ali disponíveis.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- [1] BOCKSENBERG, A. *Optical Astronomy*. *Nature*, vol. 298, p. 795, 1982.
- [2] BOYLE, W. W. & SMITH, G. E. *CCD A new optical detector*. *Bell Syst. Tech. J.*, vol. 49, p. 587, 1970.
- [3] CARRUTHERS, G. R. *Electronic imaging devices in astronomy*. *Astrophys. Space Sci.*, vol.14, p. 332, 1971.
- [4] de VAUCOULEURS, G. et al. *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*. Springer-Verlag Publication, 1991.
- [5] DJORGOVSKI, S. *Surface Photometric of Elliptical Galaxies*. *Tese de Ph.D.*, Universidade da Califórnia, Berkeley, 1985.
- [6] DREYER, J. L. E. *Newl General Catalogue - NGC*. *Mem.R. A. S.*, vol. 49, p. 1, 1888.
- [7] DREYER, J. L. E. *Index Catalogue - IC*. *Mem.R. A. S.*, vol. 51, p. 185, 1895.
- [8] DREYER, J. L. E. *Index Catalogue - IC, Part-II*. *Mem.R. A. S.*, vol. 59, p.105, 1909.
- [9] EINSTEIN, A. *Ueber einen die Erzeugung und Verwandlung des Lichtes betreffenden heuristischen Gesichtspunkt*. *Annalen der Physik*, 4.Folge, XVII, p.132, 1905.
- [10] KHOSLA, R. P. *From Photons to Bits*. *Physics Today*, p. 42, December, 1992.
- [11] KITTEL, Ch. *“Introducción a la Física del Estado Sólido”*, Ed. Reverté, Barcelona, 1975.
- [12] KRISTIAN, J. & BLOUKE, M. M. *Charge-coupled Devices in Astronomy*. *Sci.Americam*, p. 66, October, 1982.
- [13] JANESICK, J. & BLOUKE, M. M. *Sky on a Chip: The Fabulous CCD*. *Sky & Telescope*, p. 238, September, 1987.
- [14] LAUBERTS, A. & VALENTIJN, E. A. *The Surface Photometric Catalogue of the ESO Uppsala Galaxies*. *European Southern Obs. (Special Public)*, 1989.
- [15] PENEREIRO, J.C. *Um Levantamento em Fotometria Superficial CCD para Galáxias E's e S0's*. *Tese de Doutorado*, IAG-USP, São Paulo, 1993.
- [16] REID, I. N. et al. *The Second Palomar Survey*. *P.A.S.P.*, vol.103, p. 661, 1991.
- [17] RUBIN, V. C. et al. *Optical properties and dynamics of galaxies in the Hickson Compact Groups*. *Ap. J. Suppl. Ser.*, vol. 76, p. 153, 1991.
- [18] RUDOLPH, R., et al. *Characteristics of Optical Multi-element Detectors*. *Astron. Ap.*, vol. 65, L5-6, 1978.
- [19] THUAN, T. X & GUNN, J. E. *A new four-color intermediate-band photometric system*. *P.A.S.P.*, vol. 88, p. 543, 1976.