

Dissertação de Mestrado

**FOTOMETRIA CCD UBVRI DE
AGLOMERADOS DE ESTRELAS DAS
NUVENS DE MAGALHÃES**

Tiago Abreu Saurin

PPGFísica

Santa Maria, RS, Brasil

2006

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
Programa de Pós-Graduação em Física

**FOTOMETRIA CCD UBVRI DE
AGLOMERADOS DE ESTRELAS DAS
NUVENS DE MAGALHÃES ‡**

Tiago Abreu Saurin

Dissertação realizada sob a orientação do Prof. Dr. Alex A. Schmidt, apresentada ao Programa de Pós-Graduação em Física da UFSM em preenchimento parcial dos requisitos para a obtenção do grau de Mestre em Física.

Santa Maria
2006

‡Trabalho parcialmente financiado pelo CNPq.

UNIVERSIDADE FEDERAL DE SANTA MARIA
PROGRAMA DE PÓS-GRADUAÇÃO EM FÍSICA

A comissão examinadora, abaixo assinada, aprova a dissertação

**“FOTOMETRIA CCD UBVRI DE AGLOMERADOS DE
ESTRELAS DAS NUVENS DE MAGALHÃES”**

elaborada por **Tiago Abreu Saurin** como requisito parcial para a obtenção do grau de Mestre em Física.

COMISSÃO EXAMINADORA:

Alex André Schmidt - Orientador

Eduardo Luiz Damiani Bica

Marcus Vinicius Fontana Copetti

Santa Maria, 19 de maio de 2006.

*Para Catarina, minha mãe e, Tarcísio e Gustavo, meus irmãos.
Eu lhes desejo vidas cheias de luz.*

Agradecimentos

Agradeço de modo geral a todos aqueles que de alguma forma ajudaram a tornar realidade este trabalho e de modo particular,

- Aos meus colegas Ângela, Luziane e Vinicius, amigos que tornaram a rotina de trabalho mais divertida. Especialmente à Luziane, que foi minha principal companheira durante quase todo o mestrado;
- A minha mãe e meus irmãos, que me ensinaram as coisas essenciais sobre a vida;
- Ao CNPq, pelo auxílio financeiro;
- Finalmente, sou grato por ter tido a oportunidade de estudar numa universidade pública federal.

Resumo

Apresentamos a fotometria CCD nas bandas UBVRI do sistema fotométrico de Johnson-Cousins para uma amostra de vinte e nove aglomerados de estrelas das Nuvens de Magalhães (Lindsay 16, 26, 29, 48, 53, 61, 66, 67, 72, 76, 79, 82, 83, 85 – da Pequena Nuvem – e NGC 1783, 1810, 1818, 1831, 1847, 1856, 1870, 1895, 2004, 2100, 2121, 2159, 2164, 2210, e [H60b] 11 – da Grande Nuvem) com um erro médio menor do que 0.01 mag na calibração fotométrica para a banda V para um nível de confiança de 66%. As coordenadas do centro de simetria de cada aglomerado foram obtidas, com um erro médio menor do que 0.5", utilizando uma implementação do algoritmo de autocorrelação espelhada proposto por Djorgovski (1988). Perfis de brilho superficial para cada aglomerado foram obtidos das imagens CCD na banda V e utilizados para o ajuste dos modelos de King (1962) e EFF (Elson *et al.*, 1987). Os parâmetros estruturais do modelo EFF foram utilizados para fazer estimativas de massa e luminosidade para cada aglomerado. O brilho integrado aparente na banda V, as cores U–B, B–V, V–R e R–I, e uma calibração da idade dos aglomerados em função de cores efetivas (*i.e.*, cor integrada para um raio em que o brilho superficial cai à 20% do valor central) $(B-V)_{ef}$, $(V-R)_{ef}$ e $(R-I)_{ef}$, são apresentados. Esta calibração foi utilizada para obter uma estimativa da idade do aglomerado Lindsay 79 de $(6.1 \pm 1.2) \times 10^7$ anos. Finalmente, a análise dos dados deste trabalho é inconclusiva no que se refere a existência ou não de segregação de massa nos aglomerados da nossa amostra, em particular para os objetos NGC 1818, 2004, e 2100, apontados na literatura como aglomerados com segregação de massa primordial.

Abstract

We present UBVRI CCD photometry in the Johnson-Cousins photometric system for a sample of twenty nine Magellanic Cloud star clusters (Lindsay 16, 26, 29, 48, 53, 61, 66, 67, 72, 76, 79, 82, 83, 85 – of the Small Cloud – and NGC 1783, 1810, 1818, 1831, 1847, 1856, 1870, 1895, 2004, 2100, 2121, 2159, 2164, 2210, and [H60b] 11 – of the Large Cloud) with a photometric calibration mean error less than 0.01 mag in the V band at a 66% confidence level. The coordinates of the center of symmetry for every cluster have been obtained, with a mean error less than $0.5''$, using an implementation of autocorrelation mirror algorithm proposed by Djorgovski (1988). The surface brightness profiles for every cluster have been obtained from CCD images in the V band and used to adjust the King (1962) and EFF (Elson *et al.*, 1987) models. The structural parameters of the EFF model have been used to estimate the mass and luminosity for every cluster. The apparent integrated brightness in the V band, the U–B, B–V, V–R, and R–I colours, and an age calibration as function of effective colours (*i.e.*, integrated colour at a radius where surface brightness reaches 20% of center value), $(B-V)_{ef}$, $(V-R)_{ef}$ and $(R-I)_{ef}$, are presented. The age *versus* effective colour calibration has been used to obtain an age estimation of $(6.1 \pm 1.2) \times 10^7$ years for the star cluster Lindsay 79. Finally, the data analysis in the present work is inconclusive regarding the existence or not of mass segregation in the clusters of our sample, particularly for NGC 1818, NGC 2004, and NGC 2100 – objects indicated in the literature as having primordial mass segregation.

Se você estiver aborrecido com este procedimento tedioso, tenha pena de mim que efetuei pelo menos setenta tentativas.

Johannes Kepler (1571-1630), *A Harmonia dos Mundos*.

Conteúdo

1	Introdução	12
1.1	As Nuvens de Magalhães	12
1.2	Aglomerados de estrelas	14
1.3	Fotometria CCD UBVRI	16
1.4	O presente trabalho	17
2	Observação e Redução dos Dados	18
2.1	Aquisição dos dados	18
2.2	Redução dos dados	21
2.3	Calibração fotométrica	26
3	Fotometria	32
3.1	Determinação do brilho do céu	32
3.2	Remoção das estrelas de campo	34
3.3	Determinação do centro dos aglomerados	35
3.4	Brilho em magnitudes	36
3.4.1	Erro do fluxo	38
3.5	Construção dos perfis de brilho	41
3.5.1	Fotometria integrada	41
3.5.2	Fotometria superficial	41
3.5.3	Influência do erro de centragem na fotometria superficial	43
3.6	Ajuste da lei de brilho	45
3.6.1	Modelo de King	45
3.6.2	Modelo EFF	46
4	Resultados	48
4.1	Perfis de brilho	48
4.2	Parâmetros estruturais	79
4.3	Brilho integrado	79

4.4	Estimativas de massa e luminosidade	83
4.5	Calibração da idade em função da cor	88
4.6	Comparação com os dados encontrados na literatura	90
5	Conclusões e Perspectivas	94
A	Imagens dos Aglomerados Estelares	99
B	Determinação dos Coeficientes de Extinção Atmosférica	108
C	Transformação do Sistema de Coordenadas	110
D	Desvio Padrão do Modo	112
E	Método de Levenberg-Marquardt	114
F	Conversão de Unidades do Brilho Superficial	116
G	Identificadores	119

Lista de Figuras

1.1	A Grande Nuvem de Magalhães	15
1.2	A Pequena Nuvem de Magalhães	15
2.1	Curvas de transmissão	19
2.2	Diagrama idade-metalicidade	21
2.3	Curva de calibração fotométrica na banda U	29
2.4	Curva de calibração fotométrica na banda B	29
2.5	Curva de calibração fotométrica na banda V	30
2.6	Curva de calibração fotométrica na banda R	30
2.7	Curva de calibração fotométrica na banda I	31
3.1	Histograma do brilho do céu	34
3.2	Autocorrelação espelhada	36
3.3	Fotometria superficial	42
3.4	Peso estatístico e erro do centro	44
4.1	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 16	50
4.2	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 26	51
4.3	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 29	52
4.4	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 48	53
4.5	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 53	54
4.6	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 61	55
4.7	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 66	56
4.8	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 67	57
4.9	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 72	58
4.10	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 76	59
4.11	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 79	60
4.12	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 82	61
4.13	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 83	62

4.14	Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 85	63
4.15	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1783	64
4.16	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1810	65
4.17	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1818	66
4.18	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1831	67
4.19	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1847	68
4.20	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1856	69
4.21	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1870	70
4.22	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1895	71
4.23	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2004	72
4.24	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2100	73
4.25	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2121	74
4.26	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2159	75
4.27	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2164	76
4.28	Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2210	77
4.29	Brilho superficial e integrado para o aglomerado H60b 11	78
4.30	Comparação dos raios do núcleo	79
4.31	Perfis de cor	84
4.32	Cor B–V <i>versus</i> idade	88
4.33	Cor V–R <i>versus</i> idade	89
4.34	Cor R–I <i>versus</i> idade	89
4.35	Parâmetro de concentração <i>versus</i> idade	91
4.36	Comparação de μ_0	91
4.37	Comparação de γ	92
4.38	Comparação de a	92
4.39	Comparação de L_∞	93
A.1	Lindsay 16 (NGC 176)	100
A.2	Lindsay 26	100
A.3	Lindsay 29 (NGC 241/242)	100
A.4	Lindsay 48	100
A.5	Lindsay 53	101
A.6	Lindsay 67 (NGC 361)	101
A.7	Lindsay 61	101
A.8	Lindsay 66	101
A.9	Lindsay 72 (NGC 376)	102
A.10	Lindsay 76	102

A.11 Lindsay 79	102
A.12 Lindsay 82 (NGC 411)	102
A.13 Lindsay 83 (NGC 416)	103
A.14 Lindsay 85 (NGC 419)	103
A.15 NGC 1783	103
A.16 NGC 1810	103
A.17 NGC 1818	104
A.18 NGC 1831	104
A.19 NGC 1847	104
A.20 NGC 1856	104
A.21 NGC 1870	105
A.22 NGC 1895	105
A.23 NGC 2004	105
A.24 NGC 2100	105
A.25 NGC 2121	106
A.26 NGC 2159	106
A.27 NGC 2164	106
A.28 NGC 2210	106
A.29 H60b 11	107
C.1 Mudança de Coordenadas	110

Lista de Tabelas

2.1	Filtros do ESO	19
2.2	Extinção atmosférica	20
2.3	Lista dos aglomerados	22
2.4	Coordenadas dos aglomerados	23
2.5	Dados da literatura	24
2.6	Calibração fotométrica	27
2.7	Estrelas padrão	28
2.8	Distribuição t de <i>Student</i>	28
3.1	Brilho do céu	33
3.2	Centros dos aglomerados	37
4.1	Parâmetros dos modelo de King	80
4.2	Parâmetros do modelo EFF	81
4.3	Magnitude V e cores integradas	82
4.4	Massa e luminosidade para um raio máximo	86
4.5	Massa e luminosidade para um raio infinito	87
G.1	Identificadores	119

Capítulo 1

Introdução

Com a exceção do Sol, todas as estrelas estão distantes demais para que seja possível coletar algo mais do que a luz que elas emitem. Mesmo assim, a maior parte do nosso conhecimento sobre a formação e evolução estelar é resultado da observação das estrelas distantes. É essa busca pelo conhecimento das estrelas que motiva o presente trabalho sobre aglomerados estelares das Nuvens de Magalhães.

1.1 As Nuvens de Magalhães

Avistadas pelo navegador português Fernão de Magalhães durante sua viagem de circunavegação em 1519, as Nuvens de Magalhães são duas galáxias anãs irregulares satélites da nossa Galáxia. Ambas são visíveis a olho nu e apenas no Hemisfério Sul (a Grande Nuvem está localizada na posição aproximada 05^{h} , ascensão reta, e -69° , declinação, enquanto a Pequena Nuvem está na posição aproximada 00^{h} , ascensão reta, e -72° , declinação) e os mais antigos registros de seu avistamento datam de 964 A.C., pelo astrônomo persa Al Sufi. As figuras 1.1 e 1.2 mostram a Grande e a Pequena Nuvem de Magalhães, respectivamente.

Essas duas galáxias fazem parte do chamado Grupo Local, que abrange também a nossa Galáxia, e que contém um total de 36 objetos conhecidos (van den Bergh, 2000), distribuídos numa extensão de aproximadamente 4 milhões de anos-luz e cujo centro está localizado entre a Via Láctea e a galáxia de Andrômeda (M31 ou NGC 224).

A determinação de distâncias precisas às Nuvens de Magalhães permanece sendo assunto de pesquisas devido à existência de fontes de erro sistemático não identificadas. Ano após ano, vários artigos são publicados tratando do tema, geralmente utilizando medidas feitas a partir da observação de estrelas variáveis Cefeidas (*e.g.*, Groe-

newegen, 2000; Kovács, 2000a), RR Lyrae (*e.g.*, Kovács, 2000b), binárias eclipsantes (*e.g.*, Groenewegen & Salaris, 2001; Hilditch *et al.*, 2005) ou da supernova SN1987A na Grande Nuvem (Panagia *et al.*, 1992). Usaremos aqui valores médios – geralmente conhecidos como valores canônicos – para o módulo da distância (a distância em escala de magnitudes) até cada uma delas, 18.50 ± 0.10 mag para a Grande Nuvem, o que corresponde a 50.12 ± 0.01 kpc ou 152000 ± 3 anos-luz, e 18.85 ± 0.10 mag para a Pequena Nuvem, o que corresponde a 58.88 ± 0.01 kpc ou 178000 ± 3 anos-luz. Até 1994, a Grande Nuvem era considerada o objeto extragalático mais próximo, quando foi descoberta a galáxia anã elíptica de Sagitário a cerca de 88000 anos-luz (Ibata *et al.*, 1994).

Estimativas de massa e luminosidade total das Nuvens de Magalhães dão conta de que a Grande Nuvem tem massa de $2.5 \times 10^{10} M_{\odot}$ e luminosidade de $2.0 \times 10^9 L_{\odot}$, já a Pequena Nuvem tem massa de $6.0 \times 10^9 M_{\odot}$ e luminosidade de $5.0 \times 10^8 L_{\odot}$.

Embora sejam classificadas como galáxias irregulares, é possível identificar alguma simetria nelas. A Grande Nuvem possui um núcleo alongado e uma proeminência que se estende 20 graus para Nordeste. Estas características sugerem que a Grande Nuvem é na verdade uma galáxia espiral barrada em seus estágios iniciais de evolução. Da sua parte, a Pequena Nuvem também apresenta uma tênue ruptura resultante da interação gravitacional com a Grande Nuvem e a nossa Galáxia. Ademais, a interação entre as duas Nuvens resultou em diversas faixas de hidrogênio neutro conhecidas como Ponte de Magalhães, Corrente de Magalhães, e “Braço Estendido”¹. A primeira a ser descoberta foi a Ponte de Magalhães (Hindman *et al.*, 1963); trata-se de um filamento de hidrogênio que une as duas galáxias e até contém algumas estrelas (Grondin *et al.*, 1992). Já a Corrente de Magalhães viria a ser descoberta por Wannier & Wrixon (1972), mas só foi relacionada às Nuvens por Mathewson *et al.* (1974); trata-se de um rastro de hidrogênio que se estende ao longo da órbita das duas galáxias fazendo uma volta de 180° no pólo sul galático. Uma discussão sobre a origem da Corrente e da Ponte de Magalhães pode ser encontrada em Gardiner & Noguchi (1996). E por último, o “Braço Estendido” (Putman *et al.*, 1998) é um filamento difuso que vêm das duas galáxias na nossa direção.

Dentre os objetos de maior interesse para os astrônomos que observam as Nuvens de Magalhães, a nebulosa 30 Doradus (NGC 2070), na Grande Nuvem, se destaca como a mais ativa região de nascimento de estrelas do Universo local. Nela estão inseridos os aglomerados estelares R136 e Hodge 311, com estrelas que já explodiram como supernovas.

¹Tradução livre para *Leading Arm*.

Finalmente, o fato do fenômeno de lentes gravitacionais ser observado em ambas as galáxias torna-as importantes fontes de dados para a compreensão da natureza da matéria escura. Uma base de dados vêm sendo formada com observações desse fenômeno nas Nuvens de Magalhães e no bojo da nossa Galáxia, conduzidas no projeto OGLE (Optical Gravitational Lensing Experiment).

1.2 Aglomerados de estrelas

Aglomerados estelares podem conter desde algumas centenas até dezenas de milhares de estrelas unidas por interação gravitacional. Estas estrelas são resultado do colapso, por ação da gravidade, de uma nuvem de gás e poeira. Portanto, as estrelas de um aglomerado possuem não só a mesma metalicidade – abundância relativa de elementos mais pesados que o hélio – mas também, a mesma idade aproximada.

A diferença fundamental entre as estrelas de um aglomerado é a massa, parâmetro que desempenha um papel decisivo na evolução das estrelas. É a compressão da matéria por ação da gravidade que torna possível a fusão termonuclear dentro do núcleo estelar e é a radiação liberada nesse processo que confere o brilho às estrelas. Quanto maior a massa, mais elas brilham e mais rápido irão consumir seu combustível nuclear. Logo, num aglomerado é possível observar estrelas de mesma idade e composição química, mas em estágios diferentes de evolução.

São identificados dois tipos clássicos de aglomerados de estrelas na Via-Láctea, os aglomerados abertos e os aglomerados globulares. Os primeiros possuem desde algumas centenas até cerca de 1000 estrelas jovens, com raramente mais do que 5 bilhões de anos de idade, alta metalicidade (entende-se por alta aproximadamente 3% de *metais*) e quando jovens ainda envoltas por uma nuvem de gás e poeira que são chamadas estrelas de População I. Já os aglomerados globulares possuem milhares de estrelas – as vezes até milhões – e são povoados por estrelas mais antigas de População II, com baixa metalicidade (menos de 1%) e idades que em geral ultrapassam 10 bilhões de anos.

Tanto a Grande como a Pequena Nuvem de Magalhães são extremamente ricas em aglomerados estelares com uma ampla faixa de idade e composição química. Estes são de interesse especial para a astronomia não só porque estão próximos o suficiente para que seja possível observar suas estrelas constituintes individualmente, mas também porque apresentam diferenças significativas dos da nossa Galáxia, o que torna possível uma comparação entre os três sistemas (as duas Nuvens de Magalhães



Figura 1.1: A Grande Nuvem de Magalhães em cores artificiais, com tamanho aparente de 650×550 minutos de arco, orientada com o sul para baixo e o leste para a esquerda. Fotografada por David Malin no Observatório Anglo-Australiano. A mancha avermelhada no lado esquerdo é a nebulosa 30 Doradus (NGC 2070).



Figura 1.2: A Pequena Nuvem de Magalhães em cores artificiais, com tamanho aparente de 280×160 minutos de arco, orientada com o sul para baixo e o leste para a esquerda. Fotografada por David Malin no Observatório Anglo-Australiano. O grande aglomerado globular à direita é 47 do Tucano (NGC 104) e o pequeno no topo é NGC 362, os dois pertencem à nossa Galáxia.

e a Via-Láctea). De fato, com pouquíssimas exceções, os aglomerados já catalogados em cada uma das Nuvens, todos se caracterizam como de tipos intermediários entre os aglomerados globulares e os abertos da nossa Galáxia.

Para os aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães existe um *gap* de idade, isto é, uma completa ausência de aglomerados com idades entre 3×10^9 e 10×10^9 anos, fenômeno que não parece ser resultado de forças de maré, já que não existe um recíproco na Pequena Nuvem.

Uma boa discussão sobre os aglomerados estelares das Nuvens de Magalhães e que revisa em detalhes suas principais características foi escrita por van den Bergh (1991).

1.3 Fotometria CCD UBVRI

Fotometria é a medição da luz proveniente de um objeto. Mede-se o fluxo, isto é, a energia por unidade de área e por unidade de tempo da radiação que atinge o detector. A técnica empregada no presente trabalho faz uso de uma câmara CCD (Charge Coupled Device), acoplada ao telescópio para detectar a luz dos objetos selecionados para estudo, e de um conjunto de filtros que restringem o intervalo de frequência (ou comprimento de onda) do espectro da radiação eletromagnética que incide sobre o CCD.

A câmara CCD é um detector eletrônico que converte fótons em elétrons e permite armazenar imagens digitais da fonte luminosa. Os fótons atingem uma superfície semi-condutora dividida em minúsculas áreas ($15 \times 15 \mu\text{m}^2$), os *pixels*², provocando uma corrente elétrica que é medida, amplificada, convertida de sinal analógico para sinal digital e finalmente gravada por um computador. A resposta do CCD para o sinal recebido é linear para uma ampla faixa de frequências da radiação eletromagnética, devido a alta eficiência quântica do mesmo (um CCD registra até 90% dos fótons incidentes), o que constitui na grande vantagem desse tipo de detector sobre as chapas fotográficas, fotomultiplicadores e, é claro, o olho humano. Para se ter uma idéia, a exposição de um CCD à luz durante um minuto equivale a uma hora de exposição de uma chapa fotográfica.

De todo modo, a câmara CCD também possui limitações e, portanto, não substitui completamente os outros dispositivos. A superfície do detector tem dimensões bastante reduzidas (poucos centímetros), o que torna-o inconveniente para observações de um campo muito grande, exigindo a construção de um mosaico de imagens. Além

²*Picture Elements.*

disso, o material semi-condutor precisa ser mantido sob baixas temperaturas (cerca de 100 K) para minimizar o ruído provocado por elétrons térmicos.

Para restringir a frequência da luz que incide sobre o CCD é preciso utilizar filtros. No caso deste trabalho foram escolhidos filtros que reproduzem o sistema fotométrico de Johnson-Cousins (Johnson, 1955; Cousins, 1976), o qual consiste de cinco filtros, que correspondem a cinco bandas: ultravioleta (U), azul (B), visível (V), do sistema de Johnson, mais vermelho (R) e infravermelho (I), do sistema de Cousins.

1.4 O presente trabalho

Nas páginas seguintes apresentamos os resultados da fotometria CCD nas bandas UBVRi de aglomerados estelares das Nuvens de Magalhães. Foram observados os seguintes objetos: Lindsay 16, 26, 29, 48, 53, 61, 66, 67, 72, 76, 79, 82, 83, 85 – da Pequena Nuvem de Magalhães – e NGC 1783, 1810, 1818, 1831, 1847, 1856, 1870, 1895, 2004, 2100, 2121, 2159, 2164, 2210, e [H60b] 11 – da Grande Nuvem de Magalhães. No capítulo 2 fornecemos todos os detalhes das observações, da redução dos dados e da calibração fotométrica. No capítulo 3 explicamos como foram construídos os perfis de brilho superficial e integrado. No capítulo 4 apresentamos os resultados da fotometria com o ajuste da lei de decaimento do brilho superficial e as cores integradas. Finalmente, no capítulo 5, fazemos uma discussão dos nossos resultados e uma comparação com os valores que encontramos na bibliografia consultada.

Capítulo 2

Observação e Redução dos Dados

Neste capítulo, descrevemos as observações e os procedimentos de redução dos dados.

2.1 Aquisição dos dados

As observações foram realizadas pelo Dr. Alex A. Schmidt entre 25 de outubro e 09 de novembro de 1991 no ESO (European Southern Observatory), em La Silla, Chile, usando uma câmara CCD (RCA SID 503) com resolução 1024×640 pixels, ganho (fator de conversão) de 5.9 elétrons/ADU ¹, ruído de leitura de 15 elétrons, e fator de amplificação de 20 elétrons/ADU, acoplada ao telescópio dinamarquês de 1.54 m com foco Cassegrain e os filtros Bessel (UBVR) e Gunn (I), cujos comprimentos de onda efetivos e larguras das bandas foram especificados no capítulo anterior.

Com a exceção dos dois primeiros turnos de observação, 25-26/10 e 26-27/10, e do sexto turno, 30-31/10, o CCD foi *rebinado* a fim de reduzir o volume de dados. Cada quatro pixels (em áreas de 2×2 pixels) tiveram suas contagens somadas e foram gravados como um único pixel, o que diminuiu a resolução das imagens pela metade. O fator de escala das imagens que era de $0.23745''/\text{pixel}$, passou a ser de $0.47490''/\text{pixel}$ com o CCD *rebinado*.

A tabela 2.1 lista os comprimentos de onda da radiação que tem maior taxa de transmissão através de cada filtro e as larguras à meia altura das curvas de transmissão. A figura 2.1 mostra as curvas de transmissão para cada filtro usado nas observações e para a atmosfera, que também atua como um filtro bloqueando parte da luz das estrelas. Essas informações foram retiradas do manual de instruções

¹Analogic Digital Unit

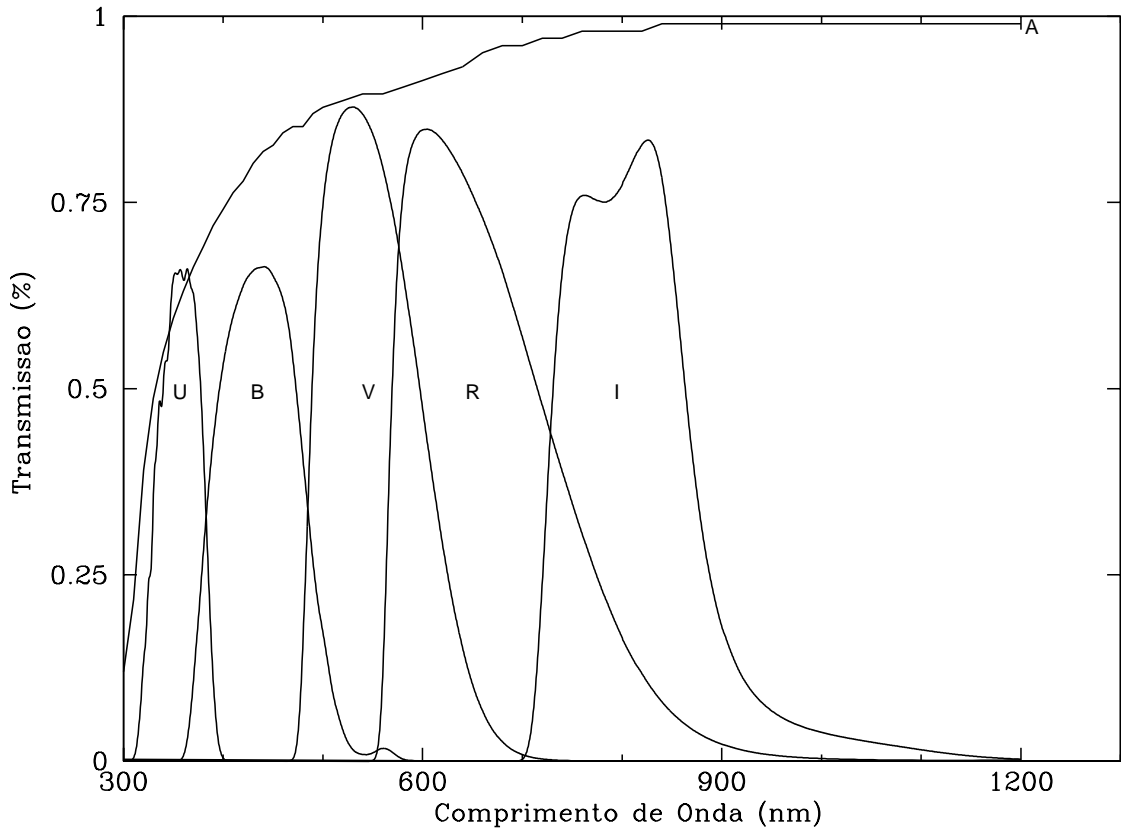


Figura 2.1: Curvas de transmissão para os filtros ultravioleta (U), azul (B), visível (V), vermelho (R) e infravermelho (I), utilizados nas observações e curva de transmissão atmosférica por unidade de massa de ar no sítio do ESO (A).

Tabela 2.1: Comprimento de onda efetivo (λ) para cada filtro usado nas observações com as larguras à meia altura ($\Delta\lambda$) das curvas de transmissão, em nanômetros.

ESO n.º	Filtro Banda	λ (nm)	$\Delta\lambda$ (nm)
632	U	355.596	53.372
450	B	433.572	102.286
451	V	544.804	116.312
452	R	648.867	164.708
425	I	797.786	142.878

Tabela 2.2: Coeficientes de extinção atmosférica no sítio do ESO, desvio padrão da média e erro médio, em magnitudes por unidade de massa de ar.

Banda	k	σ_k	e_k
U	0.4222	0.0199	0.0055
B	0.2070	0.0156	0.0043
V	0.1107	0.0034	0.0009
R	0.0651	0.0054	0.0015
I	0.0202	0.0006	0.0002

do observatório (Schwarz & Melnick, 1990). Os coeficientes de extinção atmosférica médios no sítio do ESO para cada banda do sistema fotométrico utilizado neste trabalho são listados na tabela 2.2. Eles foram estimados por meio da convolução da curva de transmissão para a atmosfera no sítio do ESO, em La Silla, Chile, e das curvas de transmissão de cada filtro, com a distribuição de energia das estrelas do Catálogo Espectral Vilnius (Straizys & Sviderskiene, 1972) como é explicado no apêndice B.

Para a calibração em fluxo foram observados os campos estelares padrão das Regiões-E (Regiões Equatoriais) do catálogo de Graham (1982), além dos campos SA 98 (Selected Area) e Rubin149 do catálogo de Landolt (1992).

Os aglomerados observados são listados na tabela 2.3, com os tempos de integração do CCD em cada banda e o *seeing* – o alargamento das imagens dos objetos devido à refração da luz ao atravessar sucessivas camadas da atmosfera. Por questão de conveniência na organização das imagens, usa-se aqui a identificação do catálogo de Lindsay (1958) para os aglomerados da Pequena Nuvem e a identificação NGC (New General Catalogue) para os aglomerados da Grande Nuvem. A única exceção foi [H60b] 11 (Hodge, 1960) que não consta em nenhum desses catálogos. O apêndice H traz uma lista com as identificações mais comuns dos aglomerados da amostra deste trabalho.

A tabela 2.4 lista as coordenadas dos aglomerados da presente amostra, onde α é a ascensão reta e δ é a declinação, relativas à época J2000, em referência ao dia 01 de janeiro de 2000, às 11h 58min 55.816s UTC², padrão adotado pela União Astronômica Internacional atualmente. Tais coordenadas foram obtidas do *Simbad Astronomical Database* (<http://simbad.u-strasbg.fr>).

A tabela 2.5 mostra os parâmetros encontrados na literatura que são utilizados neste trabalho. São eles, a relação massa-luminosidade (luminosidade na banda V), a

²Universal Time Coordinated

metallicidade e a idade. Para os casos em que não foi encontrada nenhuma estimativa de idade, esta foi obtida com uma calibração da idade em função do parâmetro de idade feita por Elson & Fall (1985). Para a maioria dos aglomerados da Pequena Nuvem não foram encontradas estimativas de metalicidade na literatura, portanto, são utilizados valores obtidos com uma calibração da metalicidade em função da idade (Da Costa & Hatzidimitriou, 1998). Apenas para Lindsay 79 nenhum desses parâmetros foi encontrado na literatura. A figura 2.2 apresenta o diagrama da idade contra a metalicidade dos aglomerados fazendo diferenciação entre os da Pequena Nuvem de Magalhães (PNM) e os da Grande Nuvem de Magalhães (GNM). Estes aglomerados foram escolhidos para observação de forma a cobrir todo o intervalo de valores para o parâmetro de idade dos aglomerados estelares das duas galáxias (Elson & Fall, 1985).

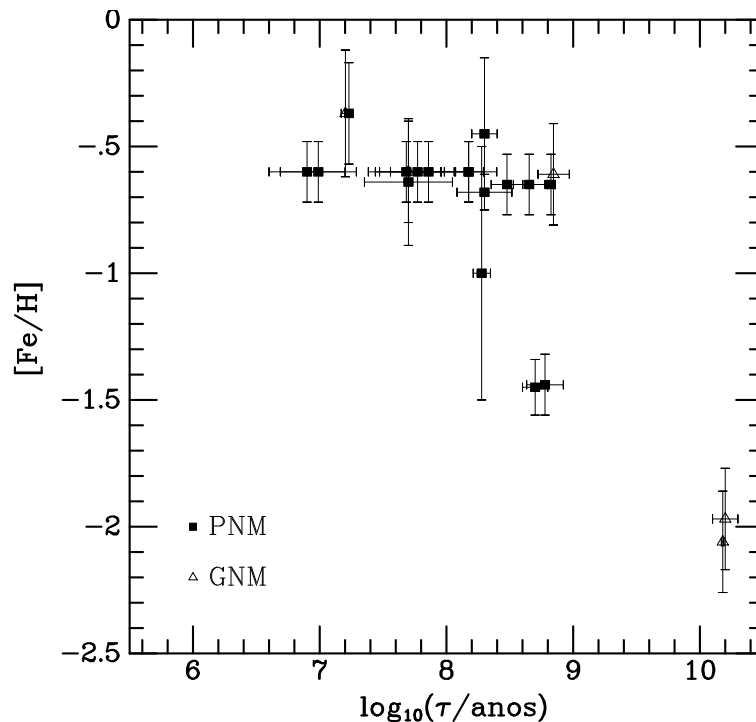


Figura 2.2: Diagrama idade-metalicidade dos aglomerados estelares da Pequena Nuvem de Magalhães (PNM) e da Grande Nuvem de Magalhães (GNM) observados para este trabalho.

2.2 Redução dos dados

A redução dos dados foi feita com o software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). Foram seguidas as rotinas padrão para remoção dos efeitos aditivos

Tabela 2.3: Lista dos objetos observados com os respectivos tempos de integração (t) do CCD para cada banda em segundos e o *seeing* (s) do objeto em segundos de arco.

Aglomerado	U		B		V		R		I	
	$t(s)$	s''	$t(s)$	s''	$t(s)$	s''	$t(s)$	s''	$t(s)$	s''
Lindsay 16	600	1.5	360	1.8	360	1.6	600	1.5	360	1.2
Lindsay 26	1200	1.5	300	1.4	360	1.2	120	1.3	360	1.2
Lindsay 29	480	1.8	90	1.8	60	1.7	60	1.7	90	1.9
Lindsay 48	600	1.6	480	2.1	360	1.8	240	1.6	240	1.5
Lindsay 53	1500	1.5	720	1.4	240	1.4	240	1.2	240	1.2
Lindsay 61	720	1.6	300	1.4	360	1.4	300	1.6	180	1.4
Lindsay 66	360	1.7	90	1.8	30	1.3	120	1.7	60	1.5
Lindsay 67	1200	2.0	360	1.9	120	1.9	240	1.7	180	1.8
Lindsay 72	600	1.7	360	1.6	240	1.5	120	1.1	120	1.2
Lindsay 76	600	2.3	300	1.6	180	1.6	180	1.4	180	1.7
Lindsay 79	840	2.1	120	2.0	30	1.9	30	1.6	30	1.6
Lindsay 82	1200	1.6	240	1.5	180	2.1	120	1.9	180	1.6
Lindsay 83	600	1.4	300	1.5	150	1.2	120	1.1	120	1.0
Lindsay 85	900	1.4	500	1.4	300	1.4	–	–	–	–
NGC 1783	720	2.1	300	1.9	300	1.8	180	1.8	180	1.7
NGC 1810	–	–	–	–	120	1.2	120	1.2	60	1.2
NGC 1818	240	2.0	120	1.8	60	1.7	30	1.5	15	1.7
NGC 1831	1260	1.7	480	1.5	300	1.6	–	–	–	–
NGC 1847	600	2.4	300	2.4	120	2.2	90	1.9	180	2.0
NGC 1856	600	2.0	300	2.2	120	1.7	120	1.9	120	1.8
NGC 1870	600	2.2	300	1.9	120	1.8	180	1.8	240	1.7
NGC 1895	480	1.9	240	1.9	150	1.6	120	1.5	120	1.4
NGC 2004	300	1.7	120	1.3	60	1.3	60	1.3	60	1.1
NGC 2100	180	1.6	30	1.6	20	1.5	20	1.2	30	1.2
NGC 2121	1200	1.7	600	1.5	240	1.3	240	1.3	360	1.3
NGC 2159	–	–	60	1.3	20	1.3	60	1.2	60	1.3
NGC 2164	300	1.3	180	1.4	180	2.2	120	2.1	180	1.4
NGC 2210	900	1.7	420	1.6	180	1.4	180	1.4	300	1.6
[H60b] 11	1800	2.2	600	1.2	420	1.3	300	1.1	300	1.2

Tabela 2.4: Coordenadas equatoriais (J2000) dos aglomerados deste trabalho.

Aglomerado	α	δ
Lindsay 16	00 ^h 35 ^m 48 ^s :00	-73°10'00"0
Lindsay 26	00 ^h 41 ^m 18 ^s :00	-72°36'00"0
Lindsay 29	00 ^h 43 ^m 37 ^s :57	-73°26'37"9
Lindsay 48	00 ^h 53 ^m 28 ^s :00	-71°23'54"0
Lindsay 53	00 ^h 55 ^m 32 ^s :98	-72°49'58"1
Lindsay 61	00 ^h 59 ^m 48 ^s :03	-72°20'02"5
Lindsay 66	01 ^h 01 ^m 45 ^s :08	-72°33'51"8
Lindsay 67	01 ^h 02 ^m 18 ^s :00	-71°37'00"0
Lindsay 72	01 ^h 03 ^m 53 ^s :44	-72°49'34"2
Lindsay 76	01 ^h 05 ^m 21 ^s :51	-72°02'34"7
Lindsay 79	01 ^h 06 ^m 47 ^s :74	-72°16'24"5
Lindsay 82	01 ^h 07 ^m 54 ^s :00	-71°46'00"0
Lindsay 83	01 ^h 07 ^m 58 ^s :97	-72°21'19"5
Lindsay 85	01 ^h 08 ^m 19 ^s :45	-72°53'02"5
NGC 1783	04 ^h 59 ^m 08 ^s :00	-65°59'18"0
NGC 1810	05 ^h 03 ^m 23 ^s :00	-66°22'54"0
NGC 1818	05 ^h 04 ^m 13 ^s :80	-66°26'02"0
NGC 1831	05 ^h 06 ^m 17 ^s :40	-64°55'11"0
NGC 1847	05 ^h 07 ^m 08 ^s :54	-68°58'22"7
NGC 1856	05 ^h 09 ^m 30 ^s :39	-69°07'45"4
NGC 1870	05 ^h 13 ^m 10 ^s :88	-69°07'02"9
NGC 1895	05 ^h 16 ^m 52 ^s :00	-67°19'48"0
NGC 2004	05 ^h 30 ^m 40 ^s :20	-67°17'14"3
NGC 2100	05 ^h 42 ^m 08 ^s :60	-69°12'44"0
NGC 2121	05 ^h 48 ^m 11 ^s :60	-71°28'51"0
NGC 2159	05 ^h 57 ^m 57 ^s :00	-68°37'24"0
NGC 2164	05 ^h 58 ^m 54 ^s :00	-68°31'60"0
NGC 2210	06 ^h 11 ^m 31 ^s :50	-69°07'17"0
[H60b] 11	06 ^h 14 ^m 22 ^s :00	-69°50'54"0

fonte: <http://simbad.u-strasbg.fr>

Tabela 2.5: Relação massa-luminosidade, metalicidade e idade, obtidos da literatura para os aglomerados deste trabalho.

Aglomerado	M/L_V	ref.	Fe/[H]	ref.	$\tau(10^9\text{anos})$	ref.
Lindsay 16	0.23	10	-0.65 ± 0.12	3	0.460 ± 0.010	6
Lindsay 26	3.80	10	-0.65 ± 0.12	3	0.300 ± 0.100	8
Lindsay 29	0.17	10	-0.60 ± 0.12	3	0.072 ± 0.036	4
Lindsay 48	0.20	10	-0.60 ± 0.12	3	0.150 ± 0.040	6
Lindsay 53	0.22	10	-0.65 ± 0.12	3	0.240 ± 0.120	4
Lindsay 61	0.16	10	-0.60 ± 0.12	3	0.108 ± 0.054	4
Lindsay 66	0.08	10	-0.60 ± 0.12	3	0.150 ± 0.100	15
Lindsay 67	2.03	10	-1.45 ± 0.11	12	> 0.500	6
Lindsay 72	0.09	10	-0.60 ± 0.12	3	0.032 ± 0.016	4
Lindsay 76	0.12	10	-0.60 ± 0.12	3	0.059 ± 0.029	4
Lindsay 79	–	–	–	–	–	–
Lindsay 82	0.63	10	-0.68 ± 0.07	2	0.200 ± 0.100	6
Lindsay 83	1.79	10	-1.44 ± 0.12	12	0.600 ± 0.200	6
Lindsay 85	0.40	10	-0.65 ± 0.12	3	0.670 ± 0.050	6
NGC 1783	0.22	11	-0.45 ± 0.30	13	0.900 ± 0.400	13
NGC 1810	0.11	11	-0.64 ± 0.25	11	0.050 ± 0.040	6
NGC 1818	0.08	11	-0.37 ± 0.20	9	0.017 ± 0.001	6
NGC 1831	0.32	11	-1.00 ± 0.50	7	0.190 ± 0.030	6
NGC 1847	0.09	11	-0.37 ± 0.25	11	0.016 ± 0.004	6
NGC 1856	0.18	11	-0.52 ± 0.25	11	0.120 ± 0.020	6
NGC 1870	0.16	11	–	–	0.720 ± 0.300	1
NGC 1895	0.20	11	–	–	0.161 ± 0.080	4
NGC 2004	0.08	11	-0.56 ± 0.20	9	0.008 ± 0.001	6
NGC 2100	0.07	11	-0.32 ± 0.20	9	0.010 ± 0.002	6
NGC 2121	1.33	11	-0.61 ± 0.20	14	0.700 ± 0.200	6
NGC 2159	0.11	11	-0.45 ± 0.25	11	0.060 ± 0.030	6
NGC 2164	0.13	11	-0.60 ± 0.20	16	0.050 ± 0.030	6
NGC 2210	3.37	11	-1.97 ± 0.20	14	15.849 ± 1.259	5
[H60b] 11	3.25	11	-2.06 ± 0.20	14	15.136 ± 1.023	5

(1) Alcaïno & Liller (1987); (2) Alves & Sarajedini (1999); (3) Da Costa & Hatzidimitriou (1998); (4) Elson & Fall (1985); (5) Geisler *et al.* (1997); (6) Hodge (1983); (7) Hodge (1984); (8) Hodge & Flower (1987); (9) Jasiewicz & Thévenin (1994); (10) Mackey & Gilmore (2003a); (11) Mackey & Gilmore (2003b); (12) Mighell *et al.* (1998); (13) Mould *et al.* (1989); (14) Olszewski *et al.* (1991); (15) Piatti *et al.* (2005); (16) Schommer & Geisler (1988).

(*bias* e *dark current*) e multiplicativos (*flat-field*), além da remoção de raios cósmicos feita manualmente. As colunas do CCD que possuíam pixels “mortos” foram interpoladas com as colunas vizinhas. O mesmo foi feito para pixels que apresentavam um número negativo para as contagens após a subtração do *bias* e do *dark current*. Além disso, as bordas escuras foram recortadas, reduzindo as dimensões das imagens.

- Subtração do *bias* - O *bias* ou enviesamento é uma carga adicional dada ao CCD e medida com o obturador fechado e tempo de integração quase nulo a fim de estabelecer o nível zero das contagens para o sinal registrado pelo sensor CCD. Para cada conjunto de *bias* de cada noite de observação foi calculada a mediana das contagens pixel a pixel e o resultado subtraído de todas as imagens.
- Subtração do *dark current* - O *dark current* ou corrente de escuro é a radiação térmica registrada pelo CCD mesmo quando o obturador está fechado. Embora o sensor CCD esteja refrigerado dentro da câmara, este ruído não costuma ser desprezível e precisa ser subtraído das imagens. Para isso, são feitas imagens com o obturador fechado e tempos de integração comparáveis aos das imagens dos objetos. Assim como para o *bias*, cada conjunto de *darks*, feito em cada noite, foi combinado para resultar numa imagem com a mediana das contagens, que foi subtraída de todas as outras imagens exceto do *bias*.
- Divisão pelo *flat-field* - O *flat-field* ou mapa de iluminação uniforme é uma imagem obtida expondo o CCD a uma fonte de luz homogênea (um quadro branco iluminado por uma luz branca homogênea ou o céu crepuscular) a fim de determinar a variação da sensibilidade pixel a pixel do mesmo. Neste caso, as contagens de cada imagem, exceto do *bias* e do *dark*, foram divididas pelas contagens do *flat-field*, uma imagem combinada para cada filtro, a fim de linearizar a resposta do CCD e corrigir eventuais diferenças de luminosidade sobre o mesmo e até mesmo efeitos da sujeira e umidade sobre os espelhos do telescópio.
- Remoção dos Raios Cósmicos - Raios cósmicos são partículas vindas do espaço sideral que bombardeiam a atmosfera terrestre numa taxa de cerca de $1000 \text{ m}^{-2}\text{s}^{-1}$. São constituídos principalmente por núcleos atômicos ionizados, 90% prótons (núcleos de hidrogênio), 9% partículas alfa (núcleos de hélio) e o restante de partículas mais pesadas, ou então raios gama e neutrinos, sem

carga. Estas partículas tem uma energia muito elevada, bem acima das mais energéticas produzidas em aceleradores de partículas na Terra. A potência total que a Terra recebe dos raios cósmicos é de cerca de 100 MW por dia, um bilionésimo do que recebe do Sol e da mesma ordem de grandeza do que recebe de todas as outras estrelas. Por não serem afetados pelo *seeing*, eles deixam um sinal bem claro de sua passagem sobre o CCD, como pixels de contagens muito elevadas que destoam completamente dos pixels vizinhos. A fim de obter valores confiáveis na determinação do brilho do céu e principalmente do brilho dos objetos que se deseja estudar é preciso remover o sinal dos raios cósmicos por meio de uma interpolação com o pixels vizinhos não afetados por eles.

2.3 Calibração fotométrica

Visto que os filtros usados nas observações que resultaram nos dados do presente trabalho não são os mesmos utilizados para estabelecer o sistema fotométrico padrão de Johnson-Cousins, é necessário fazer uma calibração. Uma boa calibração fotométrica pode ser efetuada com a observação de um conjunto de estrelas padrão – estrelas cujas magnitudes são bem conhecidas – que inclua todo o intervalo de brilho dos objetos que serão observados com o sistema fotométrico escolhido.

Na tabela 2.7 são apresentadas as magnitudes instrumentais medidas para cada uma das estrelas padrão utilizadas na calibração fotométrica com os erros correspondentes em milésimos de magnitudes. O catálogo utilizado inclui estrelas padrão das Regiões-E (Graham, 1982), além dos campos SA 98 e Rubin149 (Landolt, 1992).

Para calibrar o fluxo é necessário obter um conjunto de equações de transformação das magnitudes instrumentais para as magnitudes padrão obtidas da literatura. A relação entre ambas é claramente linear de maneira que basta efetuar um ajuste para obter as equações que dão a transformação das magnitudes instrumentais para magnitudes padrão.

As curvas de calibração fotométrica foram ajustadas utilizando o Sistema de Mínimos Quadrados e Estimativa Robusta Gaussfit (Jefferys *et al.*, 1988), que efetuou um ajuste linear levando em conta os pesos de cada um dos pontos – o inverso do erro da medida de cada ponto – tanto das magnitudes padrão (extraídas da literatura) como das magnitudes instrumentais. É importante deixar claro que, pelo fato de os filtros utilizados nas observações representarem bem os do sistema fotométrico padrão, a dependência da calibração com a cor foi desprezível tornando

desnecessário adicionar o termo de correção por cor nas equações de calibração – o coeficiente do termo de correção por cor B–V foi igual a -0.004 magnitude, com erro de 0.008 magnitude.

A reta ajustada para n pontos para um intervalo de confiança de $100(1-\theta)\%$, onde θ é o nível de significância, será

$$m_p(m_i) = \alpha m_i + \beta, \tag{2.1}$$

onde m_p é a magnitude padrão, e m_i , a magnitude instrumental. O erro da calibração será dado por

$$\sigma_{cal}(m_i) = t_{\theta/2} S \sqrt{\frac{1}{n} + \frac{(m_i - \bar{m}_i)^2}{S_{m_i m_i}}}, \tag{2.2}$$

onde o valor de $t_{\theta/2}$ dado por uma distribuição t de *Student* conforme a tabela 2.8 (Mendenhall *et al.*, 1986). Os termos $S_{m_i m_i}$ e $S_{m_p m_p}$ são as somas das variâncias em m_i e m_p , $S_{m_i m_p}$ é a soma das covariâncias e S , o desvio padrão da calibração, dado por

$$S = \sqrt{\frac{S_{m_p m_p} - S_{m_i m_p}^2 / S_{m_i m_i}}{n - 2}}. \tag{2.3}$$

Os resultados da calibração fotométrica são apresentados na tabela 2.6 e nas figuras 2.3 a 2.7.

Tabela 2.6: Filtros, coeficientes angulares e lineares da calibração, raiz quadrada do residual (S) e variância das magnitudes instrumentais ($S_{m_i m_i}$), bem como o erro médio da calibração ($\overline{\sigma_{cal}}$) em magnitudes num intervalo de confiança de 66% para n pontos.

Filtros	α	β	S	$S_{m_i m_i}$	$\overline{\sigma_{cal}}$	n
U	0.984 ± 0.006	18.853 ± 0.045	0.047	75.944	0.012	14
B	1.008 ± 0.013	22.128 ± 0.118	0.057	86.855	0.014	17
V	0.985 ± 0.003	22.304 ± 0.034	0.027	76.510	0.006	19
R	0.973 ± 0.007	21.994 ± 0.068	0.048	103.569	0.010	21
I	0.976 ± 0.007	20.862 ± 0.070	0.061	108.469	0.013	21

Tabela 2.7: Magnitudes instrumentais obtidas para este trabalho para as estrelas padrão das Regiões-E, dos campos SA 98 e Rubin149. Os erros entre colchetes estão expressos em milésimos de magnitude.

Estrela	U	B	V	R	I
E1-35-R	-6.418 [22]	-11.177 [22]	-12.975 [03]	-13.645 [02]	-13.109 [02]
E1-20-Q	-8.115 [21]	-11.559 [10]	-12.610 [04]	-12.899 [05]	-12.077 [06]
E1-49-V	-6.806 [21]	-9.890 [10]	-10.794 [04]	-11.041 [05]	-10.136 [06]
E2-4-F	-10.514 [21]	-13.677 [10]	-14.213 [04]	-14.152 [02]	-13.119 [01]
E2-18-N	-9.577 [21]	-12.883 [01]	-13.948 [04]	-14.208 [01]	-13.340 [03]
E2-34-Q	-8.396 [21]	-12.347 [10]	-13.673 [04]	-14.115 [05]	-13.452 [06]
E3-49798	-12.187 [01]	-13.976 [02]	-14.184 [04]	-13.966 [01]	-12.683 [14]
E3-33-T	-6.709 [04]	-11.044 [02]	-12.470 [01]	-12.823 [04]	-12.196 [02]
E9-27-R	-7.108 [14]	-11.481 [03]	-13.023 [01]	-13.529 [01]	-12.875 [01]
E9-38-S	-6.480 [05]	-11.294 [02]	-12.976 [01]	-13.601 [02]	-13.037 [01]
E9-47-U	-7.697 [04]	-10.806 [03]	-11.779 [02]	-11.997 [02]	-11.081 [02]
SA98-670	-4.261 [30]	-8.862 [03]	-10.525 [02]	-11.042 [05]	-10.541 [06]
SA98-671	-3.809 [54]	-7.690 [14]	-9.026 [06]	-9.377 [07]	-8.863 [06]
SA98-676	-3.980 [41]	-7.813 [12]	-9.347 [05]	-9.802 [07]	-9.409 [06]
Rubin149	-5.961 [03]	-8.259 [04]	-8.575 [05]	-8.299 [11]	-7.049 [07]
Rubin149A	-3.881 [12]	-7.185 [07]	-7.876 [07]	-7.810 [10]	-6.782 [13]
Rubin149B	-5.372 [06]	-8.792 [06]	-9.821 [02]	-10.031 [02]	-9.149 [02]
Rubin149C	-4.061 [11]	-7.375 [12]	-7.994 [06]	-7.817 [09]	-6.810 [05]
Rubin149D	-7.864 [03]	-10.563 [03]	-10.982 [01]	-10.836 [01]	-9.661 [01]
Rubin149E	-4.605 [06]	-7.757 [21]	-8.698 [02]	-8.848 [04]	-7.961 [04]
Rubin149F	-3.083 [14]	-7.491 [13]	-8.978 [02]	-9.360 [02]	-8.694 [03]

Tabela 2.8: Valores para a distribuição t de *Student* para amostras de n pontos.

n	$t_{33/2}$	$t_{5/2}$
14	0.988	2.145
15	0.986	2.132
16	0.984	2.120
17	0.982	2.110
18	0.980	2.101
19	0.979	2.093
20	0.978	2.086
21	0.976	2.080

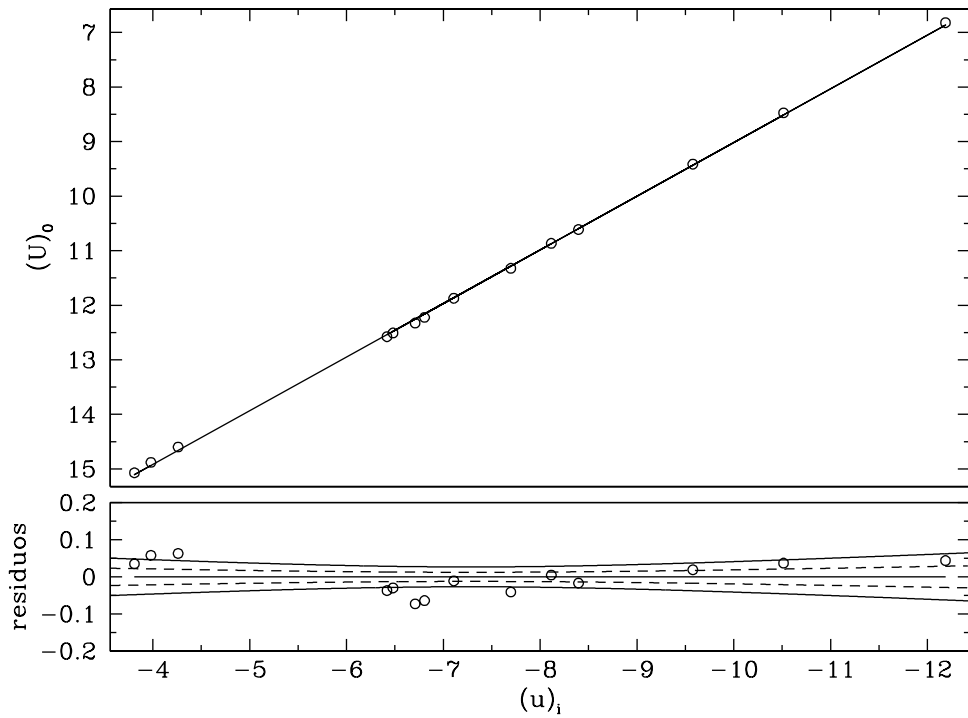


Figura 2.3: Curva ajustada para a calibração fotométrica na banda U. No eixo horizontal, as magnitudes instrumentais, e no eixo vertical, as magnitudes padrão. A caixa inferior mostra os resíduos. A curva contínua representa um intervalo de confiança de 95% e a curva tracejada, um intervalo de confiança de 66%.

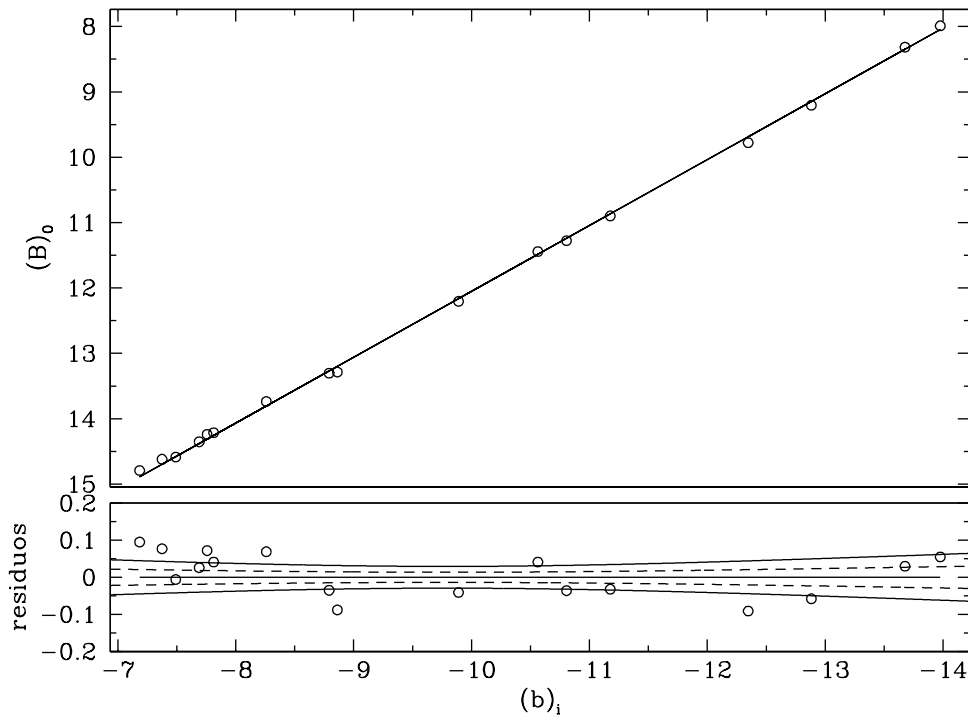


Figura 2.4: O mesmo da figura anterior, mas para a banda B.

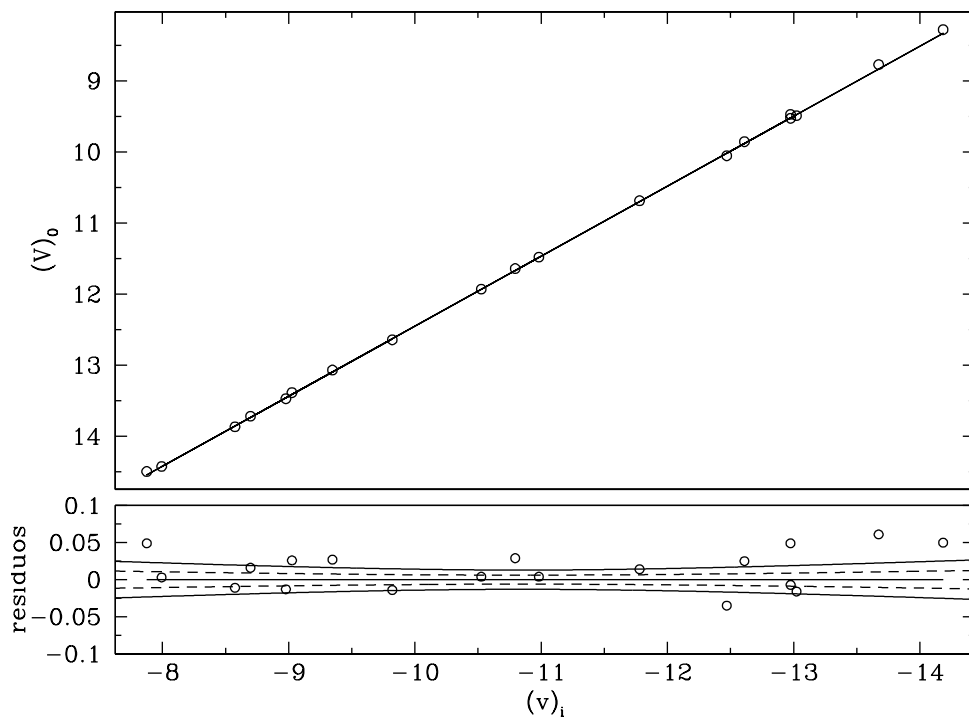


Figura 2.5: O mesmo da figura 2.3, mas para a banda V.

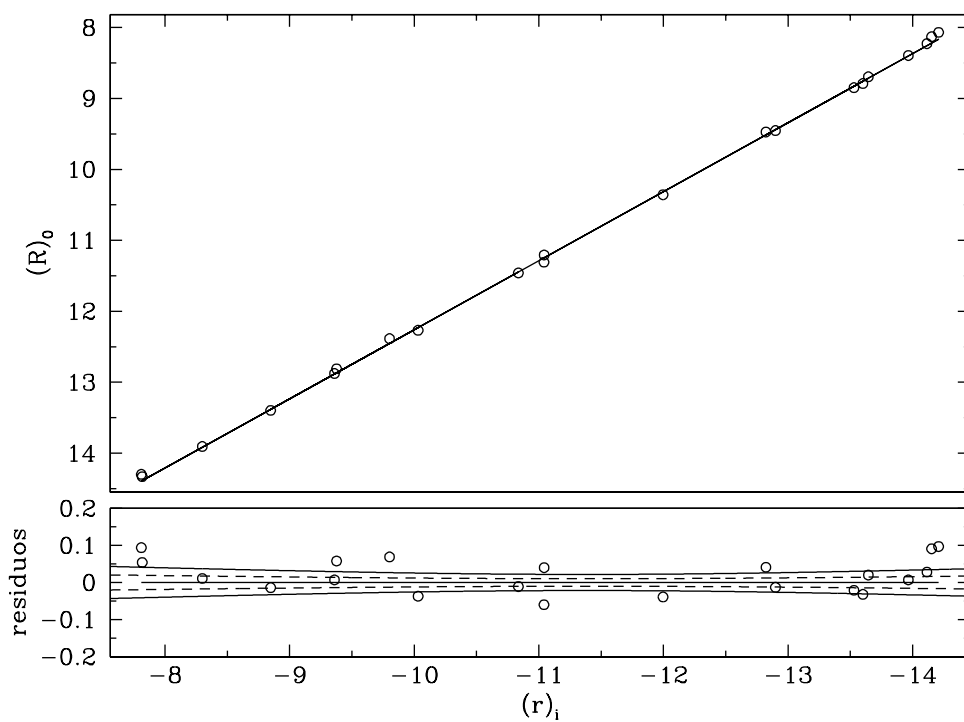


Figura 2.6: O mesmo da figura 2.3, mas para a banda R.

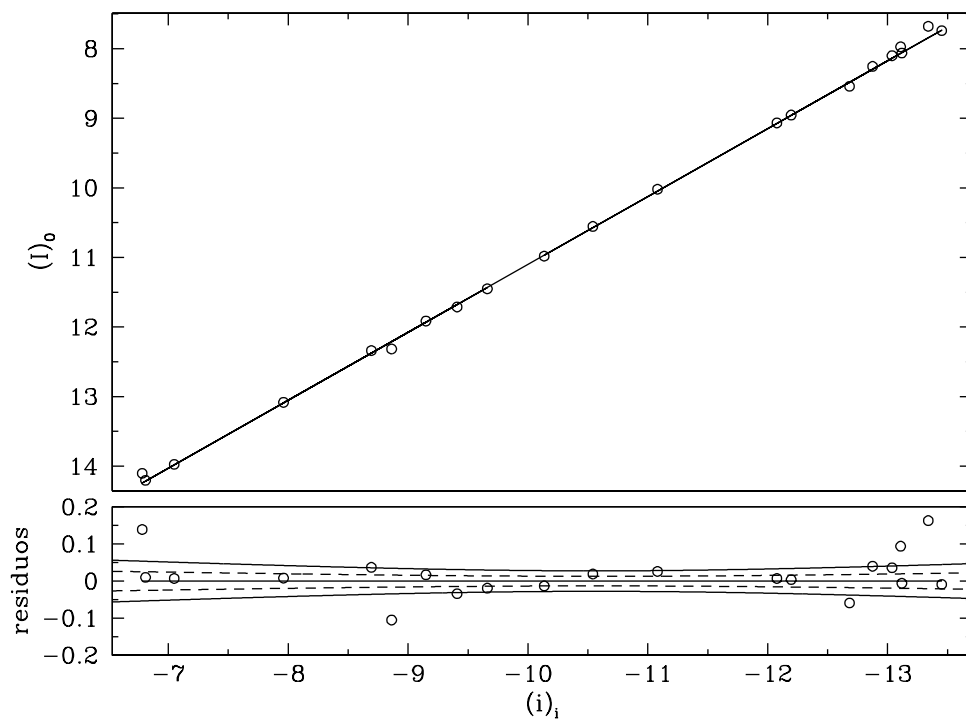


Figura 2.7: O mesmo da figura 2.3, mas para a banda I.

Capítulo 3

Fotometria

Neste capítulo, delineamos todos os passos para fazer a fotometria dos aglomerados estelares observados. Começamos determinando o brilho do céu. Em seguida removemos das imagens as estrelas não pertencentes aos aglomerados e determinamos o centro de simetria de cada um deles na banda V. Finalmente, executamos um software de fotometria que lê as imagens e determina os valores do fluxo que, por fim, são utilizados para construir os perfis de brilho superficial e integrados dos aglomerados estelares.

3.1 Determinação do brilho do céu

A contaminação luminosa presente nas imagens e que provém de outros objetos que não aqueles que se deseja observar é chamada brilho do céu (isso não inclui raios cósmicos que são um caso à parte). Essa contaminação deve ser corrigida subtraindo do fluxo total do objeto uma quantidade que represente de forma confiável o brilho do céu. A escolha mais adequada é o modo da distribuição de intensidades do fluxo, por ser este o valor mais provável do brilho do céu em cada pixel.

Em todas as imagens CCD que continham objetos (este procedimento também se aplica às estrelas padrão, embora o brilho do céu para elas não seja apresentado aqui) foram selecionadas quatro regiões periféricas, e o modo da distribuição de intensidades do fluxo nessas quatro regiões combinadas foi obtido após a distribuição ser truncada em 3σ da média no máximo cem vezes eliminando as variações das bordas. Para as imagens feitas com o CCD não *rebinado* foram utilizadas áreas com 129600 pixels, e para as imagens feitas com o CCD *rebinado*, áreas com 32400 pixels. Os valores obtidos para o brilho superficial do céu na banda V são apresentados na tabela 3.1. A figura 3.1 exemplifica os histogramas do brilho céu.

Tabela 3.1: Brilho superficial do céu (μ_{ceu}) na banda V em escala de magnitudes, calibrado e corrigido por extinção, para todos os aglomerados estelares estudados neste trabalho.

Aglomerado	μ_{ceu} (mag/arcsec ²)
Lindsay 16	20.773 ± 0.017
Lindsay 26	20.690 ± 0.016
Lindsay 29	20.566 ± 0.016
Lindsay 48	20.847 ± 0.019
Lindsay 53	20.521 ± 0.016
Lindsay 61	20.621 ± 0.016
Lindsay 66	20.671 ± 0.017
Lindsay 67	20.821 ± 0.017
Lindsay 72	20.765 ± 0.019
Lindsay 76	20.980 ± 0.017
Lindsay 79	20.517 ± 0.016
Lindsay 82	21.049 ± 0.017
Lindsay 83	20.895 ± 0.017
Lindsay 85	20.019 ± 0.018
NGC 1783	20.810 ± 0.017
NGC 1810	20.902 ± 0.017
NGC 1818	19.133 ± 0.016
NGC 1831	20.766 ± 0.019
NGC 1847	20.480 ± 0.016
NGC 1856	20.371 ± 0.016
NGC 1870	20.483 ± 0.016
NGC 1895	20.908 ± 0.017
NGC 2004	20.772 ± 0.017
NGC 2100	20.155 ± 0.016
NGC 2121	19.832 ± 0.015
NGC 2159	21.617 ± 0.019
NGC 2164	20.819 ± 0.017
NGC 2210	20.755 ± 0.017
[H60b] 11	19.628 ± 0.015

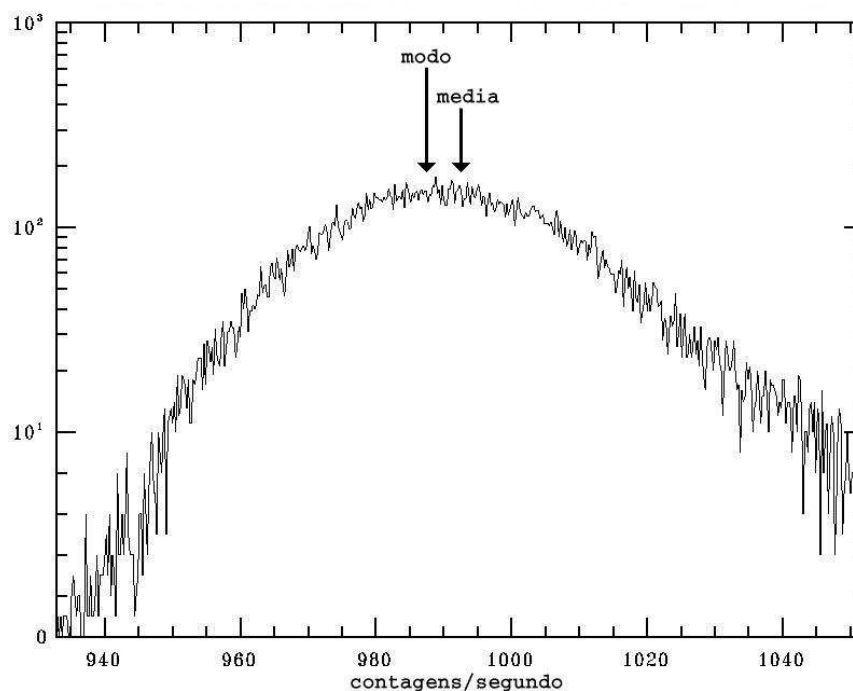


Figura 3.1: Histograma do brilho do céu para o aglomerado [H60b] 11 da Grande Nuvem de Magalhães observado na banda V durante 420 segundos.

3.2 Remoção das estrelas de campo

O melhor procedimento para determinar com certeza quais estrelas pertencem ou não aos aglomerados seria construir diagramas cor-magnitude para cada um deles. Visto que as estrelas de um aglomerado tem a mesma idade seria possível traçar curvas isócronas. Aquelas estrelas que não ficassem sobre as curvas seriam identificadas como estrelas de campo. Entretanto, devido ao grande número de objetos usados neste trabalho, a tarefa se tornaria por demais demorada. Por isso, foi escolhido um método mais simples. Os pixels ocupados por estrelas que estivessem prejudicando o ajuste dos perfis de brilho superficial foram excluídos da fotometria, o mesmo foi feito para estrelas cujo brilho estivesse saturado (lembrando que o limite de saturação de cada pixel do CCD utilizado nas observações era de 16832 ADU).

Em alguns casos, a exclusão dos pixels ocupados pelas estrelas de campo resultou num aumento do erro do brilho superficial; para evitar isso, a remoção dessas estrelas foi feita utilizando uma *Point Spread Function* (PSF), isto é, um ajuste gaussiano sobre a intensidade relativa da luz da estrela em função da distância ao seu centro de brilho. Foi ajustada uma PSF para cada uma das imagens quando necessário e subtraiu-se-a das estrelas de campo. Todo esse procedimento foi feito utilizando rotinas do pacote DAOPHOT (Dao Crowded-Field Photometry Package) do IRAF.

3.3 Determinação do centro de simetria do brilho dos aglomerados

O método aqui utilizado para determinar o centro de simetria do brilho dos aglomerados estelares foi um algoritmo proposto por Djorgovski (1988). Trata-se de um método de autocorrelação espelhada que funciona da maneira explicada a seguir. Uma grade de centros teste é simulada sobre a imagem de um aglomerado dividindo esta em sub-imagens. Então, é efetuada uma autocorrelação de cada uma dessas sub-imagens com o seu reflexo, resultando num valor chamado de amplitude de autocorrelação. Quanto maior este valor, mais simétrica é a sub-imagem. O conjunto de todas essas amplitudes é ajustado pela seguinte função:

$$z(x, y) = u(x, y) + v(x, y), \quad (3.1)$$

onde u é uma gaussiana, que se ajusta melhor aos valores das amplitudes de autocorrelação próximos do centro,

$$u(x, y) = E \exp \left[- \left(\frac{x-h}{F} \right)^2 - \left(\frac{y-k}{G} \right)^2 \right], \quad (3.2)$$

e v , um parabolóide elíptico, que se ajusta melhor aos valores das amplitudes de autocorrelação afastados do centro,

$$v(x, y) = D - \left(\frac{x-h}{A} \right)^2 - \left(\frac{y-k}{B} \right)^2 + C \left(\frac{x-h}{A} \right) \left(\frac{y-k}{B} \right). \quad (3.3)$$

Desse modo, o vértice da função $z(x, y)$ no plano xy dado por (h, k) é tomado como o centro do aglomerado. O último termo na equação 3.3 permite ao parabolóide girar no plano xy . A figura 3.2 mostra o esquema usado no algoritmo. Os coeficientes $h, k, A, B, C, D, E, F, G$, foram obtidos ajustando as equações 3.2 e 3.3 pelo método de Levenberg-Marquardt (Press *et al.*, 1992), explicado no apêndice E.

A determinação do centro foi assim realizada apenas para as imagens tomadas na banda V, porque nesse intervalo de comprimentos de onda geralmente se revela o maior número possível de estrelas dos aglomerados. Para as imagens tomadas nas outras bandas, foi determinado o centro relativo ao das imagens na banda V. Foram selecionadas pelo menos cinco estrelas visíveis em todas as bandas para efetuar uma

transformação do sistema de coordenadas entre as imagens, conforme explicado no apêndice C.

Na tabela 3.2 são apresentadas as coordenadas dos centros dos aglomerados em relação à época J2000 obtidos para as imagens na banda V. Estes valores foram obtidos também por meio de uma transformação do sistema de coordenadas como a que já foi mencionada. No caso, a transformação foi das coordenadas em pixels das imagens deste trabalho para as coordenadas equatoriais de imagens dos mesmos objetos obtidas da NASA/IPAC Extragalactic Database (<http://nedwww.ipac.caltech.edu>).

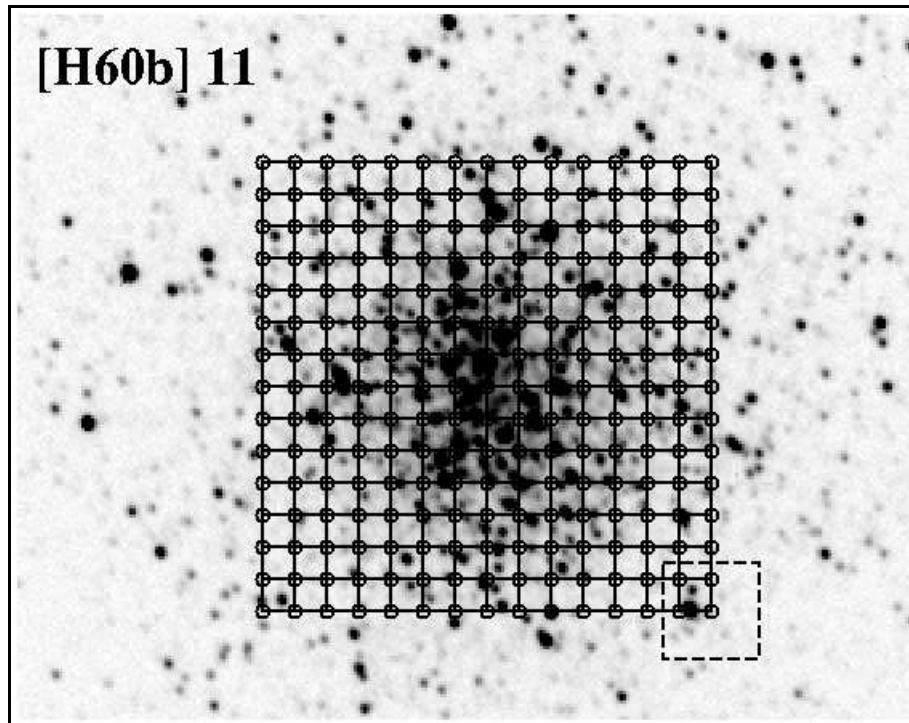


Figura 3.2: Grade de centros teste (círculos) para aplicação do algoritmo de autocorrelação espelhada. As amplitudes de autocorrelação são calculadas para cada sub-área (quadrado tracejado).

3.4 Brilho em magnitudes

A magnitude de um objeto luminoso é por definição o seu fluxo (energia por unidade de área e por unidade de tempo) numa escala logarítmica. Portanto, as magnitudes instrumentais medidas para os aglomerados estelares serão dadas por

$$m_i = -2.5 \log F_{obj}, \quad (3.4)$$

Tabela 3.2: Centros dos aglomerados em coordenadas equatoriais (J2000) com os respectivos erros, obtidos aplicando o algoritmo de autocorrelação espelhada.

Aglomerado	α	σ_α	δ	σ_δ
Lindsay 16	00 ^h 35 ^m 58 ^s .616	0 ^s .038	-73°09'58".97	0".60
Lindsay 26	00 ^h 41 ^m 00 ^s .953	0 ^s .016	-72°34'21".35	0".26
Lindsay 29	00 ^h 43 ^m 34 ^s .023	0 ^s .052	-73°26'30".43	0".64
Lindsay 48	00 ^h 53 ^m 27 ^s .597	0 ^s .019	-71°23'55".13	0".28
Lindsay 53	00 ^h 55 ^m 33 ^s .155	0 ^s .009	-72°49'57".42	0".12
Lindsay 61	00 ^h 59 ^m 48 ^s .081	0 ^s .024	-72°20'03".38	0".38
Lindsay 66	01 ^h 01 ^m 44 ^s .440	0 ^s .048	-72°33'51".87	0".51
Lindsay 67	01 ^h 02 ^m 10 ^s .393	0 ^s .028	-71°36'14".19	0".46
Lindsay 72	01 ^h 03 ^m 53 ^s .466	0 ^s .016	-72°49'34".54	0".20
Lindsay 76	01 ^h 05 ^m 20 ^s .738	0 ^s .026	-72°02'38".48	0".29
Lindsay 79	01 ^h 06 ^m 47 ^s .991	0 ^s .043	-72°16'23".91	0".82
Lindsay 82	01 ^h 07 ^m 55 ^s .130	0 ^s .018	-71°46'05".07	0".37
Lindsay 83	01 ^h 07 ^m 59 ^s .272	0 ^s .015	-72°21'19".88	0".25
Lindsay 85	01 ^h 08 ^m 17 ^s .390	0 ^s .012	-72°53'00".69	0".15
NGC 1783	04 ^h 59 ^m 08 ^s .781	0 ^s .026	-65°59'17".14	0".31
NGC 1810	05 ^h 03 ^m 23 ^s .120	0 ^s .033	-66°22'57".17	0".52
NGC 1818	05 ^h 04 ^m 13 ^s .695	0 ^s .018	-66°26'04".18	0".20
NGC 1831	05 ^h 06 ^m 16 ^s .168	0 ^s .015	-64°55'10".14	0".26
NGC 1847	05 ^h 07 ^m 08 ^s .160	0 ^s .011	-68°58'22".62	0".08
NGC 1856	05 ^h 09 ^m 30 ^s .304	0 ^s .014	-69°07'44".14	0".21
NGC 1870	05 ^h 13 ^m 10 ^s .713	0 ^s .005	-69°07'03".97	0".07
NGC 1895	05 ^h 16 ^m 51 ^s .140	0 ^s .034	-67°19'55".07	0".55
NGC 2004	05 ^h 30 ^m 40 ^s .719	0 ^s .009	-67°17'16".84	0".12
NGC 2100	05 ^h 42 ^m 08 ^s .825	0 ^s .041	-69°12'39".68	0".49
NGC 2121	05 ^h 48 ^m 12 ^s .696	0 ^s .028	-71°28'51".75	0".67
NGC 2159	05 ^h 58 ^m 03 ^s .028	0 ^s .029	-68°37'30".09	0".49
NGC 2164	05 ^h 58 ^m 55 ^s .841	0 ^s .012	-68°30'59".33	0".15
NGC 2210	06 ^h 11 ^m 31 ^s .089	0 ^s .015	-69°07'20".48	0".20
[H60b] 11	06 ^h 14 ^m 22 ^s .721	0 ^s .012	-69°50'50".54	0".21

onde F_{obj} é o fluxo do objeto (o aglomerado). O erro dessa magnitude é

$$\sigma_{m_i} = \frac{2.5\sigma_{F_{obj}}}{F_{obj} \ln 10}, \quad (3.5)$$

onde $\sigma_{F_{obj}}$ é o desvio padrão de F_{obj} .

Fazendo a correção do efeito da extinção atmosférica,

$$m_i^0 = m_i - kx. \quad (3.6)$$

onde k é o coeficiente de extinção, x é a massa de ar, m_i é a magnitude sem a correção e m_i^0 , a magnitude corrigida. O erro da magnitude corrigida por extinção será

$$\sigma_{m_i^0} = \sqrt{(\sigma_{m_i})^2 + (e_k)^2 x^2}, \quad (3.7)$$

onde e_k é o erro do coeficiente de extinção.

Aplicando a calibração fotométrica (equação 2.1 com os coeficientes dados na tabela 2.6) para obter o brilho em magnitudes padrão, o erro da magnitude será dado por

$$\sigma_m = \sqrt{(\sigma_{cal})^2 + (\alpha\sigma_{m_i^0})^2}, \quad (3.8)$$

onde σ_{cal} é o erro da calibração (ver equação 2.2), α é o coeficiente angular da equação de calibração, e $\sigma_{m_i^0}$, o erro da magnitude instrumental corrigida por extinção.

3.4.1 Erro do fluxo

O fluxo total em ADU para um objeto cuja área em pixels é n_{obj} será dado por

$$F_{obj} = \sum_{i=1}^{n_{obj}} (f_{obj} + f_{ceu})_i - n_{obj} f_{ceu}^{mod}, \quad (3.9)$$

onde a quantidade entre parênteses é a soma dos fluxos do objeto e do céu que o detector registra sem distinção, e f_{ceu}^{mod} é o modo do fluxo do céu. O desvio padrão do

modo do brilho do céu se relaciona ao desvio padrão da média pela equação (obtida da maneira explicada no apêndice D)

$$\sigma_{f_{ceu}^{mod}} = \sqrt{(\sigma_{f_{ceu}^{med}})^2 + (f_{ceu}^{med} - f_{ceu}^{mod})^2}. \quad (3.10)$$

A variância do fluxo do objeto será, então, dada por

$$(\sigma_{F_{obj}})^2 = (\sigma_F)^2 + n_{obj}R^2 + n_{obj}(\sigma_{f_{ceu}^{mod}})^2, \quad (3.11)$$

onde σ_F é o desvio padrão do fluxo que incide sobre o detector, R é o erro na leitura de cada pixel do CCD e $\sigma_{f_{ceu}^{mod}}$, o desvio padrão do modo do fluxo do céu.

Como o brilho do objeto e do céu são independentes, o fluxo sobre o detector pode ser escrito como a soma dos fluxos do objeto e do céu separadamente. Portanto,

$$F = \sum_{i=1}^{n_{obj}} (f_{obj})_i + \sum_{i=1}^{n_{obj}} (f_{ceu})_i. \quad (3.12)$$

Propagando o erro para esta expressão, tem-se que

$$(\sigma_F)^2 = \sum_{i=1}^{n_{obj}} (\sigma_{f_{obj}})_i^2 + \sum_{i=1}^{n_{obj}} (\sigma_{f_{ceu}})_i^2. \quad (3.13)$$

Tomando o modo do fluxo do céu como o seu valor para toda a imagem,

$$(\sigma_{f_{ceu}})_i^2 \equiv (\sigma_{f_{ceu}^{mod}})^2, \quad (3.14)$$

e assumindo que a distribuição de probabilidades do fluxo é poissoniana, tem-se que

$$\sum_{i=1}^{n_{obj}} (\sigma_{f_{obj}})_i = \sqrt{F_{obj}g}, \quad (3.15)$$

onde g é o fator de conversão (em elétrons/ADU). O CCD detecta a radiação eletromagnética convertendo fótons em elétrons como já foi explicado no capítulo 1, e a equação 3.15 só é válida se essa conversão for considerada. Portanto, a expressão da variância do fluxo em $(e^-)^2$ que incide sobre o detector fica igual à

$$(\sigma_F)^2 = F_{obj}g + n_{obj}(\sigma_{f_{ceu}^{mod}})^2g^2. \quad (3.16)$$

É possível obter uma expressão para o desvio padrão do modo do brilho do céu partindo da média do brilho do céu que pode ser expressa como

$$f_{ceu}^{med} = \frac{1}{n_{ceu}} \sum_{i=1}^{n_{ceu}} (f_{ceu})_i, \quad (3.17)$$

onde n_{ceu} é área do céu em pixels escolhida para computar essa média. O quadrado do desvio padrão desse brilho médio em $(e^-)^2$ é dado por

$$(\sigma_{f_{ceu}^{med}})^2 = \frac{1}{(n_{ceu})^2} \sum_{i=1}^{n_{ceu}} [g^2(\sigma_{f_{ceu}})_i^2 + R^2]. \quad (3.18)$$

Aplicando a equação 3.14, tem-se que

$$(\sigma_{f_{ceu}^{med}})^2 = \frac{1}{(n_{ceu})^2} n_{ceu} [g^2(\sigma_{f_{ceu}^{mod}})^2 + R^2], \quad (3.19)$$

ou

$$(\sigma_{f_{ceu}^{med}})^2 = \frac{g^2(\sigma_{f_{ceu}^{mod}})^2 + R^2}{n_{ceu}}. \quad (3.20)$$

Assim, a variância do fluxo será da forma

$$(\sigma_{F_{obj}})^2 = F_{obj}g + n_{obj}R^2 + n_{obj}g^2(\sigma_{f_{ceu}^{mod}})^2 + n_{obj}\frac{g^2(\sigma_{f_{ceu}^{mod}})^2 + R^2}{n_{ceu}}. \quad (3.21)$$

Finalmente, dividindo o lado direito da equação acima pelo fator de conversão g , obtém-se a fórmula para o erro do fluxo em ADU para a fotometria CCD que será utilizada neste trabalho e que leva em conta o ruído de leitura R ,

$$\sigma_{F_{obj}} = \sqrt{\frac{F_{obj}}{g} + n_{obj} \left(1 + \frac{n_{obj}}{n_{ceu}}\right) \left((\sigma_{f_{ceu}^{mod}})^2 + \frac{R^2}{g^2}\right)}. \quad (3.22)$$

Fica evidente que é possível minizar a influência do erro de leitura e do erro do céu escolhendo uma área suficientemente grande para estimar o brilho do céu.

3.5 Construção dos perfis de brilho

Para este trabalho, foram feitas tanto a fotometria integrada como a fotometria superficial dos aglomerados. A primeira fornece o brilho total do objeto dentro das aberturas fotométricas em cada banda, mas é dependente da distância, pois quanto mais afastado ele estiver, menor o seu brilho aparente. Com esse brilho podem ser calculados os índices de cor do objeto (a razão entre os fluxos de um objeto em duas bandas). A segunda é independente da distância, pois o fluxo é dividido pela área que ele atravessa. O ajuste dos perfis radiais de brilho obtidos com a fotometria superficial a uma lei de decaimento fornece parâmetros estruturais que podem ser utilizados, por exemplo, em estimativas de massa e luminosidade do objeto.

3.5.1 Fotometria integrada

A fotometria integrada, ou fotometria de abertura, consiste simplesmente em somar todo o fluxo luminoso dentro de uma determinada abertura fotométrica.

Para cada uma das imagens foi executado um algoritmo que simulou uma seqüência de diafragmas, sempre aumentando o raio até atingir o limite em que o brilho do aglomerado se confunde com o brilho do céu, ou com o limite físico das imagens. Os sucessivos acréscimos nas aberturas fotométricas foram feitos em escala logarítmica, partindo de 0.60, que corresponde a $3.98''$, e em seguida 0.70, 0.80, 0.90, 1.00, 1.05, 1.10, 1.15, 1.20, 1.25, 1.30, 1.35, 1.40, 1.45, 1.50, 1.55, 1.60, 1.65, 1.70, 1.75, 1.80, 1.85, até atingir 1.90, ou $79.43''$, próximo ao limite físico das imagens.

3.5.2 Fotometria superficial

A fotometria superficial consiste em medir o fluxo luminoso por unidade de área de uma imagem ou fazer uma contagem de estrelas por unidade de área. No presente trabalho, a primeira técnica foi escolhida por ser mais simples de fazer, ainda que a segunda também fosse possível.

O programa de fotometria executado simula sobre cada imagem uma série de anéis (conforme Djorgovski, 1988) até atingir o raio máximo estabelecido para o aglomerado, geralmente respeitando a largura da imagem, e divide esses anéis em vários setores (no mínimo quatro) aumentando progressivamente o número destes (no máximo trinta e dois) a medida em que se afasta do centro do aglomerado. O fluxo dentro de cada um desses setores é dividido por suas respectivas áreas. O processo foi repetido quatro vezes para cada uma das imagens, com séries de anéis de

larguras 1.5'', 2.0'', 3.0'' e 4.0''. Com os valores medianos do brilho do conjunto de setores que compõe cada anel foram calculadas as magnitudes conforme o explicado na seção 3.4, para, então, construir os perfis de brilho superficial dos aglomerados. A figura 3.3 exemplifica uma série desses anéis sobreposta a uma imagem do aglomerado [H60b] 11.

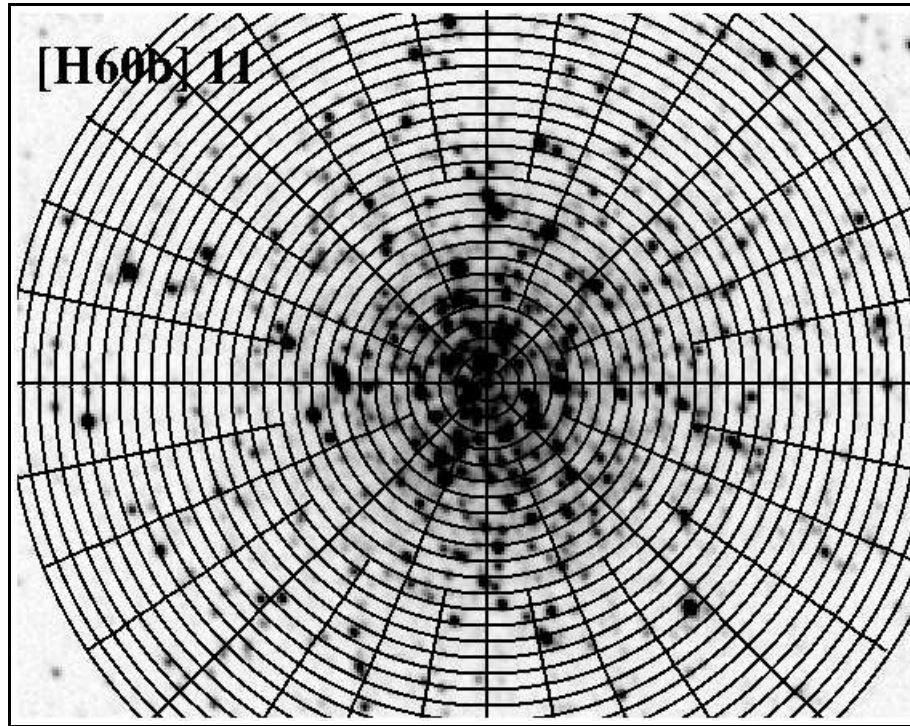


Figura 3.3: Exemplo de uma série de anéis e setores usados na fotometria superficial.

Para construir os perfis de brilho superficial é necessário estabelecer um raio efetivo, pois o brilho medido para cada setor varia entre $f(r_1)$ e $f(r_2)$, os valores do brilho nos raios interno e externo, respectivamente, do anel. Portanto,

$$f(r_e) = \langle f \rangle \Big|_{r_1}^{r_2}, \quad (3.23)$$

onde r_e é o raio efetivo, r_1 e r_2 são os raios interno e externo do anel, e $f(r_e)$ é o brilho superficial dado pela razão entre o fluxo e a área que ele atravessa de acordo com a equação a seguir:

$$\langle f \rangle \Big|_{r_1}^{r_2} = \frac{F}{A} = \frac{\int_{r_1}^{r_2} \int_0^{2\pi} f(r) r dr d\theta}{\int_{r_1}^{r_2} \int_0^{2\pi} r dr d\theta}, \quad (3.24)$$

sendo f uma das leis de distribuição do brilho explicadas nas próximas seções.

Uma vez que $f(r_e)$ depende de $f(r)$, o procedimento para determinar r_e é feito de forma iterativa partindo de um valor inicial que divide o setor em áreas iguais dado por

$$r_e = \sqrt{\frac{r_1^2 + r_2^2}{2}} \quad (3.25)$$

e repetido até uma tolerância absoluta de 10^{-3} para os parâmetros estruturais da lei de brilho dentro do anel.

3.5.3 Influência do erro de centragem na fotometria superficial

O erro na determinação dos centros dos aglomerados tem influência significativa na fotometria. Mesmo deslocando o centro da fotometria em relação ao centro de brilho do aglomerado, é possível obter perfis de brilho que obedecem às leis de decaimento explicadas nas próximas seções deste trabalho. Mas isso não significa que eles representam de maneira adequada a distribuição de brilho dos aglomerados, pois os parâmetros estruturais serão diferentes daqueles que seriam calculados a partir de uma fotometria feita com a centragem correta.

Uma estimativa da variância do fluxo para um setor (diafragma de raio r , no caso da fotometria integrada, ou um anel de raio efetivo igual à r , no caso da fotometria superficial, conforme será explicado na próxima seção) em função do erro de centragem pode ser calculada da seguinte maneira:

$$\sigma_{cen}^2(r) = \frac{\sum_{i=1}^n P(d)_i [F_{obj}(d)_i - \bar{F}_{obj}(r)]^2}{\sum_{i=1}^n P(d)_i}, \quad (3.26)$$

onde $P(d)_i$ é o peso estatístico do i -ésimo pixel da imagem a uma distância d do centro, $F_{obj}(d)_i$ é o fluxo desse pixel e $\bar{F}_{obj}(r)$, o fluxo médio dentro do setor. A figura 3.4 ilustra o peso estatístico de cada pixel em função da sua distância ao centro do aglomerado.

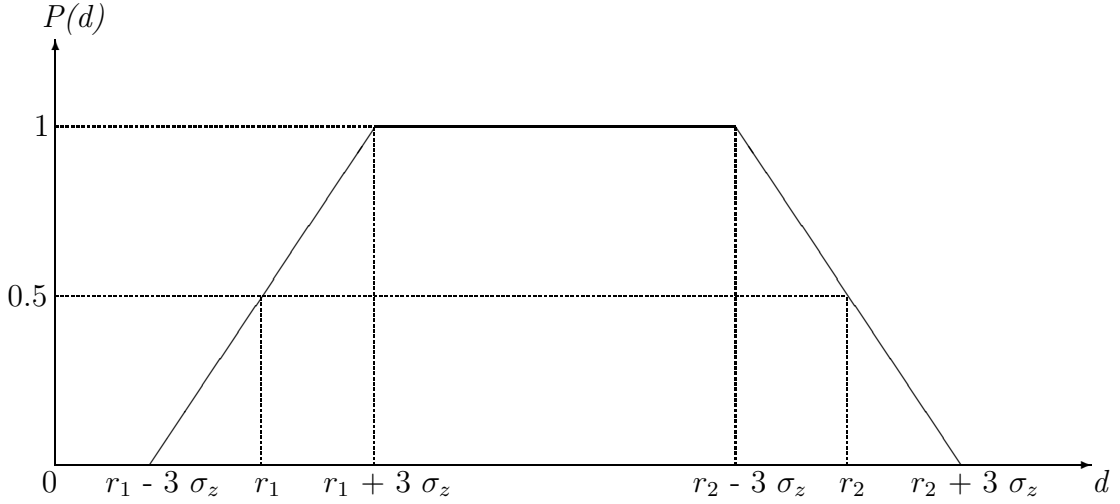


Figura 3.4: Gráfico do peso estatístico de cada pixel em função da distância ao centro do aglomerado, onde r_1 e r_2 são os raios interno e externo de cada setor utilizado na fotometria superficial tal como explicado na seção 3.5.2, e σ_z é o erro do centro.

Expandindo o termo quadrático da equação 3.26, tem-se

$$\sigma_{cen}^2(r) = \frac{\sum_{i=1}^n P(d)_i [F_{obj}^2(d)_i - 2F_{obj}(d)_i \bar{F}_{obj}(r) + \bar{F}_{obj}^2(r)]}{\sum_{i=1}^n P(d)_i}, \quad (3.27)$$

ou

$$\sigma_{cen}^2(r) = \frac{\sum_{i=1}^n P(d)_i F_{obj}^2(d)_i}{\sum_{i=1}^n P(d)_i} - 2\bar{F}_{obj}(r) \frac{\sum_{i=1}^n P(d)_i F_{obj}(d)_i}{\sum_{i=1}^n P(d)_i} + \bar{F}_{obj}^2(r) \frac{\sum_{i=1}^n P(d)_i}{\sum_{i=1}^n P(d)_i}. \quad (3.28)$$

Sendo que

$$S_{obj}^2(r) = \frac{\sum_{i=1}^n P(d)_i F_{obj}^2(d)_i}{\sum_{i=1}^n P(d)_i} \quad (3.29)$$

e

$$\bar{F}_{obj}(r) = \frac{\sum_{i=1}^n P(d)_i F_{obj}(d)_i}{\sum_{i=1}^n P(d)_i}, \quad (3.30)$$

a variância $\sigma_{cen}^2(r)$ pode ser escrita como

$$\sigma_{cen}^2(r) = S_{obj}^2(r) - \bar{F}_{obj}^2(r). \quad (3.31)$$

Portanto, o erro do fluxo dentro de um setor em função do raio, considerando o erro do fluxo devido a indeterminação do centro do aglomerado, é

$$\sigma_{F_{obj}}(r) = \sqrt{\sigma_{F_{obj}}^2 + \sigma_{cen}^2}. \quad (3.32)$$

3.6 Ajuste da lei de brilho

As duas leis de decaimento do brilho superficial ajustadas aos perfis de brilho obtidos neste trabalho são explicadas a seguir. Esse ajuste foi feito utilizando o método de Levenberg-Marquardt (Press *et al.*, 1992) que é explicado no apêndice E.

3.6.1 Modelo de King

Em um estudo de aglomerados globulares observados com fotometria fotoelétrica, King (1962) obteve uma lei empírica para o perfil de brilho superficial dos mesmos, que é uma combinação de duas funções, uma que se ajusta bem a estes perfis nas partes externas dos aglomerados, e outra, que se ajusta melhor próximo ao centro. Essa lei é

$$f(r) = f_0 \left[\frac{1}{\sqrt{1 + (r/r_n)^2}} - \frac{1}{\sqrt{1 + (r_m/r_n)^2}} \right]^2, \quad (3.33)$$

onde r é a distância até o centro, f_0 é o brilho central, r_n é o raio do núcleo, definido como a distância ao centro em que o brilho superficial se reduz à metade do valor no ponto central, e r_m é o raio de maré, a distância do centro do aglomerado em que sua densidade de estrelas se torna nula.

O segundo termo entre parênteses na fórmula é, de fato, uma constante. E o logaritmo da razão r_m/r_n é conhecido como o parâmetro de concentração do aglomerado,

$$c = \log(r_m/r_n). \quad (3.34)$$

Há uma relação entre as idades e os parâmetros de concentração dos aglomerados estelares. A razão entre o raio de maré e o raio do núcleo será tanto maior quanto mais relaxado estiver um aglomerado. Para os aglomerados da Grande Nuvem de Magalhães os parâmetros de concentração obtidos por Elson *et al.* (1987) tiveram valor $1.0 \leq c \leq 2.0$.

Para obter o raio efetivo para o modelo King tal como explicado na seção 3.5.2, é preciso inicialmente determinar o brilho superficial em r_e ; ele será obtido a partir da equação 3.24, o que resulta

$$f(r_e) = f_0 \left[r_n^2 \ln \left(\frac{r_n^2 + r_2^2}{r_n^2 + r_1^2} \right) - 4r_n^2 k \left(\sqrt{1 + \frac{r_2^2}{r_n^2}} - \sqrt{1 + \frac{r_1^2}{r_n^2}} \right) \right] (r_2^2 - r_1^2)^{-1} + f_0 k^2, \quad (3.35)$$

onde k é uma constante dada por

$$k = \left(1 + \frac{r_m^2}{r_n^2} \right)^{-1/2}. \quad (3.36)$$

Aplicando a equação 3.35 na equação 3.33, resulta que

$$r_e = r_n \sqrt{\left(\sqrt{\frac{f(r_e)}{f_0}} + k \right)^{-2} - 1}. \quad (3.37)$$

3.6.2 Modelo EFF

Apesar da lei de King se ajustar bem a muitos aglomerados, isso nem sempre significa que ela seja a lei de decaimento do brilho mais adequada para todos eles. Aglomerados de estrelas muito jovens, que ainda não atingiram equilíbrio dinâmico e não tiveram o seu raio truncado por forças de maré ($r_m \rightarrow \infty$), são melhor descritos pelo modelo proposto por Elson, Fall e Freeman (1987), aqui chamado EFF. Este modelo é definido pela fórmula

$$f(r) = f_0 \left(1 + \frac{r^2}{a^2} \right)^{-\frac{7}{2}}, \quad (3.38)$$

onde r é a distância até o centro, f_0 é o brilho central, a é o raio do núcleo e γ é um parâmetro adimensional ajustável.

O parâmetro a pode ser relacionado ao raio do núcleo para o modelo de King fazendo $f(r_n) = f_0/2$ na equação anterior, o que resulta em

$$r_n = a\sqrt{4^{1/\gamma} - 1}. \quad (3.39)$$

Integrando a equação 3.38 é possível obter uma expressão para a luminosidade dentro de um círculo de raio r

$$L(r) = \frac{2\pi f_0 a^2}{\gamma - 2} \left[1 - \left(1 + \frac{r^2}{a^2} \right)^{1-\gamma/2} \right]. \quad (3.40)$$

Para $\gamma > 2$ e $r \rightarrow \infty$ a fórmula anterior se reduz a

$$L_\infty = \frac{2\pi f_0 a^2}{\gamma - 2}. \quad (3.41)$$

Para obter o raio efetivo para o modelo EFF tal como explicado na seção 3.5.2, é preciso determinar o brilho superficial em r_e de modo semelhante ao que foi feito para o modelo de King na seção anterior. Esse brilho superficial será dado por

$$f(r_e) = f_0 a^2 \left[\left(1 + \frac{r_2^2}{a^2} \right)^{1-\gamma/2} - \left(1 + \frac{r_1^2}{a^2} \right)^{1-\gamma/2} \right] [(1 - \gamma/2)(r_2^2 - r_1^2)]^{-1}. \quad (3.42)$$

Aplicando este resultado na equação 3.38, resulta que

$$r_e = \sqrt{(1 - \gamma/2)(r_2^2 - r_1^2) \left[\left(1 + \frac{r_2^2}{a^2} \right)^{1-\gamma/2} - \left(1 + \frac{r_1^2}{a^2} \right)^{1-\gamma/2} \right]^{-1} - a^2}. \quad (3.43)$$

Capítulo 4

Resultados

Neste capítulo apresentamos os resultados da fotometria de cada um dos aglomerados de estrelas da nossa amostra e fazemos uma comparação das nossas medidas com os dados encontrados na literatura.

4.1 Perfis de brilho

Usando a técnica descrita no capítulo anterior, foram obtidos os perfis de brilho superficial (em magnitudes por segundo de arco ao quadrado) dos aglomerados na banda V – que em geral revela o maior número de estrelas – bem como a magnitude integrada, também na banda V, e as cores integradas U–B, B–V, V–R e R–I. Para cada um dos perfis de brilho superficial obtidos foram ajustadas as curvas dos modelos de King (1962) e Elson *et al.* (1987).

As magnitudes integradas na banda U tiveram erros muito grandes como pode ser constatado examinando a tabela 4.3, de modo que são medidas pouco confiáveis e, portanto, a cor U–B não foi incluída nos gráficos. Aparentemente, a causa desses erros muito grandes foi o tempo exposição do CCD, que não foi suficientemente longo na obtenção dessas imagens, pois a radiação ultravioleta tem baixa resposta por parte do CCD e é muito atenuada pela extinção atmosférica.

Nas páginas seguintes são apresentados os gráficos da fotometria superficial e integrada para cada objeto, organizados da seguinte forma:

- Fotometria Superficial - O gráfico no topo de cada página mostra o perfil de brilho superficial em escala de magnitudes com as medidas do fluxo para cada série de anéis representadas por símbolos conforme a legenda na parte superior esquerda do gráfico. Em cada um dos gráficos da fotometria superficial são

mostrados os valores dos parâmetros estruturais obtidos ajustando as leis de brilho explicadas no capítulo anterior. São indicados por setas, o *seeing*, a distância em que o brilho superficial cai a 20% do valor central (aqui chamada de raio efetivo r_{ef}), e o nível do céu conforme os valores da tabela 3.1. A curva vermelha representa o ajuste para o modelo de King, e a curva preta, o ajuste para o modelo EFF. Ambas são resultado da mediana dos ajustes individuais para cada conjunto de pontos correspondente a cada conjunto de anéis usado na fotometria. Fica bem claro que para os valores do raio máximo utilizados na fotometria superficial neste trabalho, a diferença entre os dois modelos é muito pequena, exceto para os aglomerados Lindsay 29 (figura 4.3) da Pequena Nuvem de Magalhães e NGC 2159 (figura 4.30) da Grande Nuvem de Magalhães há diferença significativa. No primeiro caso, a diferença se deve ao fato de que Lindsay 29 (NGC 241/242) é um aglomerado duplo, resultante da fusão de dois aglomerados, o que significa que são dois perfis de brilho consecutivos. Visto que é bastante difícil determinar com precisão o raio de maré dos aglomerados usando as imagens disponíveis para este trabalho, o modelo EFF se revela mais confiável para ajustar os perfis de brilho dos aglomerados da amostra.

- Fotometria Integrada - Nos quatro gráficos na parte inferior de cada página, são apresentados o perfil de brilho integrado aparente em magnitudes na banda V, e as cores integradas aparentes, também em magnitudes, U–B, B–V, V–R, e R–I, sem correção do efeito da extinção interestelar (o espalhamento ou a absorção da radiação eletromagnética pela poeira do meio interestelar). Os erros da magnitude V e das cores integradas inicialmente são grandes devido ao erro de centragem do diafragma e voltam a crescer longe do centro devido ao erro do brilho do céu.

A maioria dos perfis de brilho superficial segue perfeitamente as leis de decaimento do brilho, eventuais flutuações, como por exemplo no perfil de brilho de NGC 1810 (figura 4.20), são provavelmente causadas pela presença de estrelas de campo que não puderam ser identificadas.

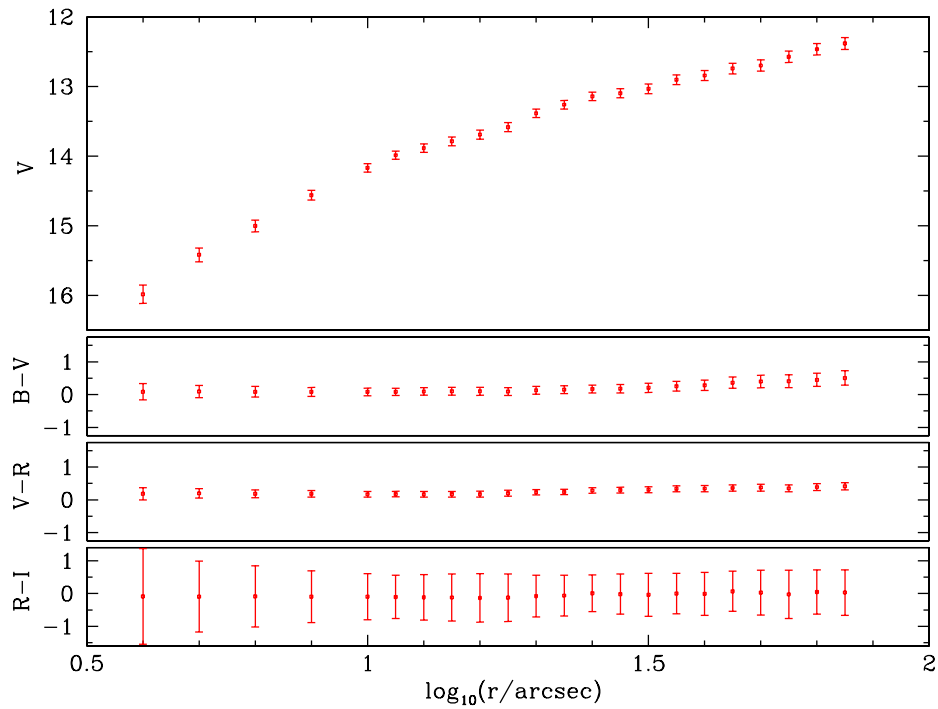
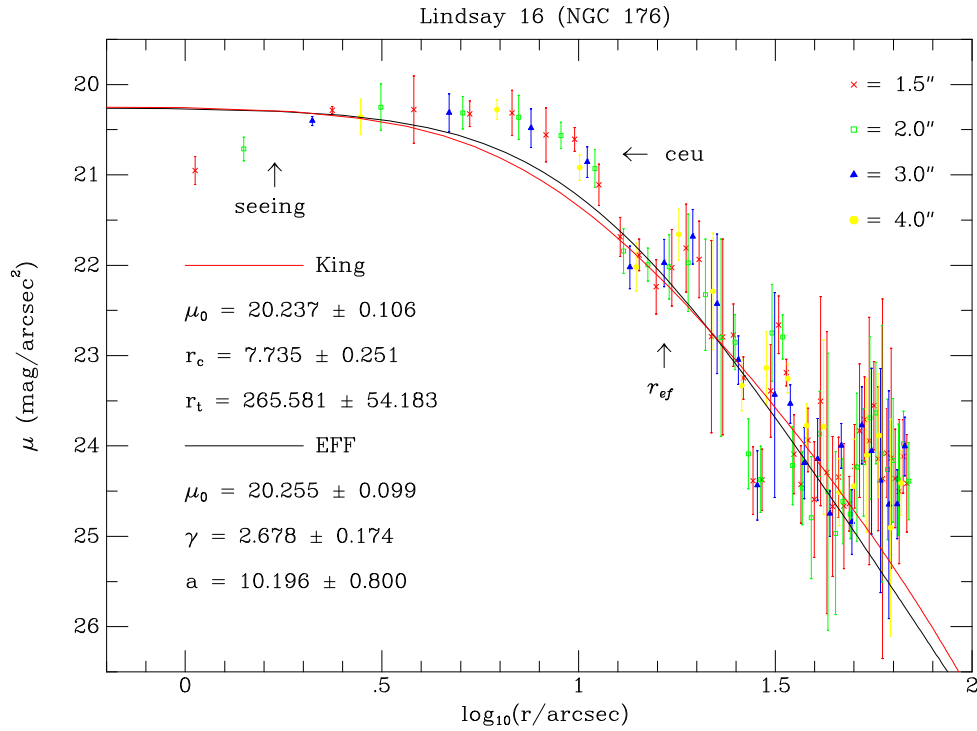


Figura 4.1: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 16. O gráfico no topo apresenta o brilho superficial, com as curvas ajustadas para os modelos de King (linha vermelha) e EFF (linha preta), e os parâmetros estruturais obtidos com cada modelo. São indicados o *seeing*, o raio efetivo (r_{ef}), o nível do céu, e as larguras dos anéis da fotometria superficial. Os quatro gráficos embaixo mostram a magnitude integrada V e as cores $B-V$, $V-R$, e $R-I$ em função do raio do diafragma.

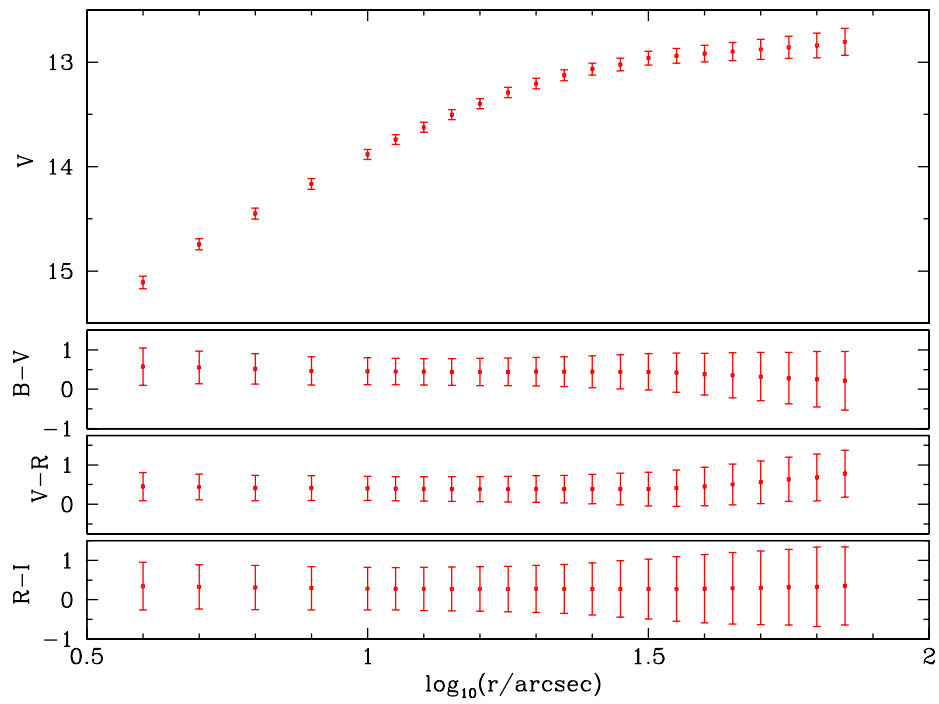
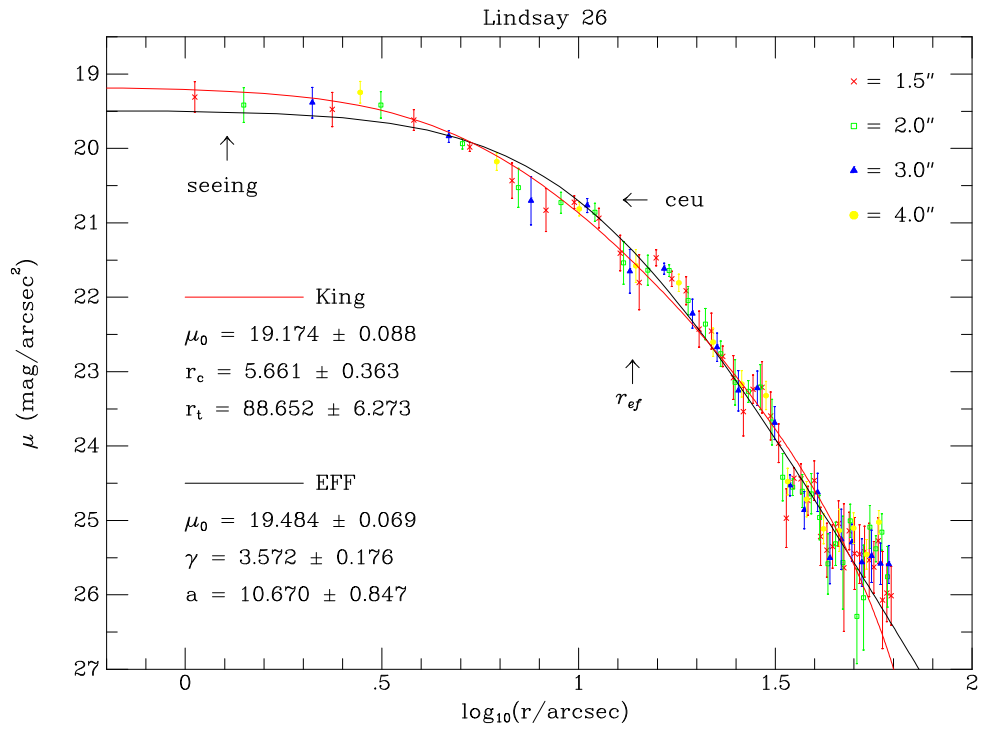


Figura 4.2: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 26 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

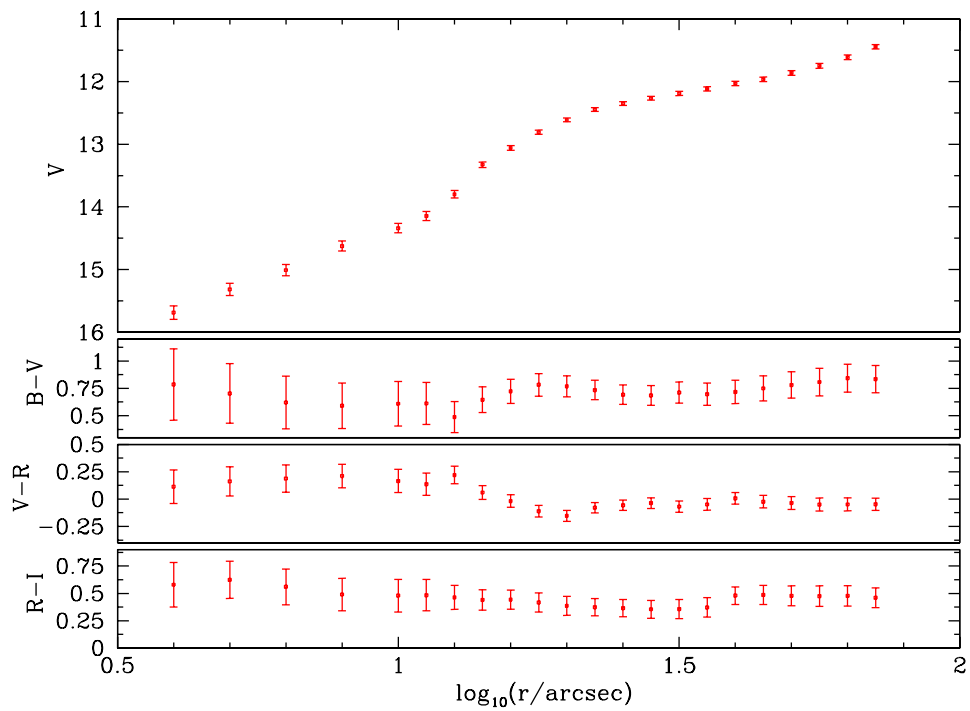
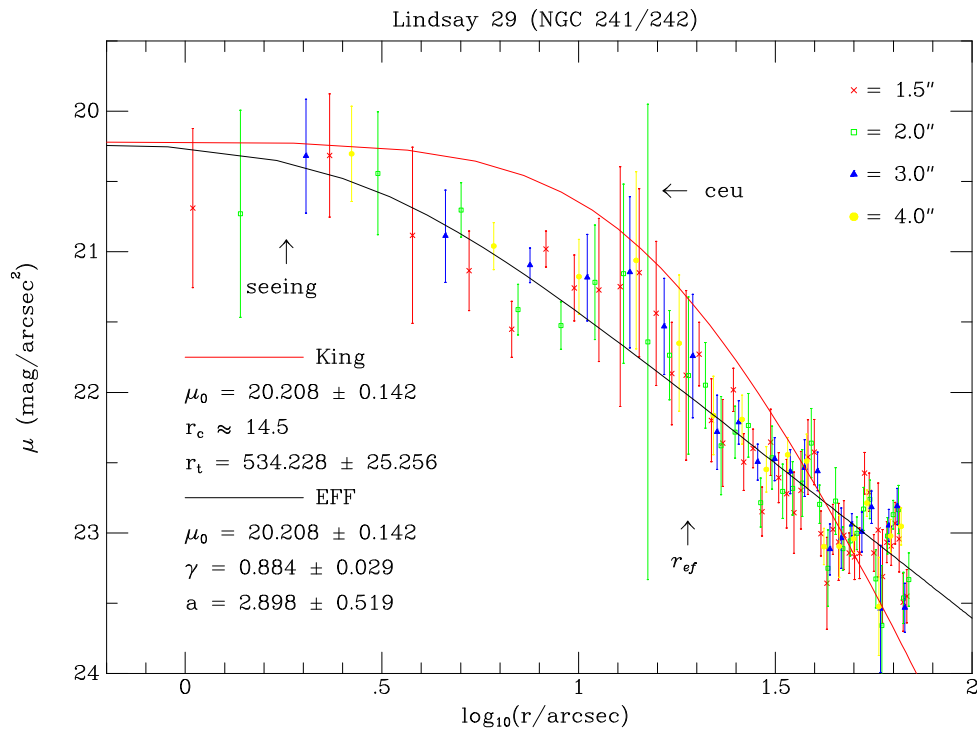


Figura 4.3: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 29 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1. Trata-se de um aglomerado duplo, resultante da fusão de dois aglomerados. Portanto, o gráfico no topo da página mostra, na verdade, dois perfis de brilho consecutivos.

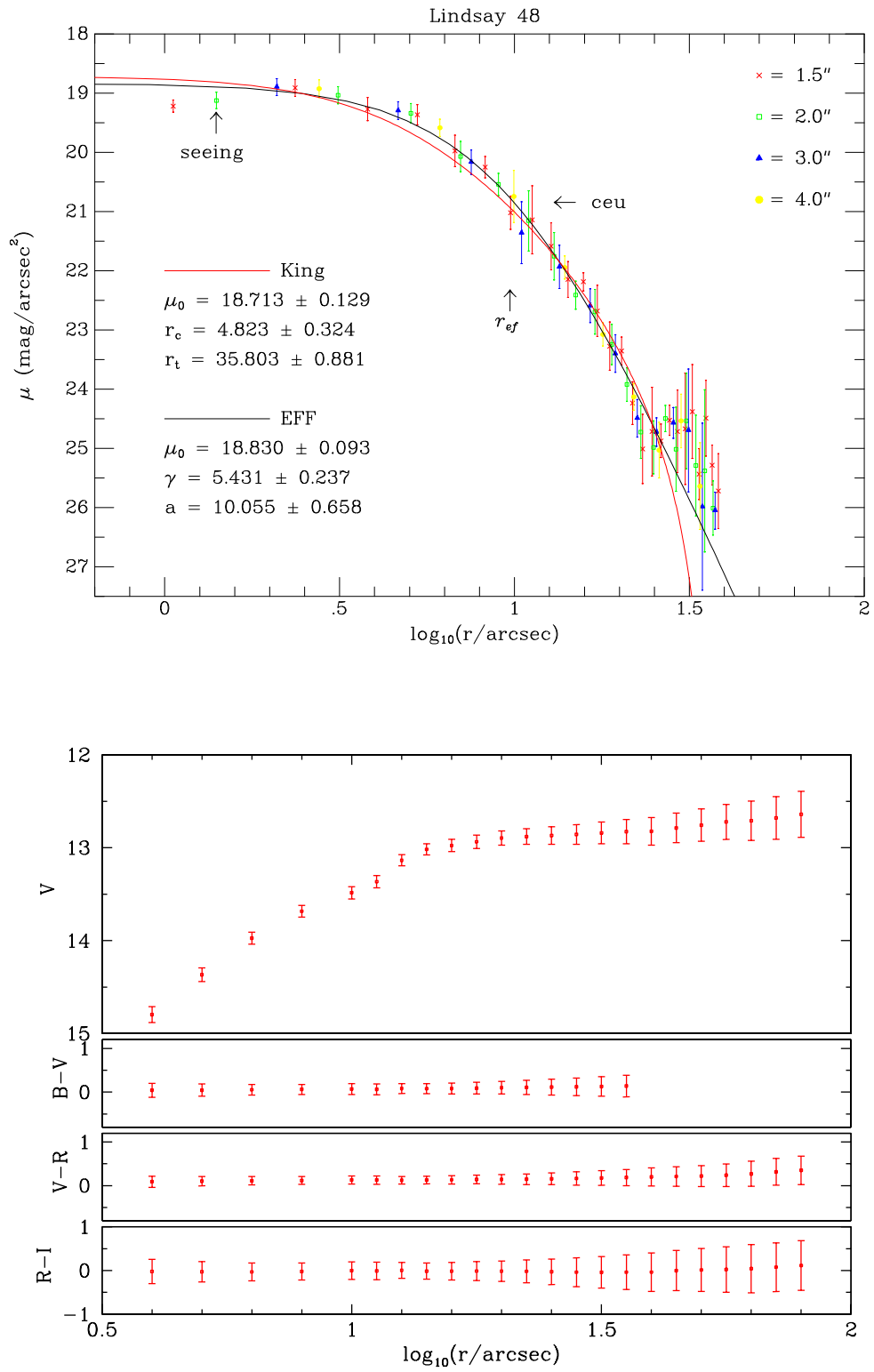


Figura 4.4: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 48 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

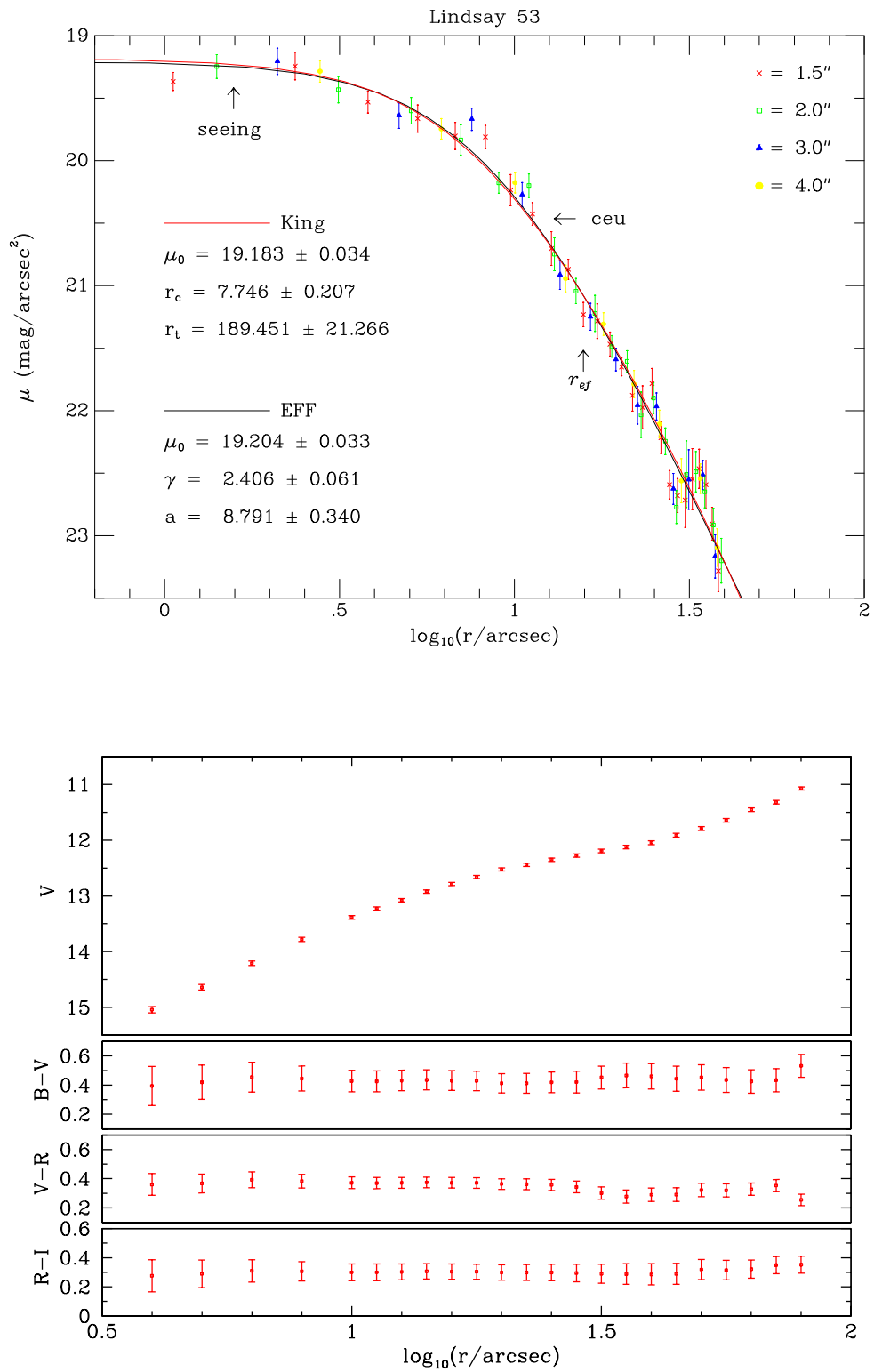


Figura 4.5: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 53 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

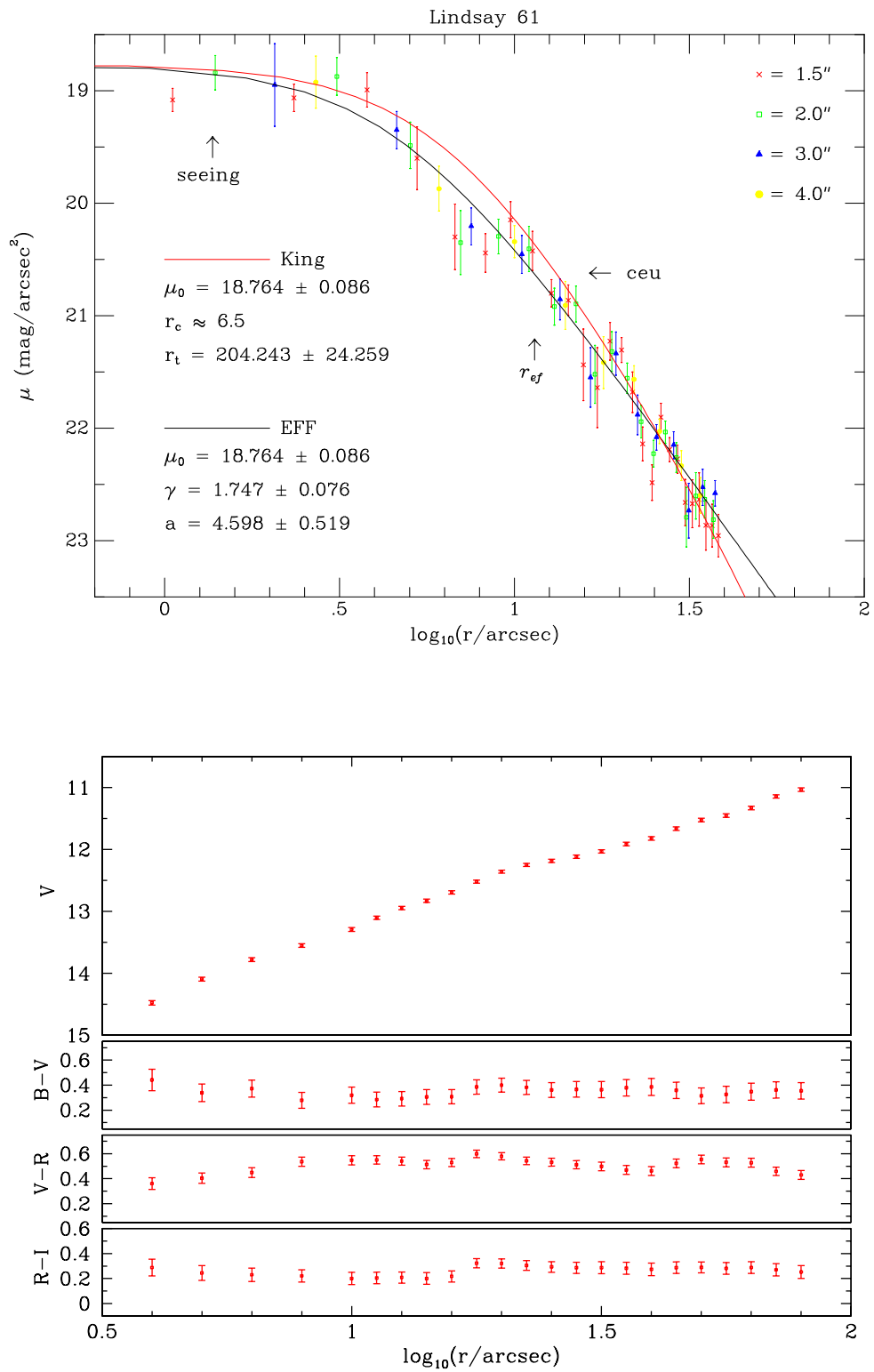


Figura 4.6: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 61 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

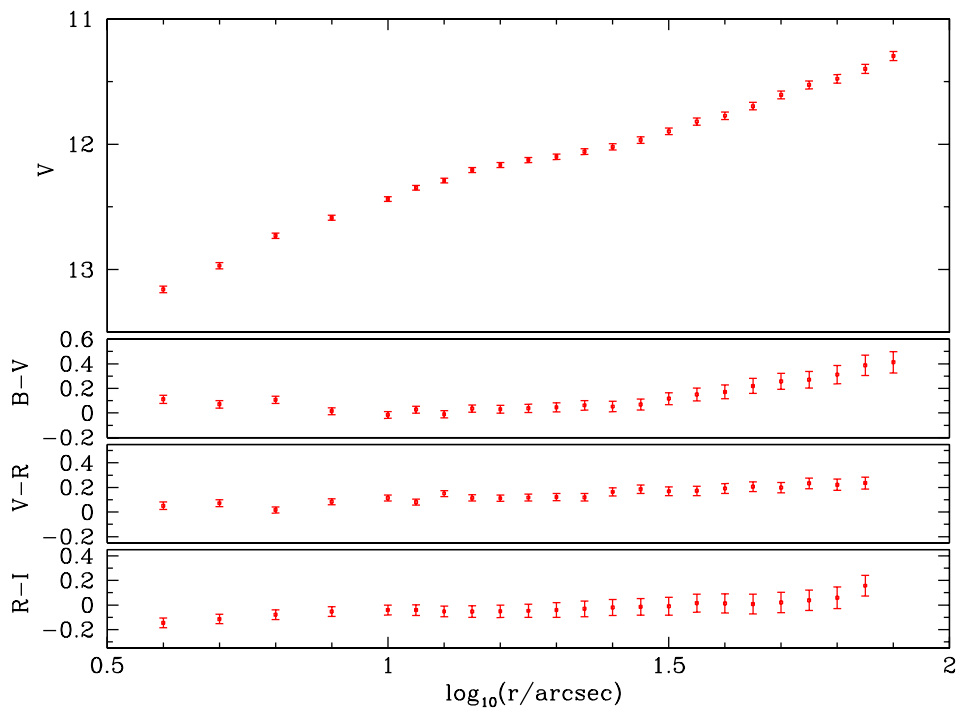
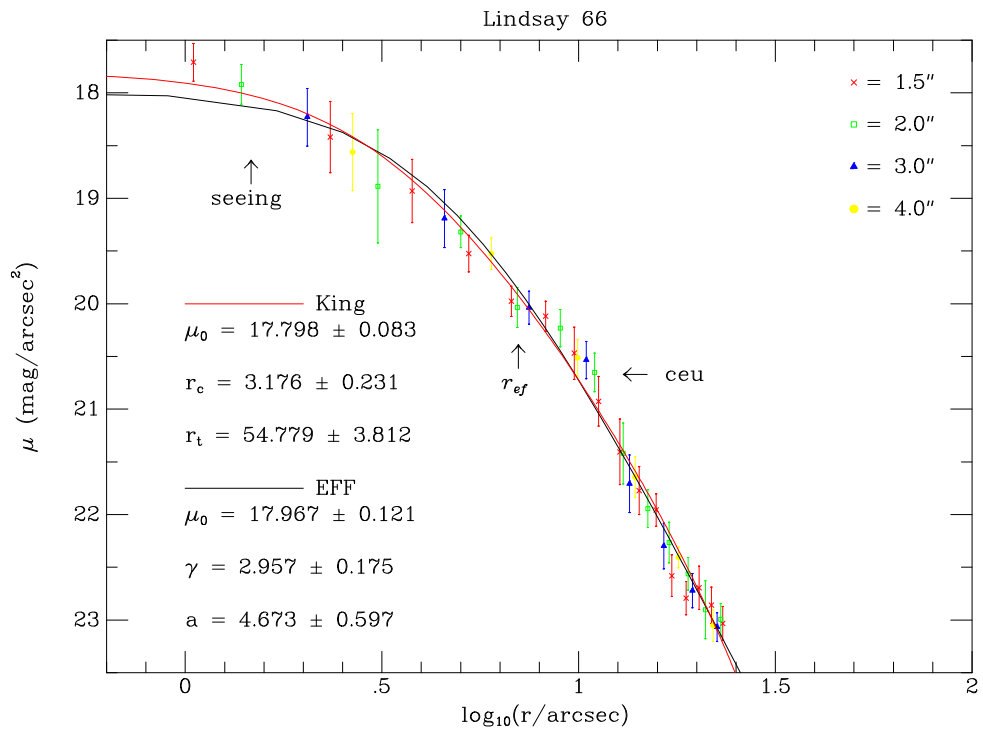


Figura 4.7: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 66 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

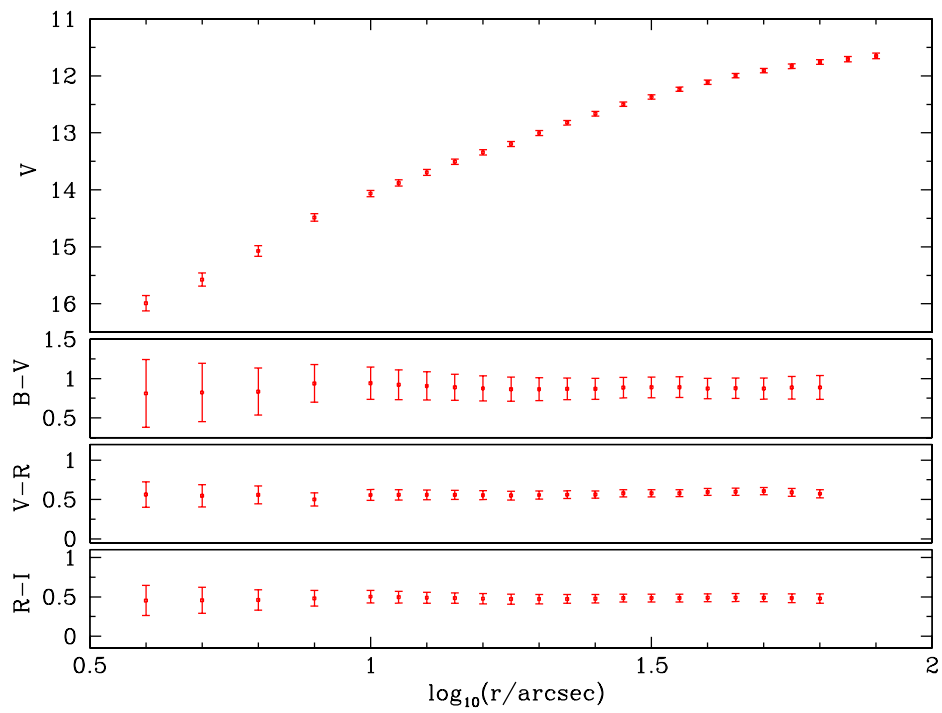
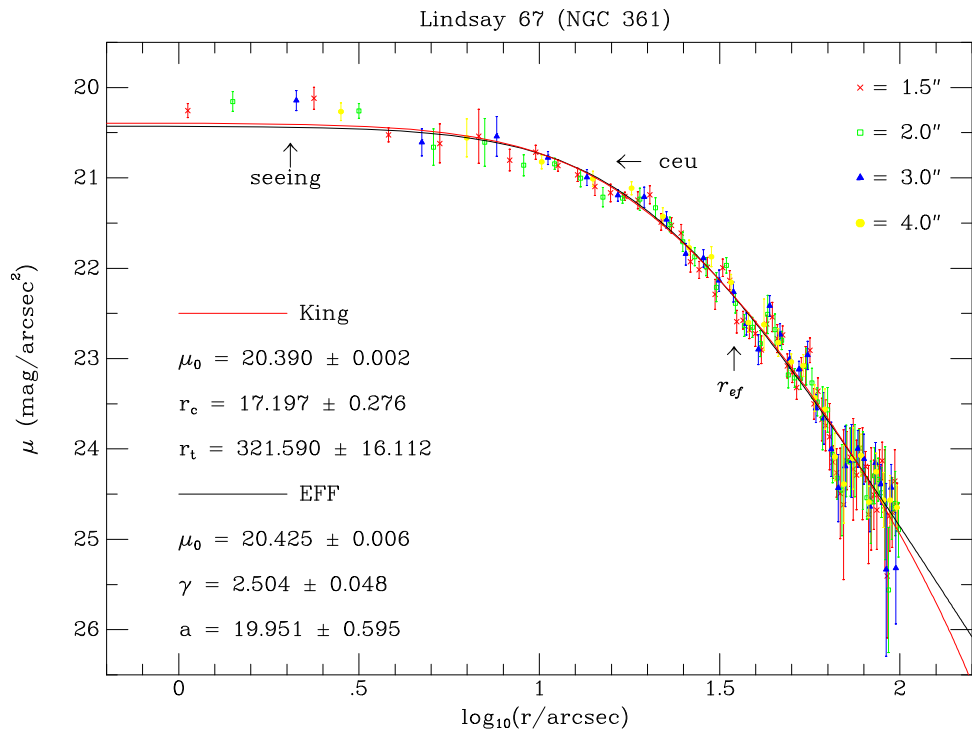


Figura 4.8: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 67 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

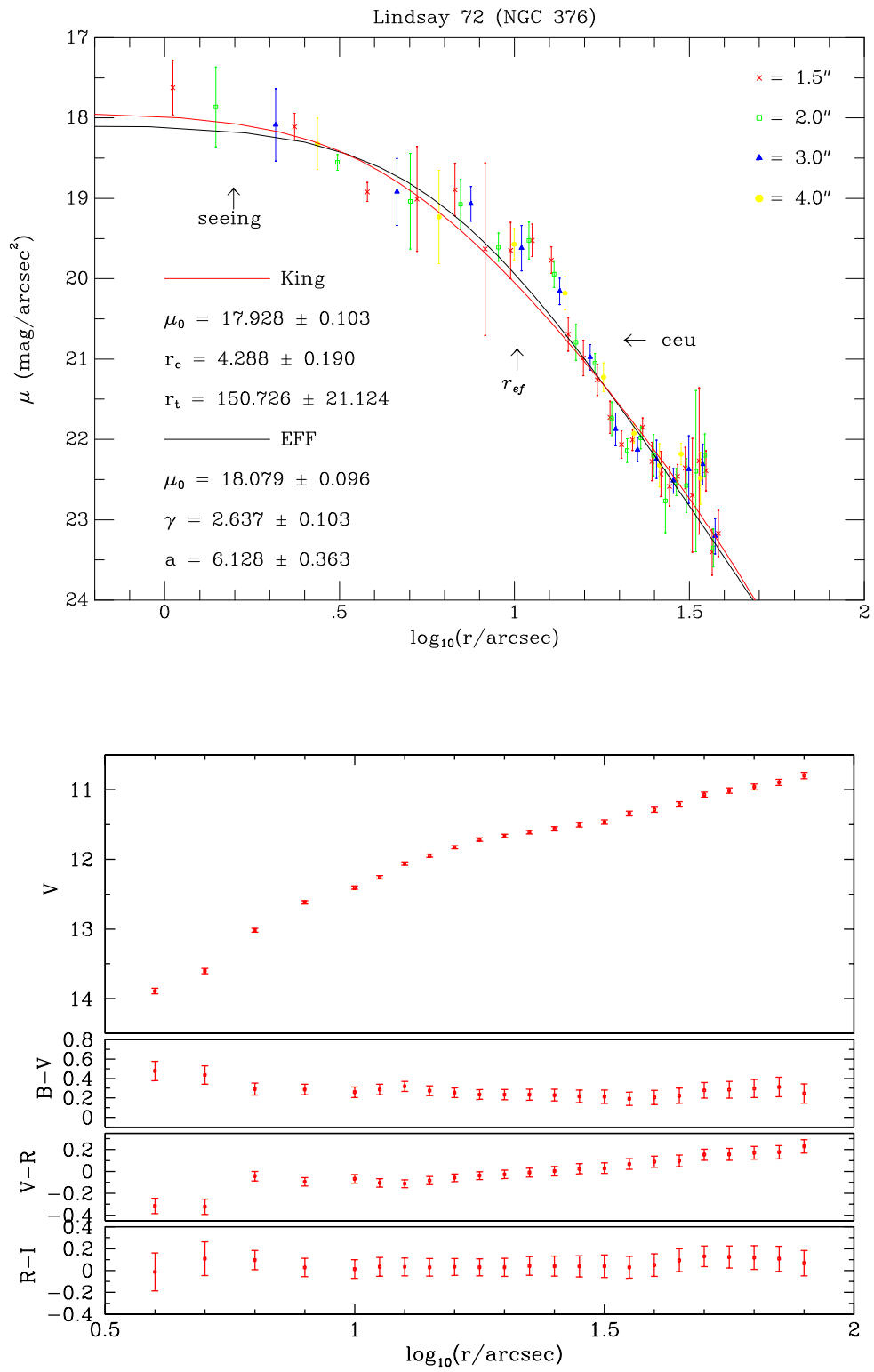


Figura 4.9: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 72 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

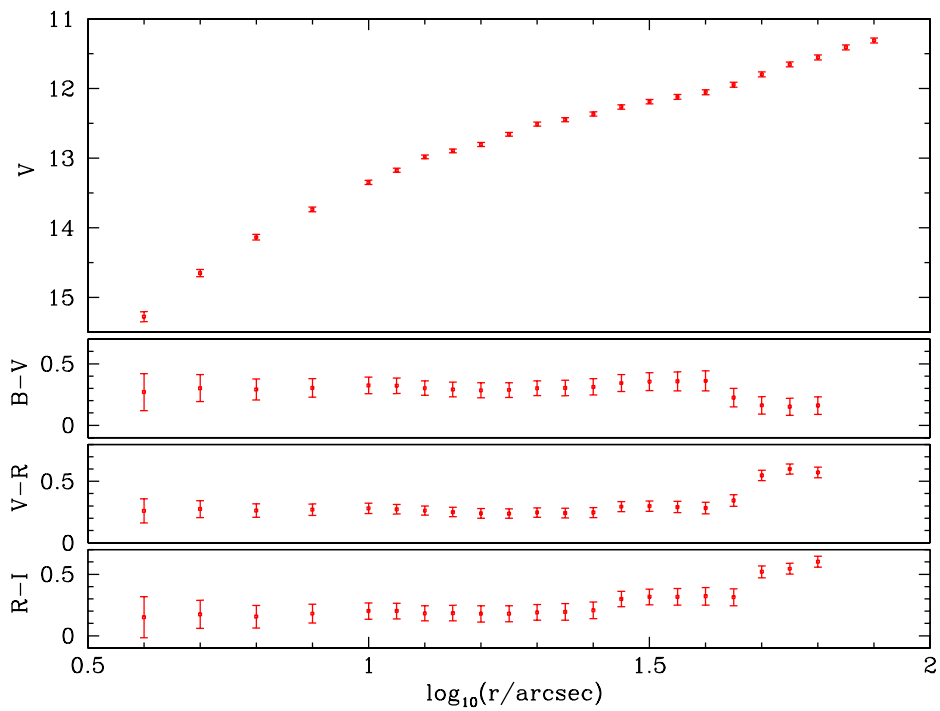
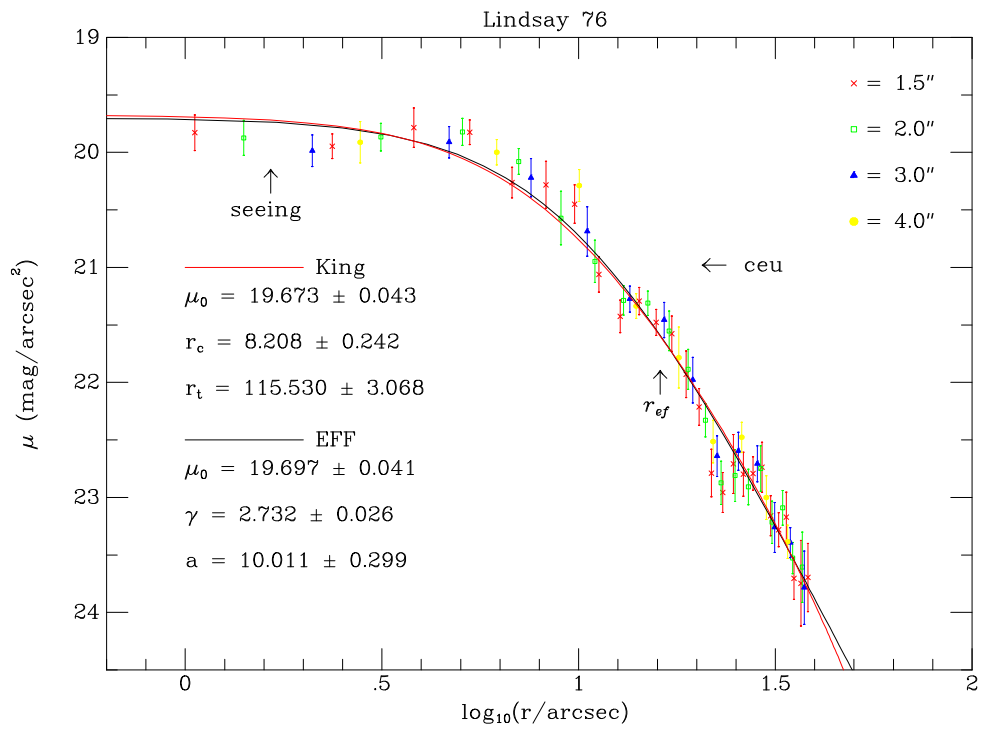


Figura 4.10: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 76 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

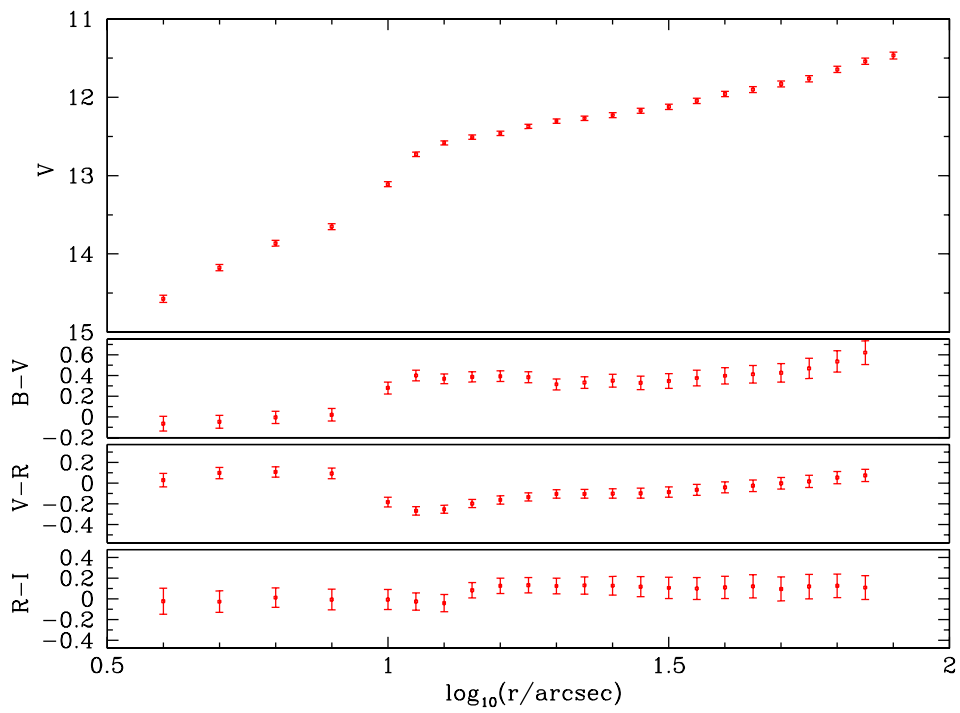
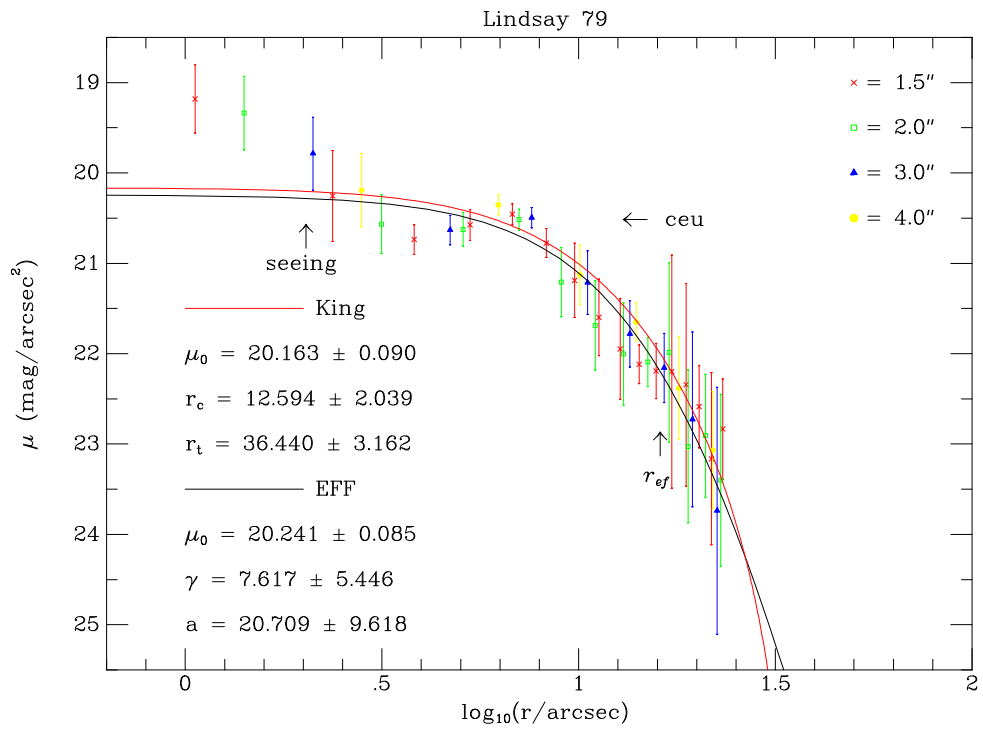


Figura 4.11: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 79 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

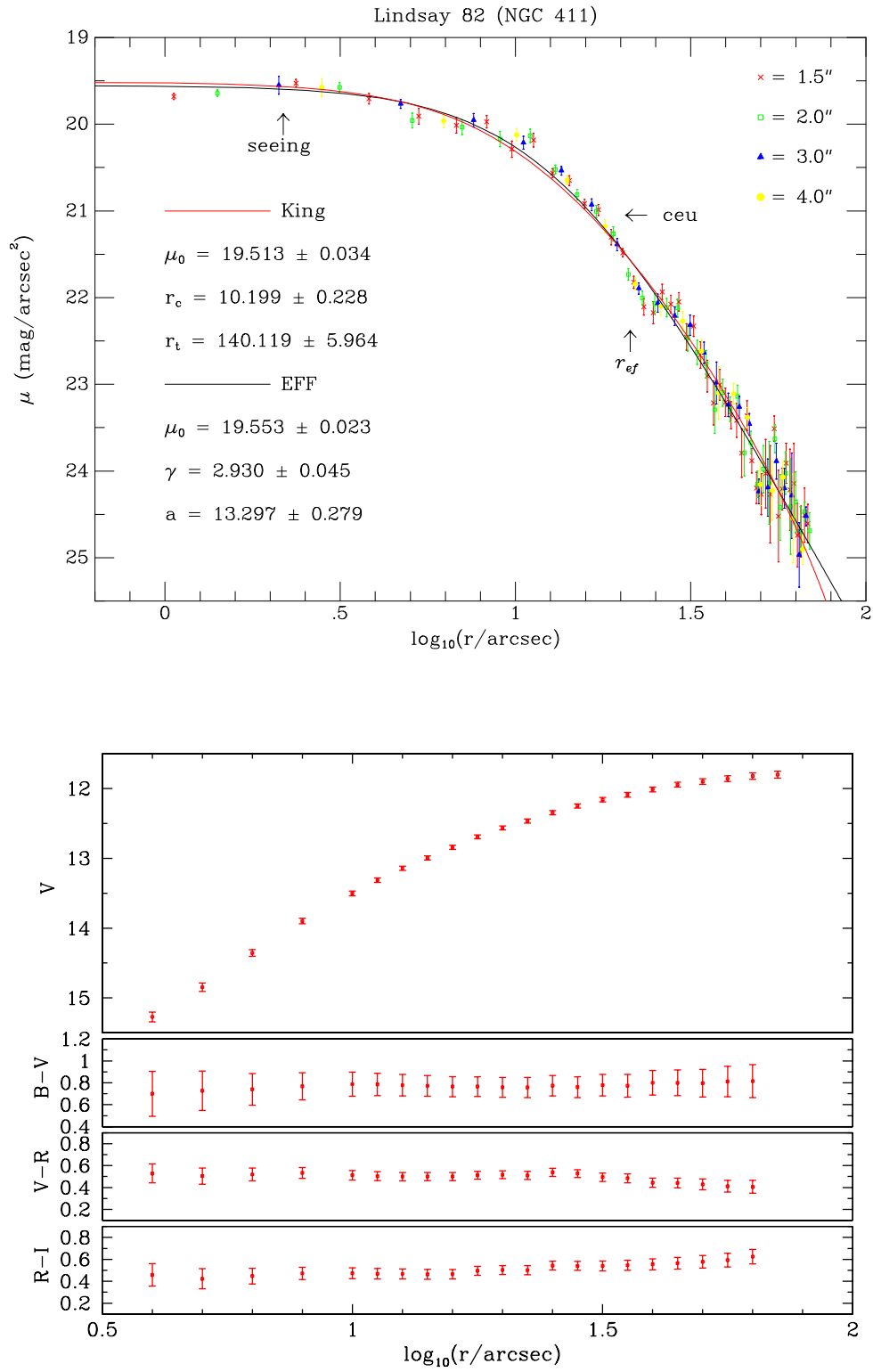


Figura 4.12: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 82 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

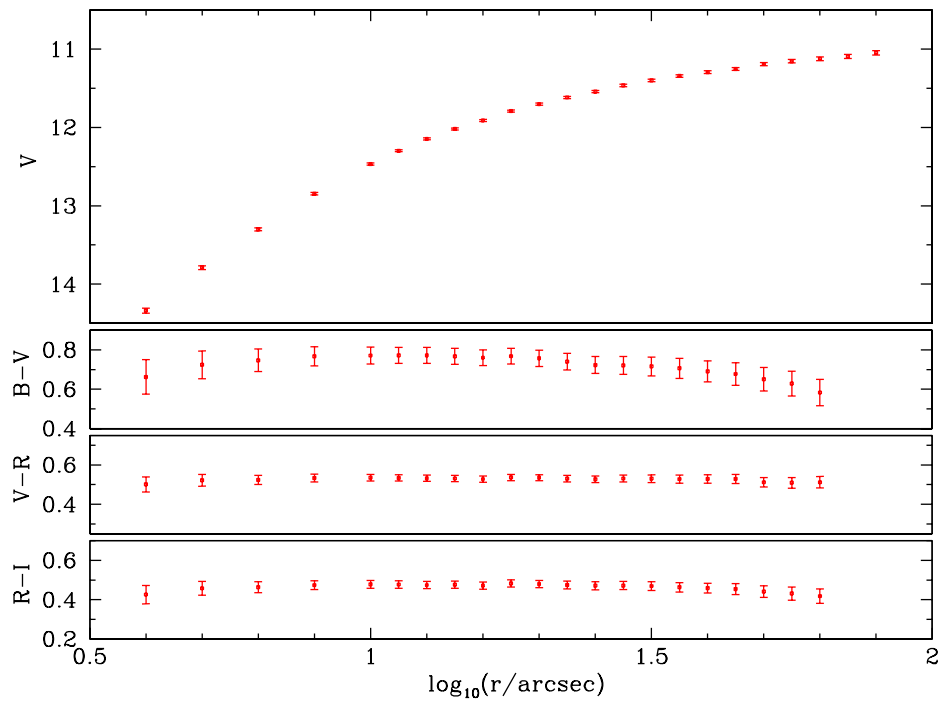
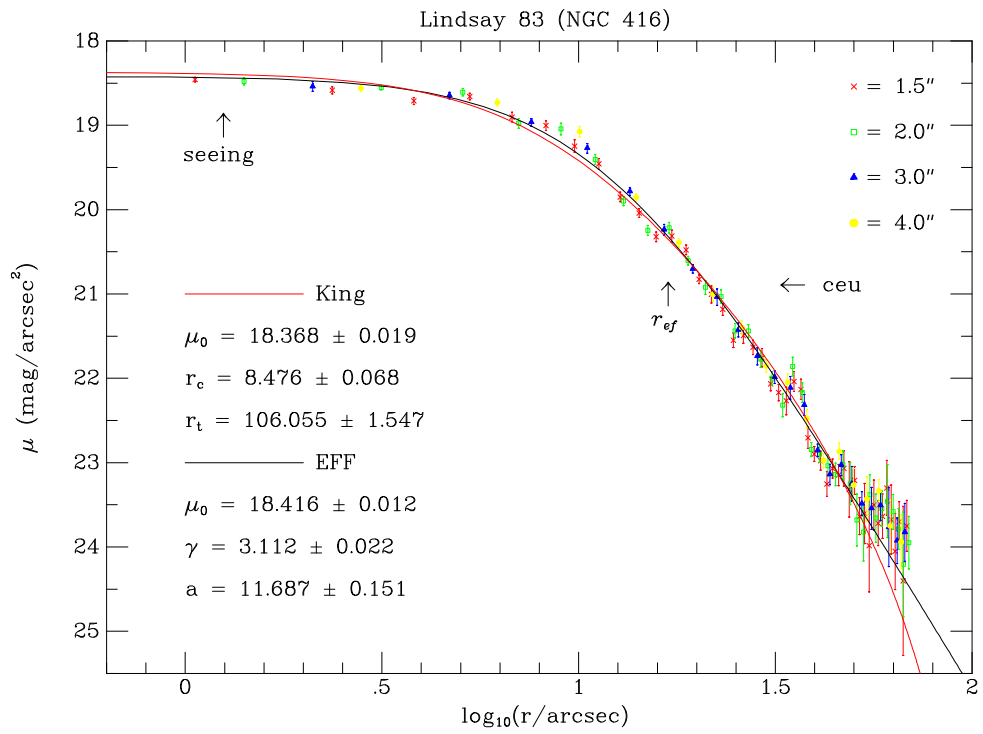


Figura 4.13: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 83 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

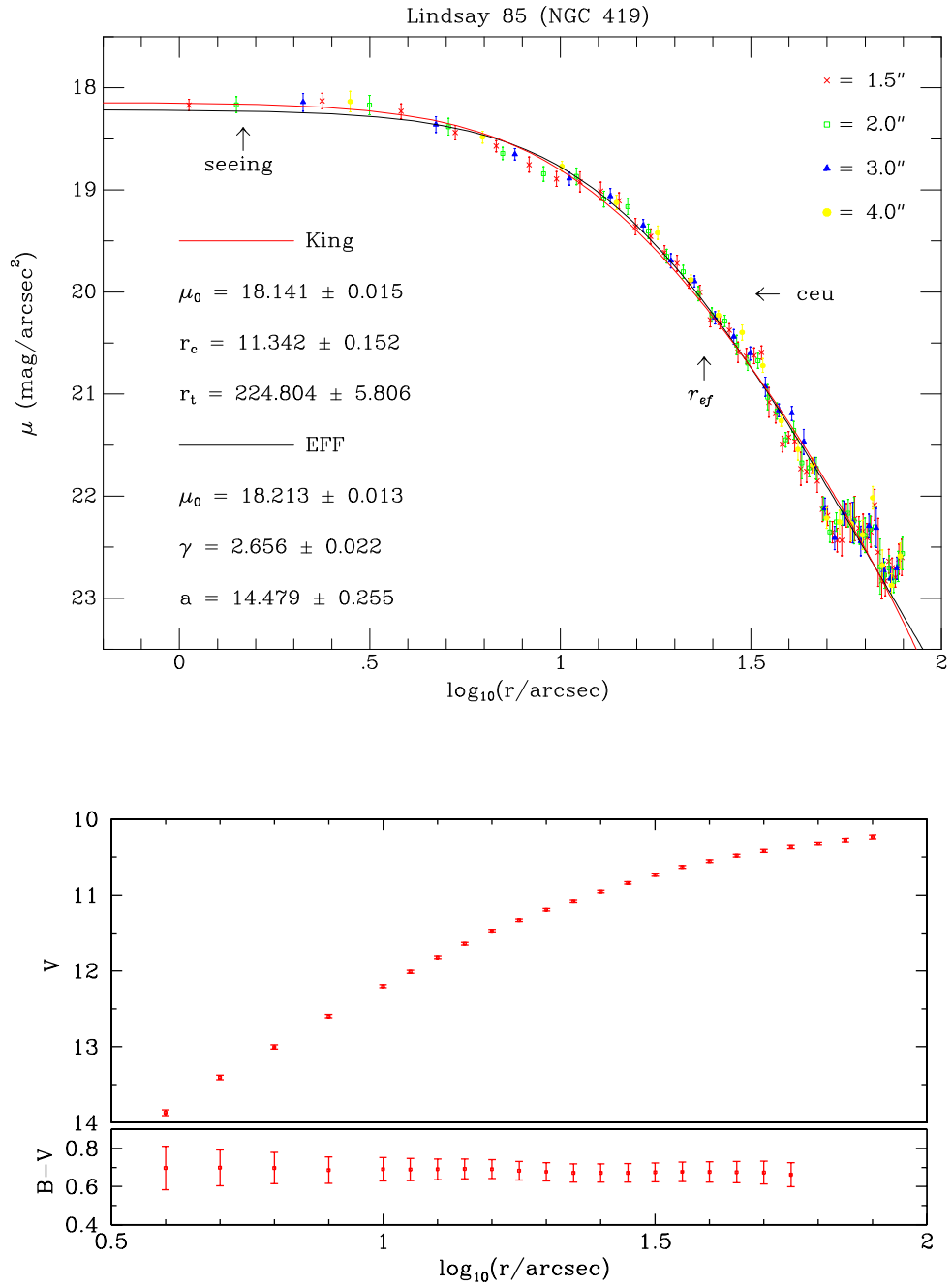


Figura 4.14: Brilho superficial e integrado para o aglomerado Lindsay 85 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1. As cores V-R e R-I não constam porque não foram feitas observações nas bandas R e I.

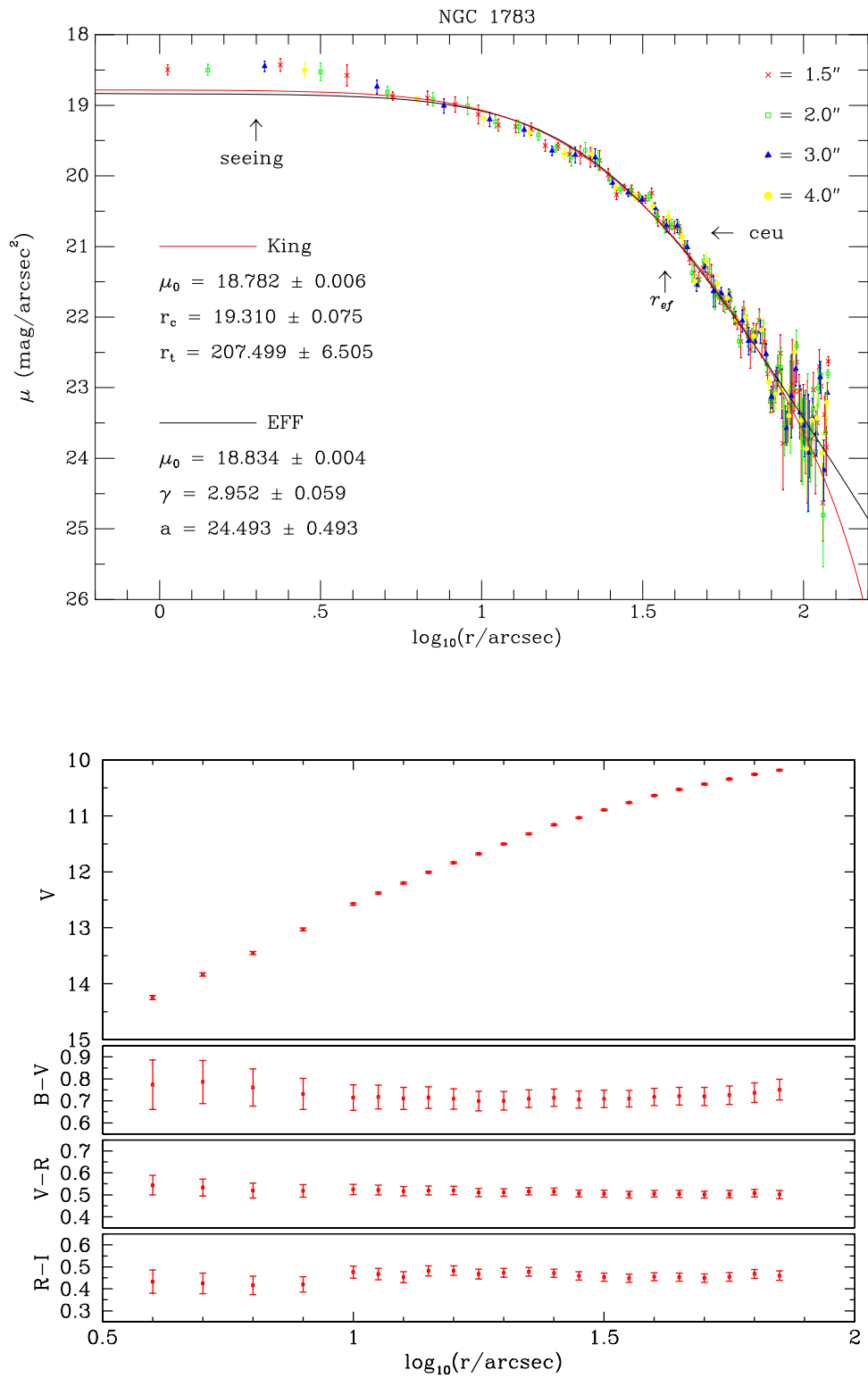


Figura 4.15: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1783 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

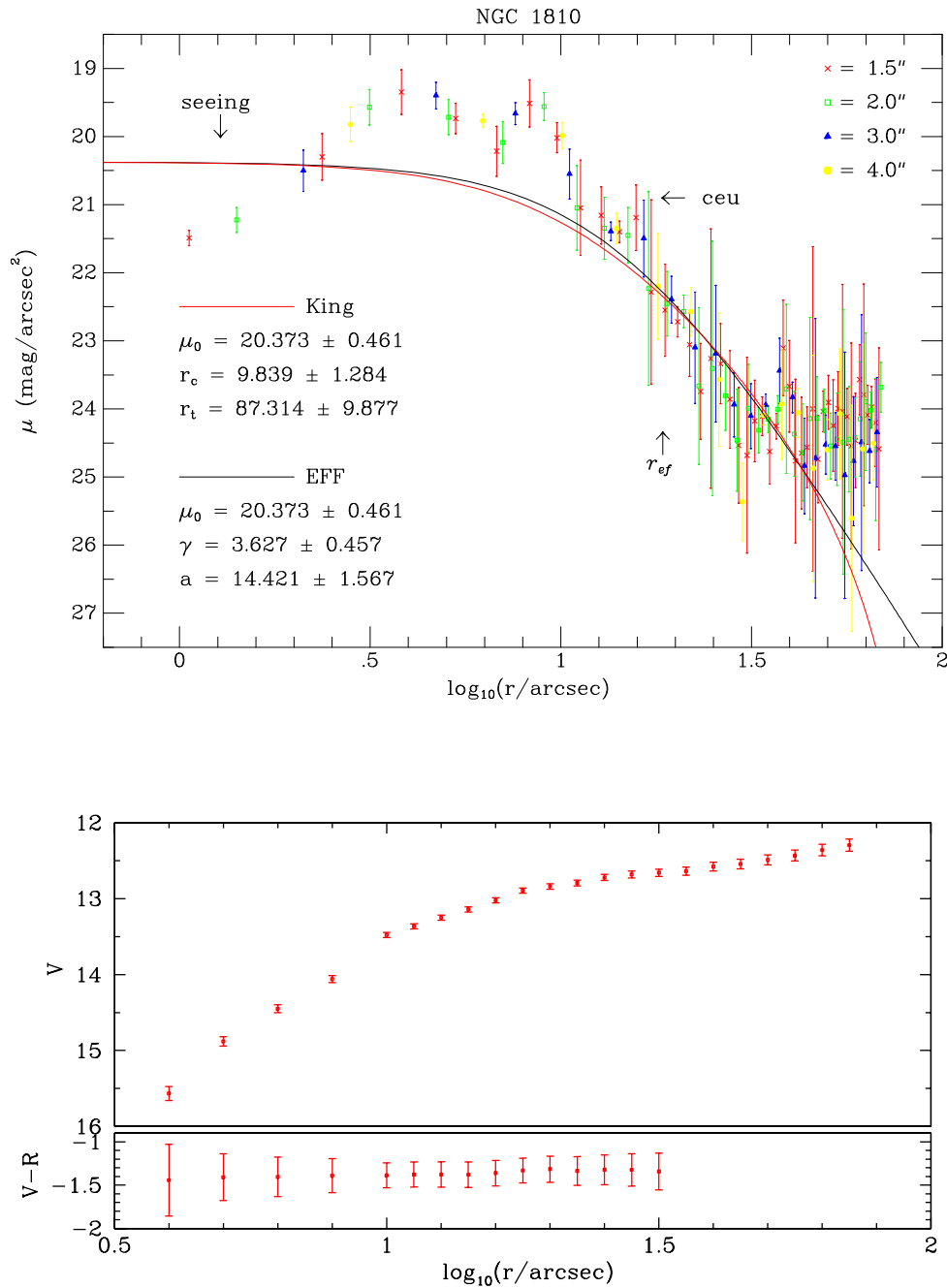


Figura 4.16: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1810 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1. A distribuição do brilho superficial mostra flutuações provavelmente devido à presença de estrelas de campo que não puderam ser identificadas. A cor B–V não consta porque não foram feitas observações nas bandas B, e a cor R–I não foi incluída nesta figura porque teve erros muito grandes, mas consta na tabela 4.3.

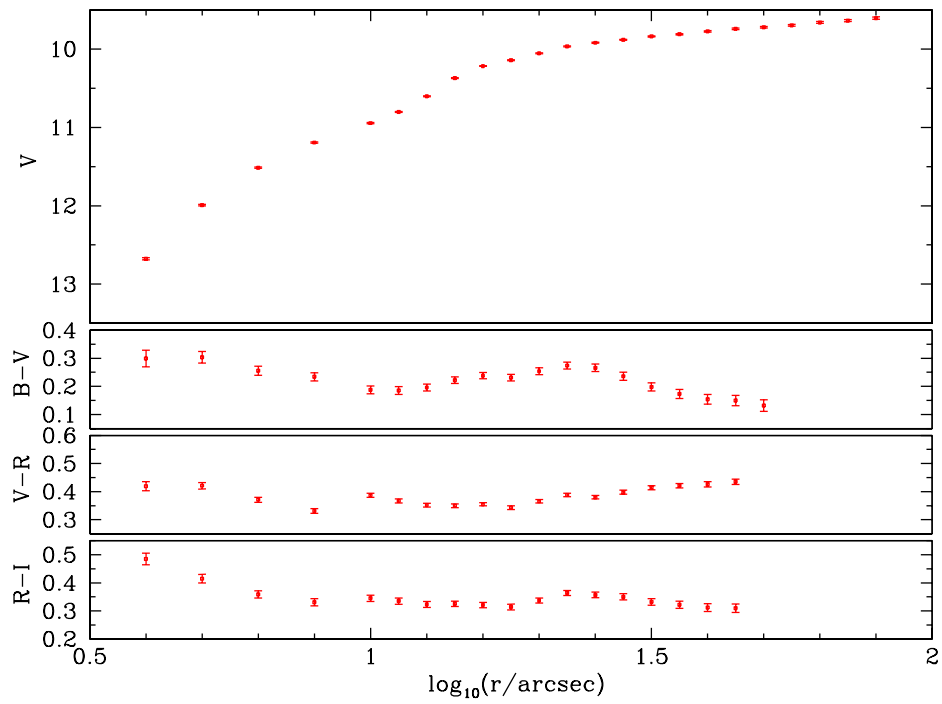
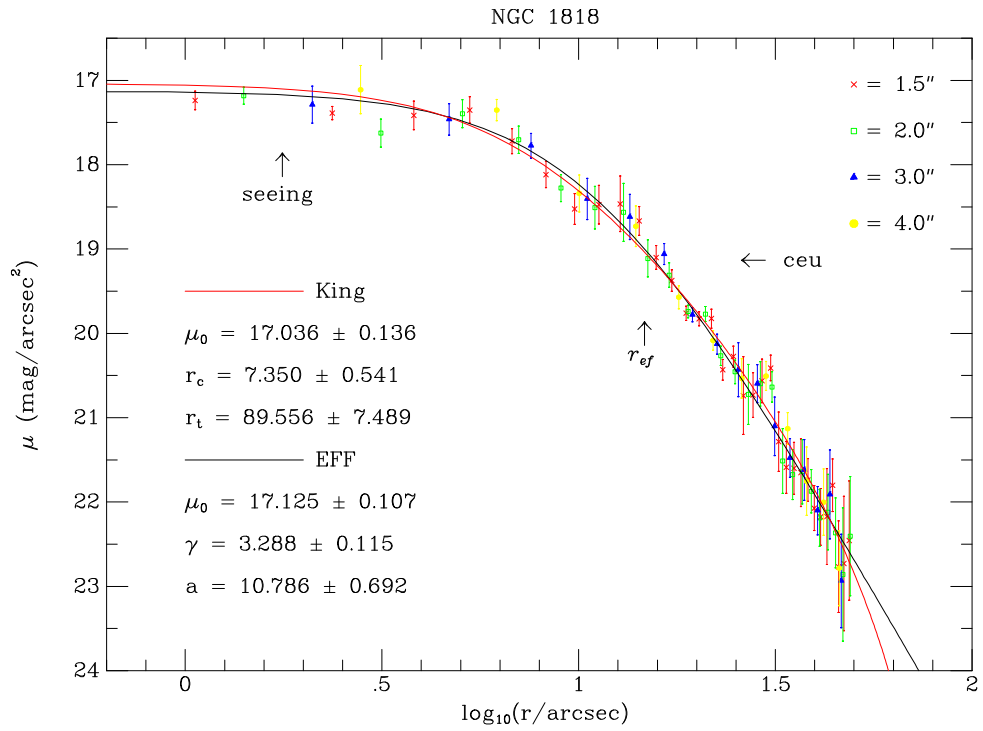


Figura 4.17: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1818 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

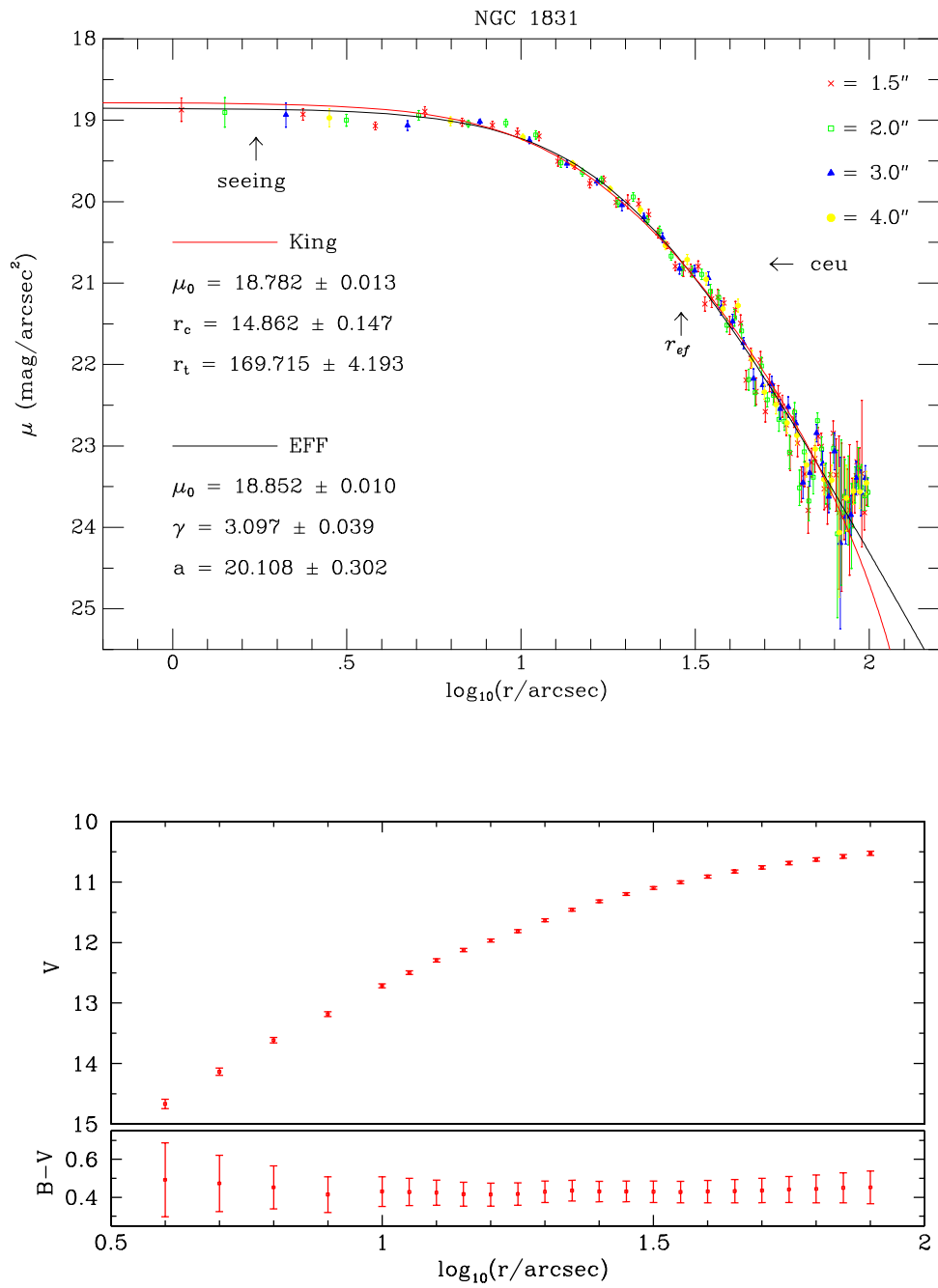


Figura 4.18: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1831 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1. As cores V-R e R-I não constam porque não foram feitas observações nas bandas R e I.

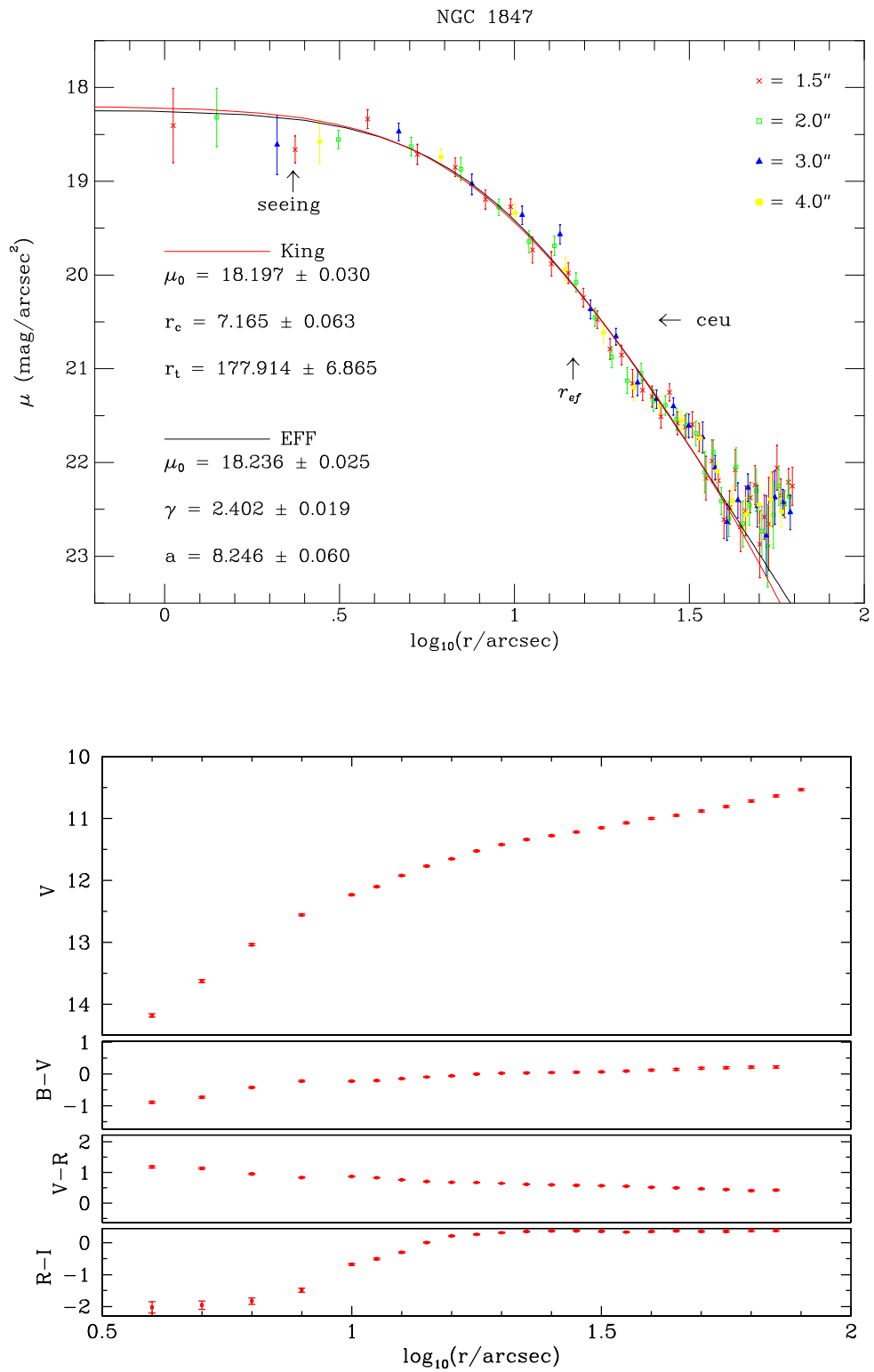


Figura 4.19: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1847 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

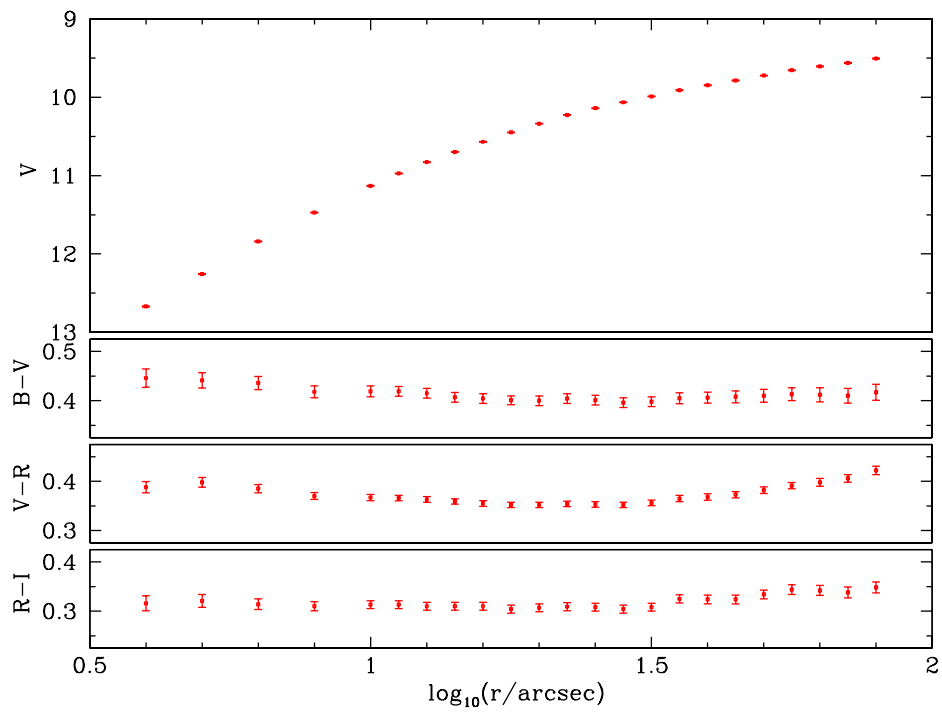
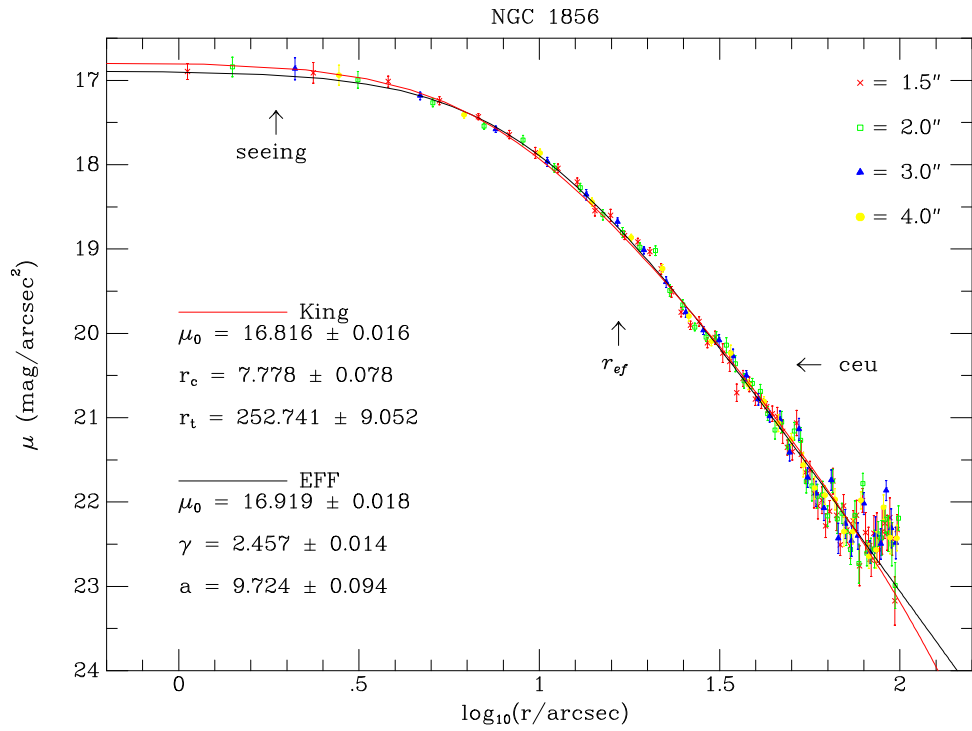


Figura 4.20: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1856 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

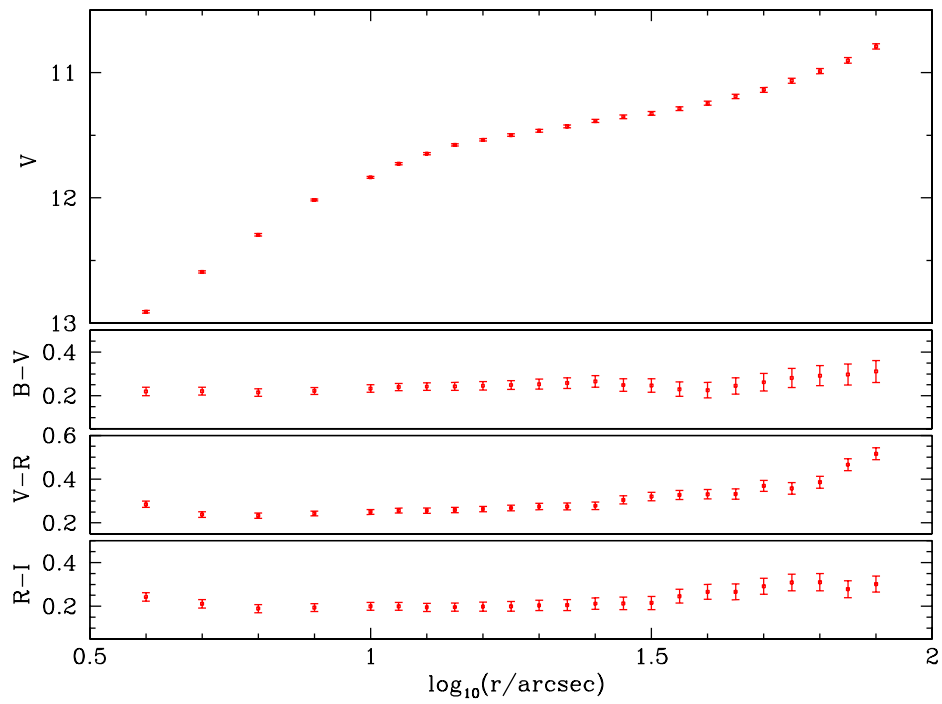
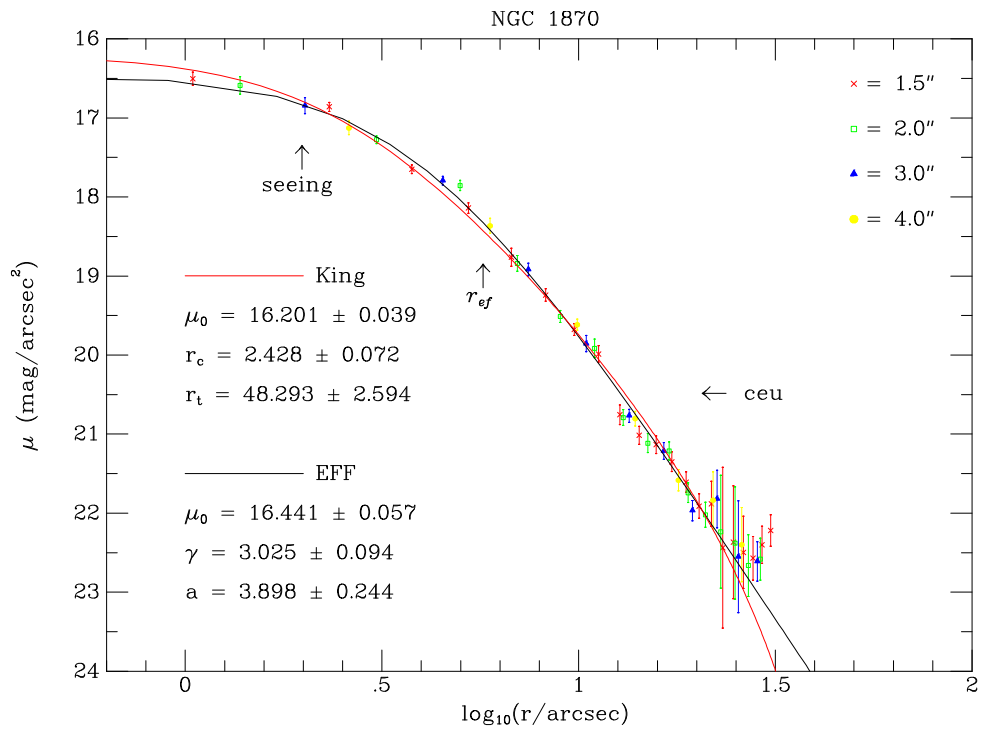


Figura 4.21: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1870 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

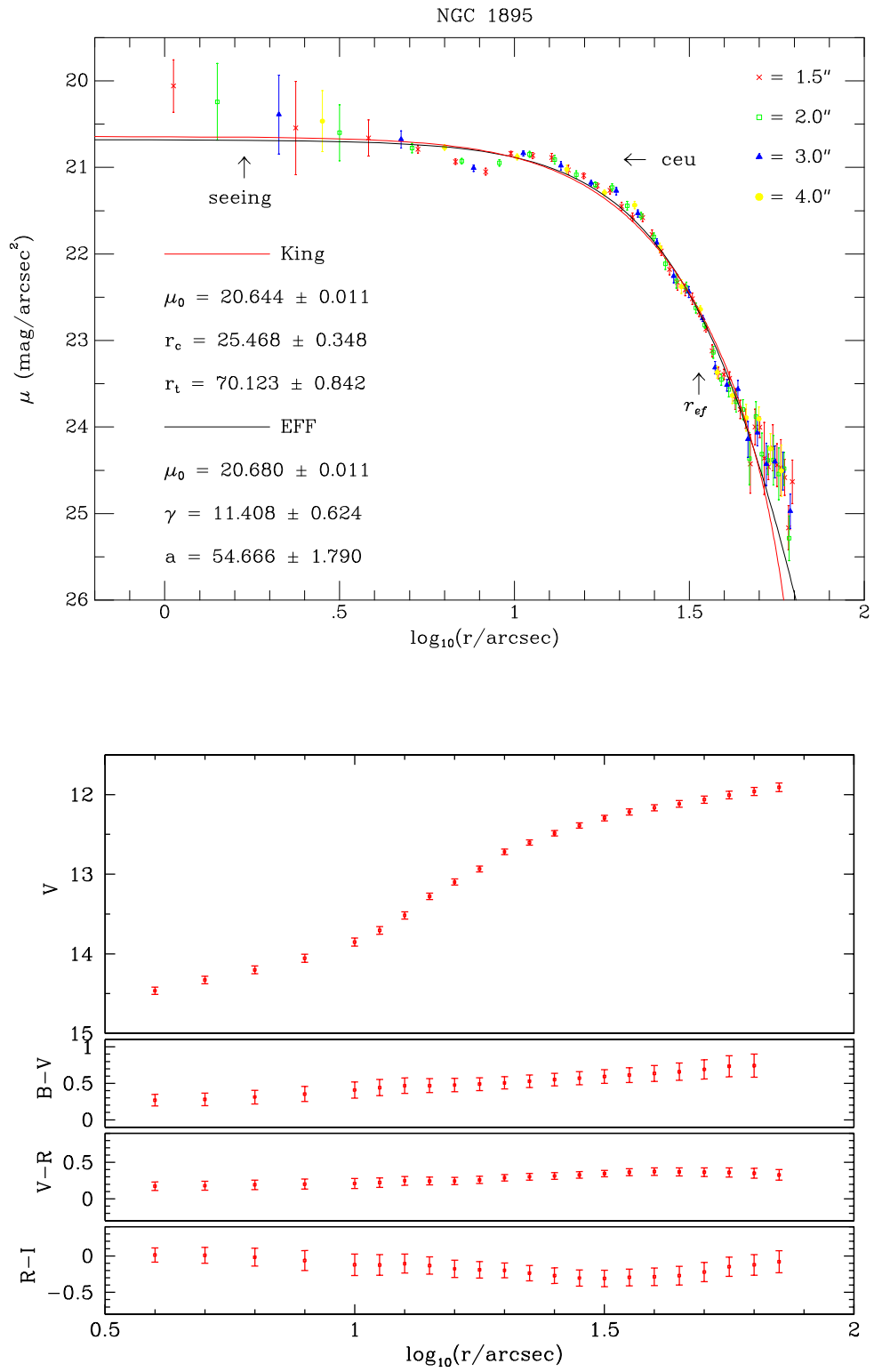


Figura 4.22: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 1895 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

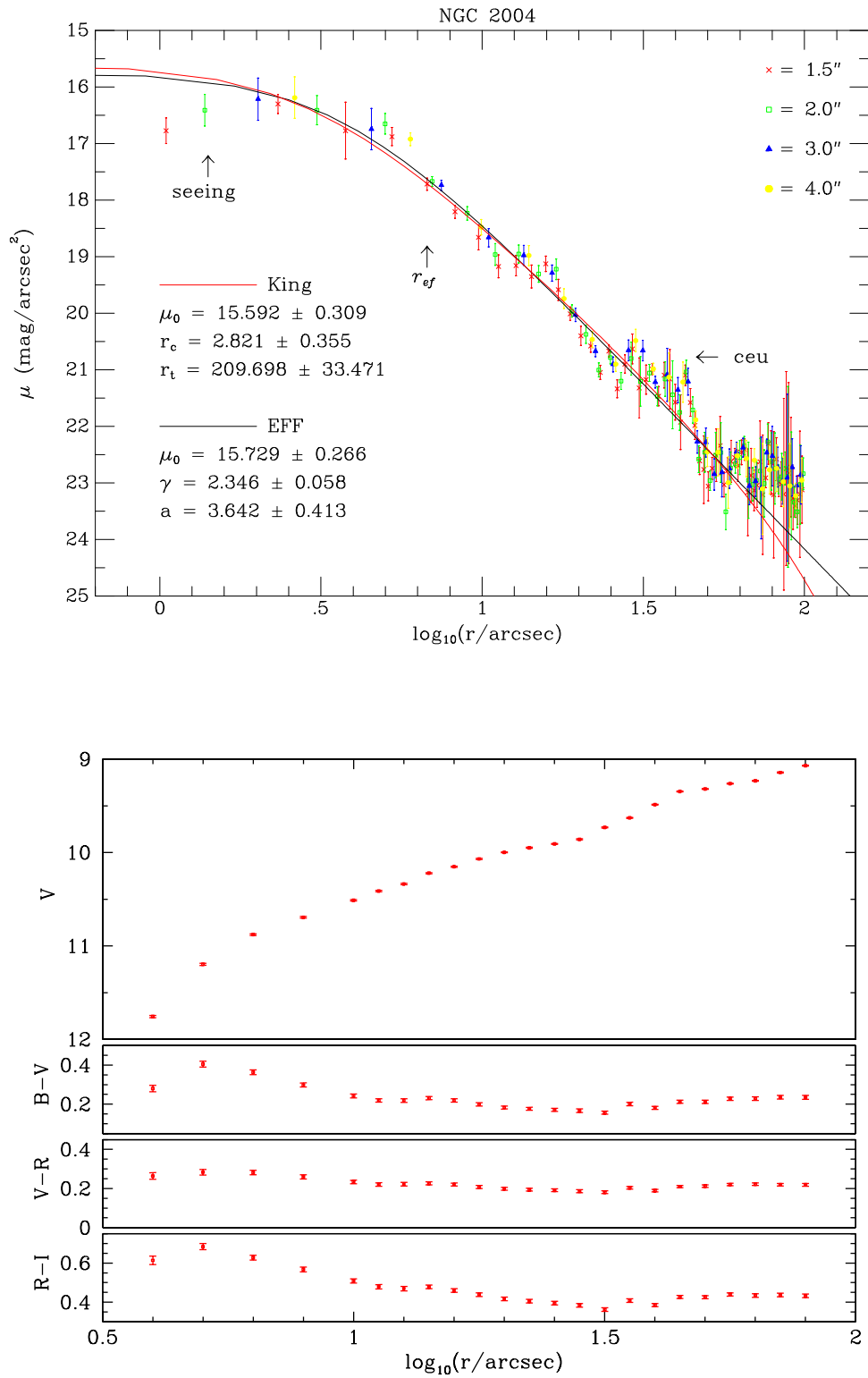


Figura 4.23: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2004 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

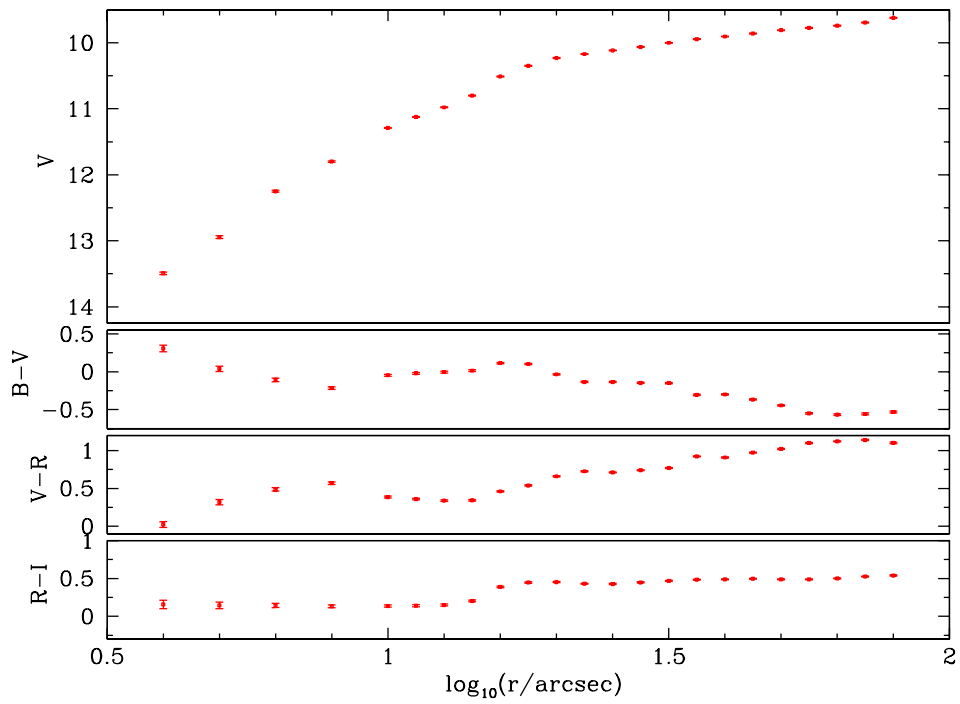
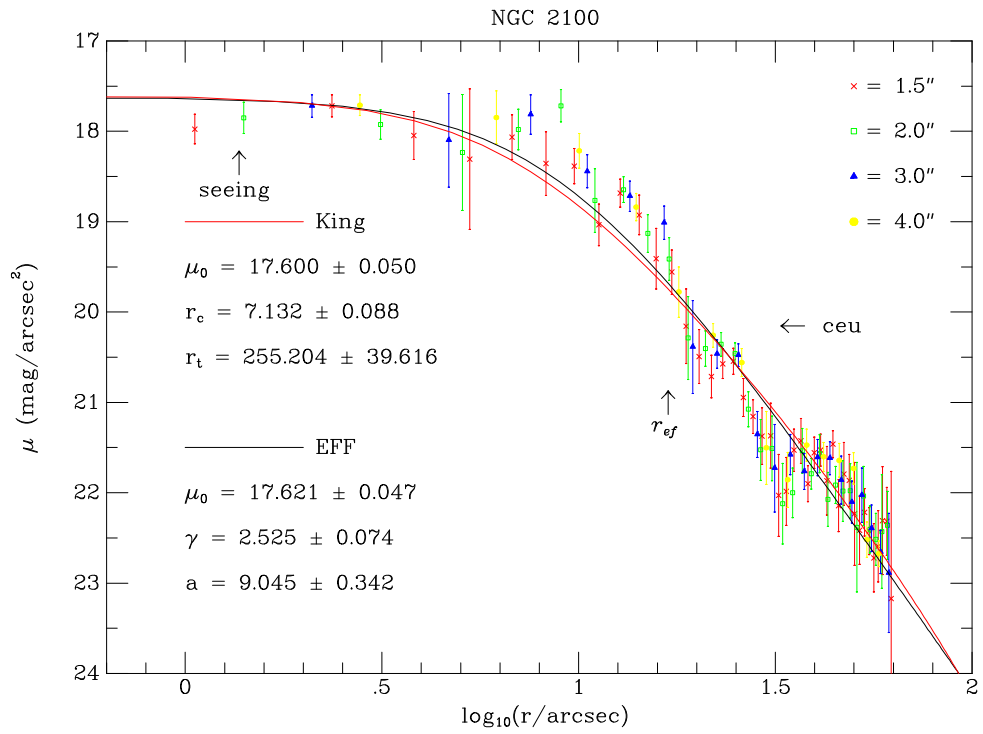


Figura 4.24: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2100 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

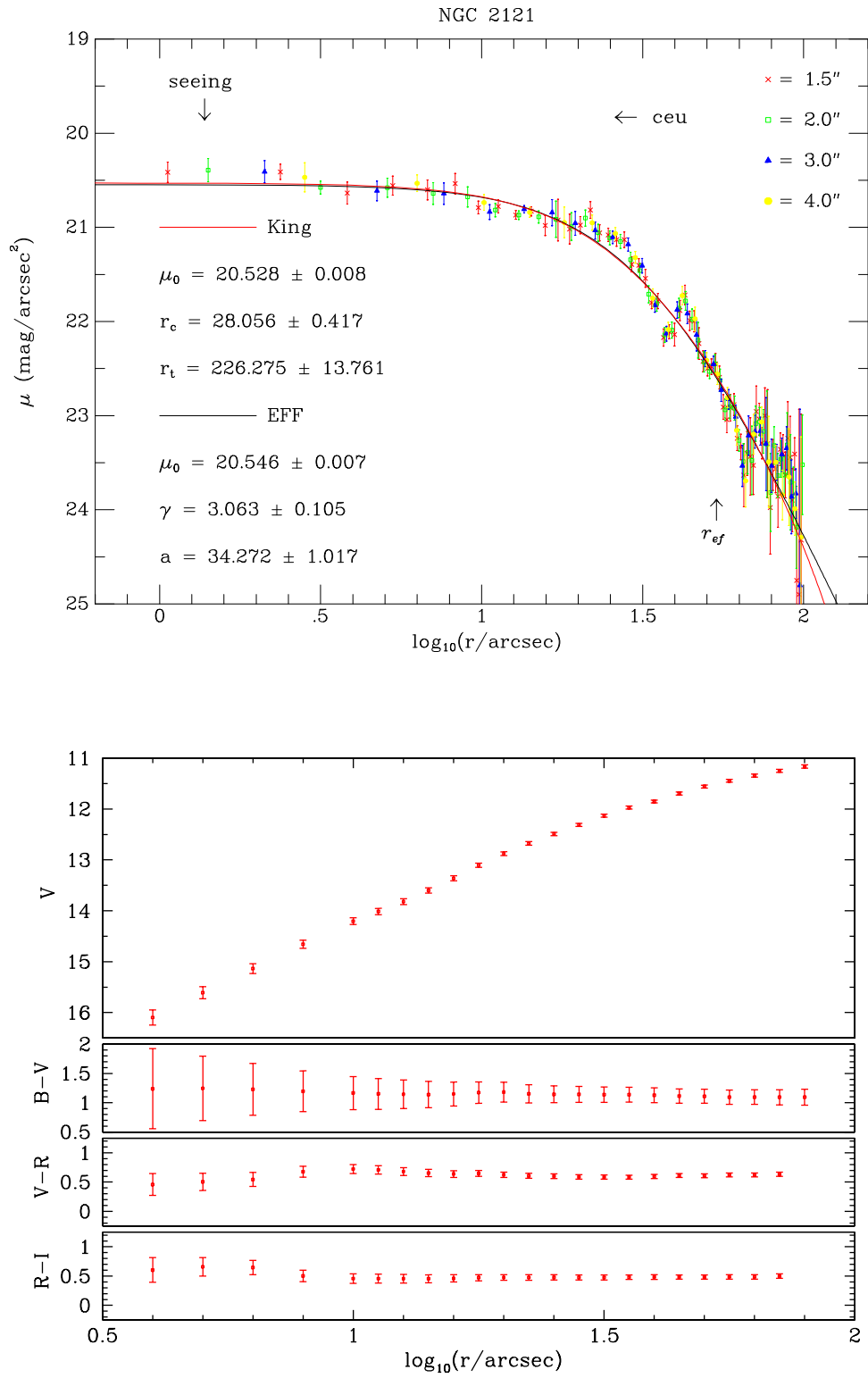


Figura 4.25: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2121 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

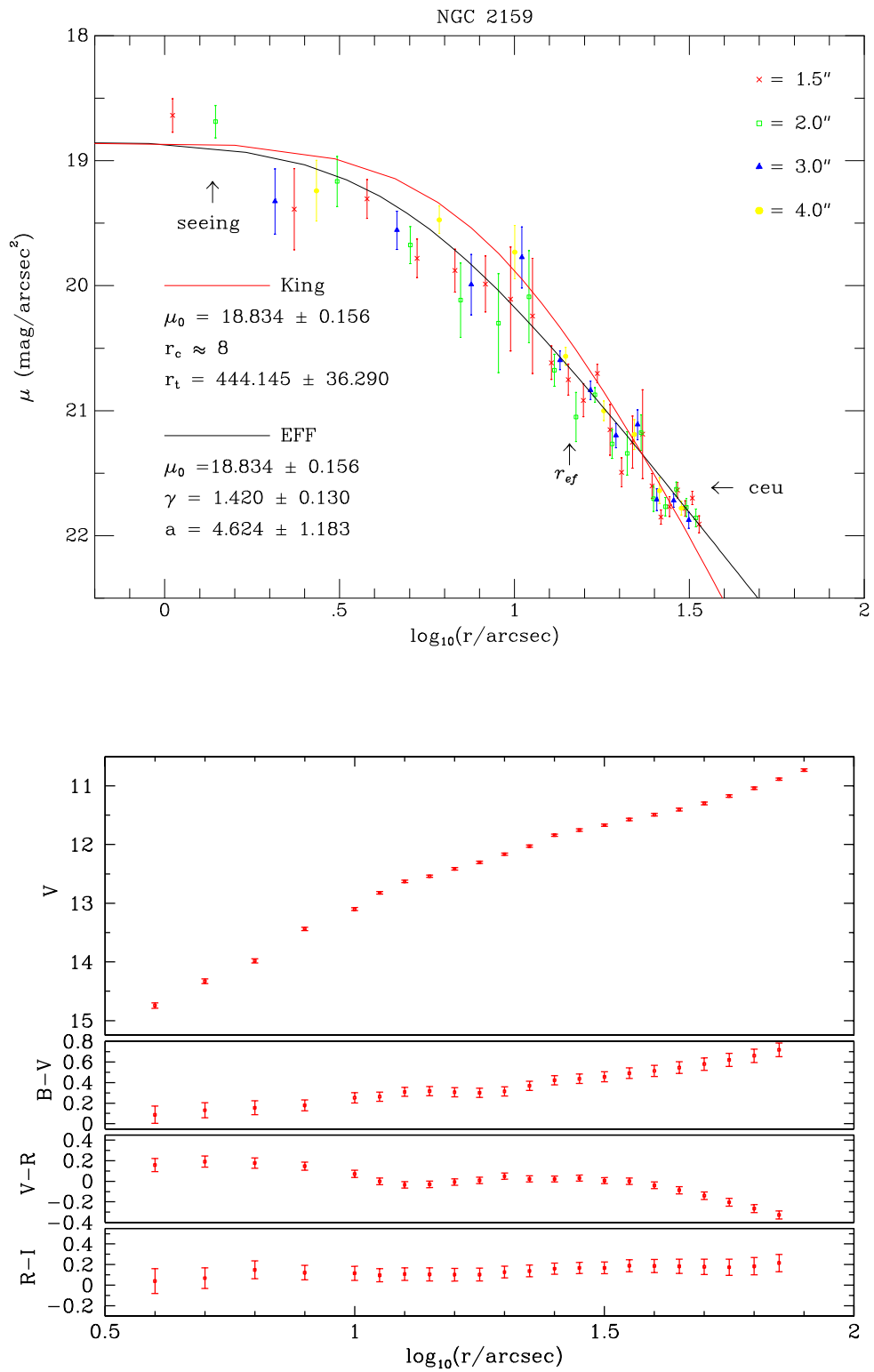


Figura 4.26: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2159 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1. As curvas para os modelos de King e EFF não coincidem, assim como acontece para Lindsay 29 (figura 4.3).

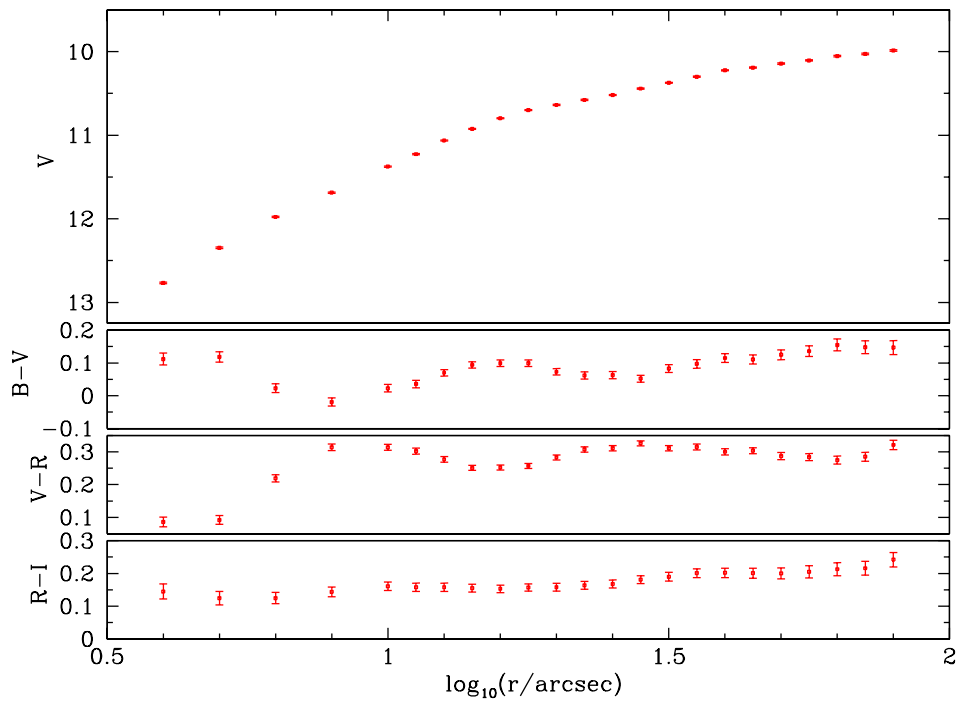
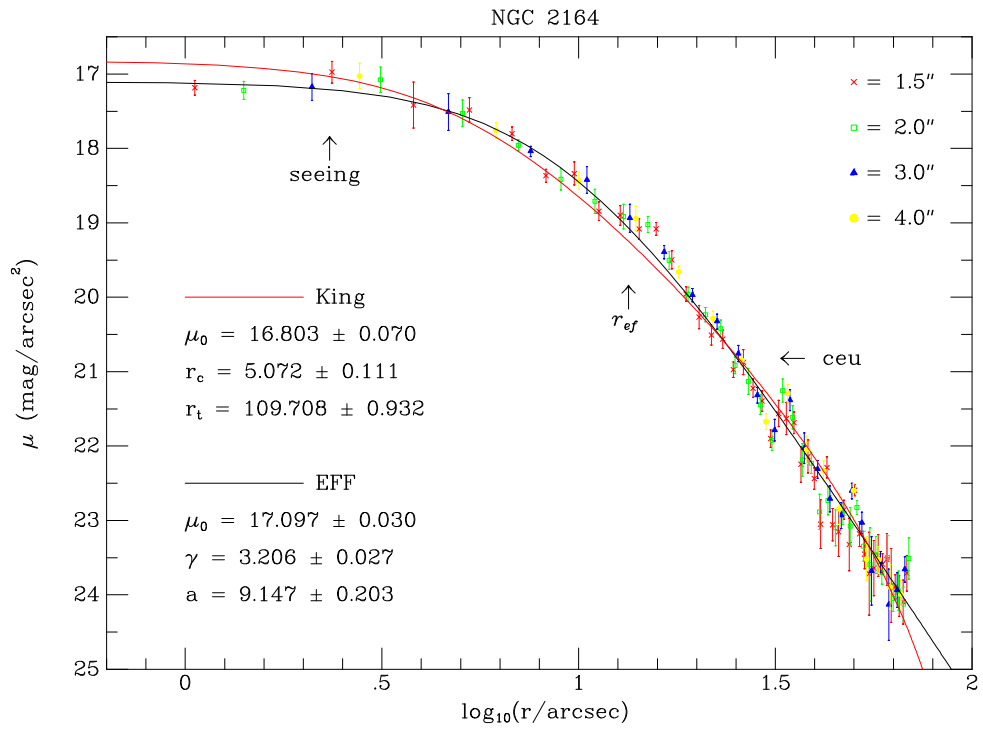


Figura 4.27: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2164 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

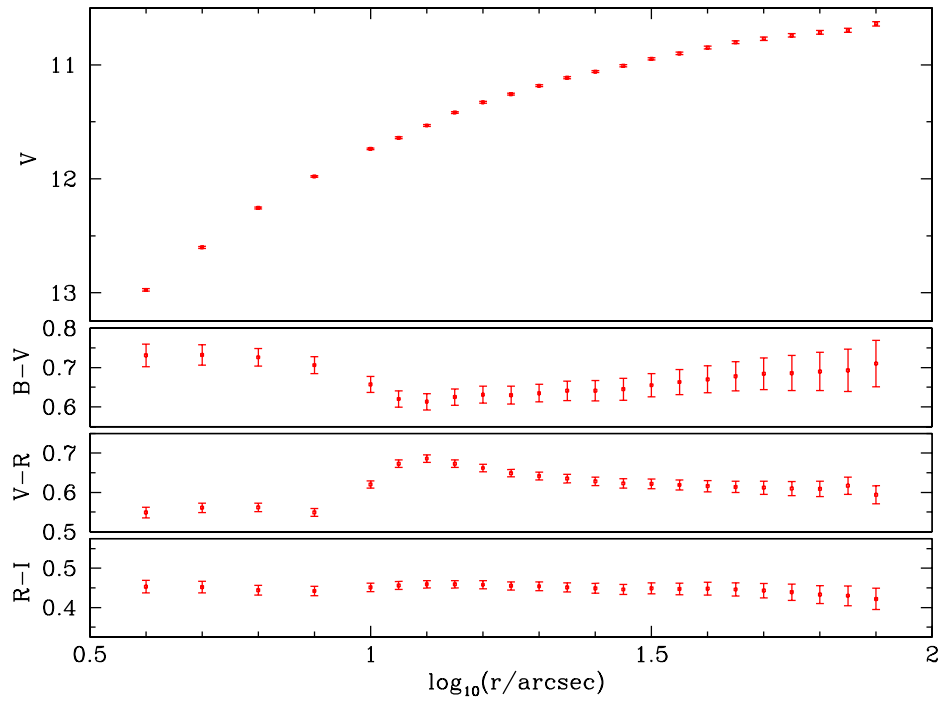
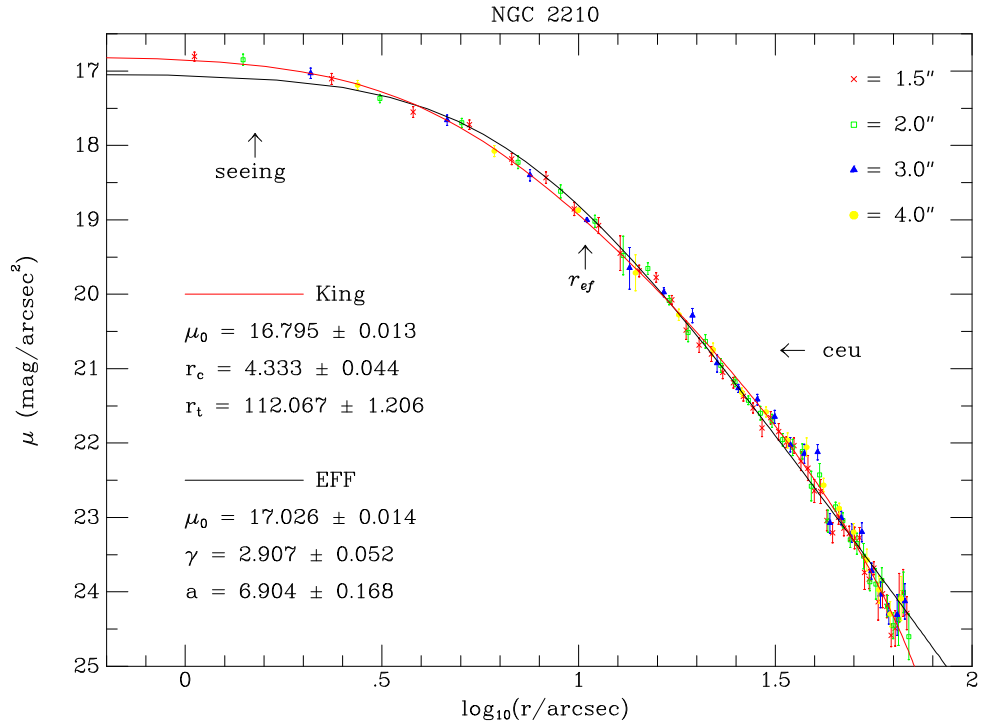


Figura 4.28: Brilho superficial e integrado para o aglomerado NGC 2210 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

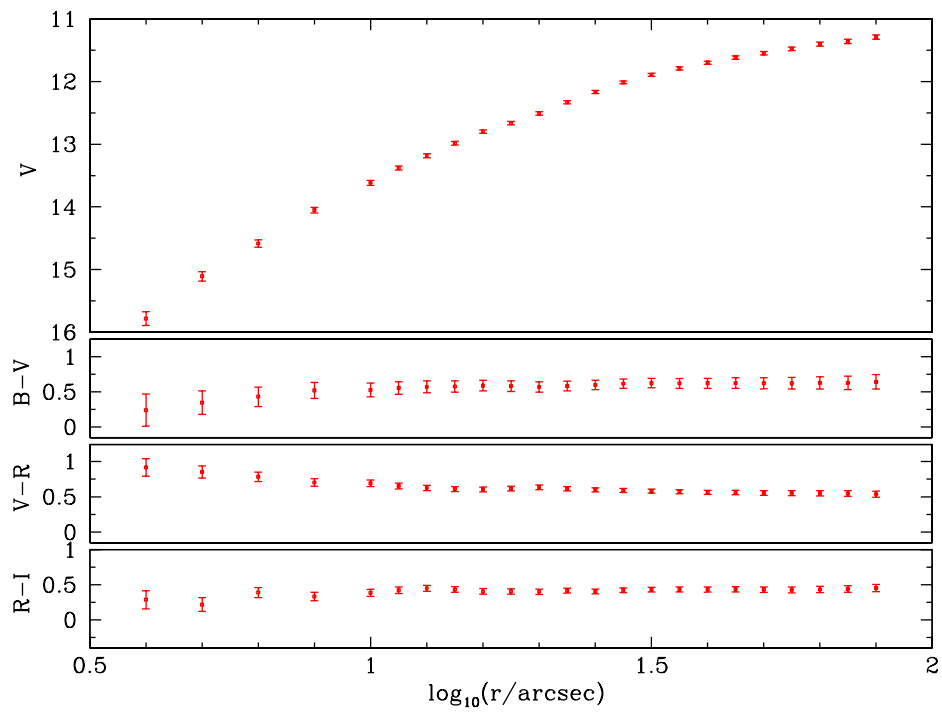
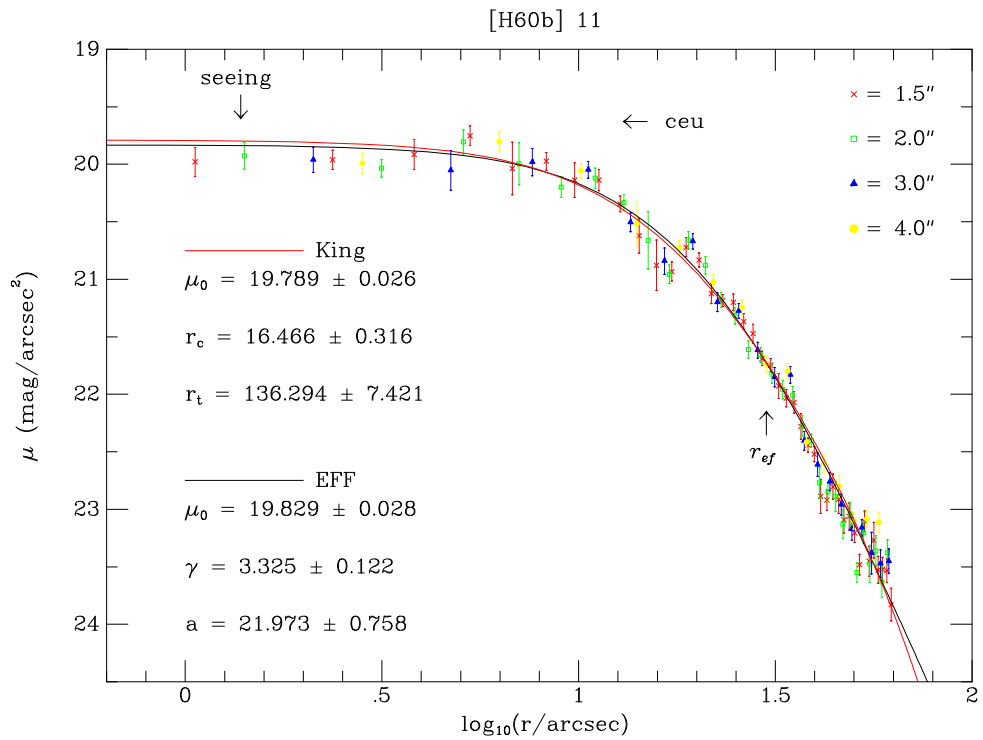


Figura 4.29: Brilho superficial e integrado para o aglomerado [H60b] 11 apresentados da mesma maneira que a figura 4.1.

4.2 Parâmetros estruturais

Nas tabelas 4.1 e 4.2 estão os parâmetros estruturais ajustados para os modelos de King e EFF, respectivamente. Usando os valores do raio do núcleo e do raio de maré obtidos ajustando o perfil de King, foi calculado o parâmetro de concentração de cada aglomerado. Os resultados são apresentados na tabela 4.1 junto com os parâmetros do ajuste para o modelo de King. Também foi calculado o raio do núcleo (equação 3.32) usando os valores dos parâmetros γ e a obtidos ajustando o perfil EFF. Os resultados estão na tabela 4.2 junto com os parâmetros ajustados para esse modelo. A comparação entre o raio do núcleo obtido utilizando cada modelo está na figura 4.30, onde fica evidente o quanto as duas estimativas se aproximam.

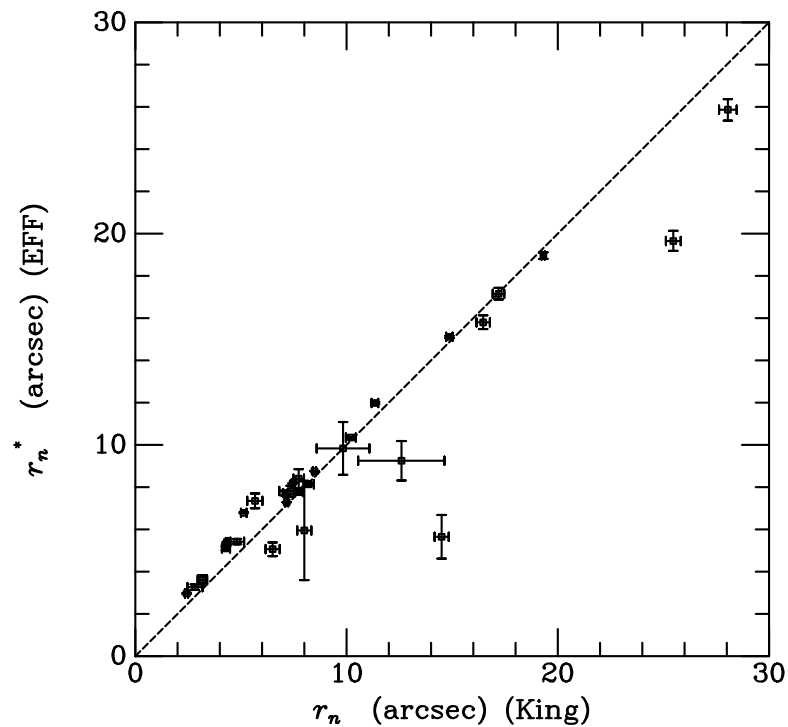


Figura 4.30: Comparação entre os valores obtidos para o raio do núcleo dos aglomerados usando os modelos de King (eixo horizontal) e EFF (eixo vertical). O ponto mais afastado da reta identidade corresponde ao aglomerado Lindsay 29.

4.3 Brilho integrado

Na tabela 4.3 estão a magnitude integrada aparente na banda V e as cores integradas, também aparentes, U–B, B–V, V–R e R–I, com seus respectivos erros, para aberturas fotométricas que correspondem à distância em que o brilho superficial

Tabela 4.1: Parâmetros dos ajustes para o modelo de King (brilho superficial central, μ_0 , raio do núcleo, r_n , e raio de maré, r_m) e o parâmetro de concentração (c) calculado a partir deles.

Aglomerado	$\mu_0(\text{mag/arcsec}^2)$	$r_n(\prime)$	$r_m(\prime)$	c
Lindsay 16	20.237 ± 0.106	7.735 ± 0.251	265.581 ± 54.183	1.536 ± 4.674
Lindsay 26	19.174 ± 0.088	5.661 ± 0.363	88.652 ± 6.273	1.195 ± 0.985
Lindsay 29	20.208 ± 0.142	~ 14.5	534.228 ± 25.256	1.566 ± 1.148
Lindsay 48	18.713 ± 0.129	4.823 ± 0.324	35.802 ± 0.881	0.871 ± 0.350
Lindsay 53	19.183 ± 0.034	7.746 ± 0.207	189.451 ± 21.266	1.388 ± 1.860
Lindsay 61	18.764 ± 0.085	~ 6.5	204.243 ± 24.259	1.497 ± 2.460
Lindsay 66	17.798 ± 0.083	3.176 ± 0.231	54.779 ± 3.812	1.237 ± 1.144
Lindsay 67	20.390 ± 0.002	17.197 ± 0.276	321.590 ± 16.112	1.272 ± 0.648
Lindsay 72	17.928 ± 0.103	4.288 ± 0.190	150.726 ± 21.124	1.546 ± 3.405
Lindsay 76	19.673 ± 0.043	8.208 ± 0.242	115.530 ± 3.068	1.148 ± 0.368
Lindsay 79	20.163 ± 0.090	12.594 ± 2.039	36.440 ± 3.162	0.461 ± 0.350
Lindsay 82	19.513 ± 0.034	10.199 ± 0.228	140.119 ± 5.964	1.138 ± 0.435
Lindsay 83	18.368 ± 0.019	8.476 ± 0.068	106.055 ± 1.547	1.097 ± 0.137
Lindsay 85	18.141 ± 0.015	11.342 ± 0.152	224.804 ± 5.806	1.297 ± 0.380
NGC 1783	18.782 ± 0.005	19.310 ± 0.075	207.499 ± 6.505	1.031 ± 0.224
NGC 1810	20.373 ± 0.461	9.839 ± 1.248	87.314 ± 9.877	0.948 ± 0.994
NGC 1818	17.036 ± 0.136	7.350 ± 0.541	89.556 ± 7.489	1.086 ± 0.895
NGC 1831	18.782 ± 0.013	14.862 ± 0.147	169.715 ± 4.193	1.058 ± 0.200
NGC 1847	18.197 ± 0.030	7.165 ± 0.063	177.914 ± 6.865	1.395 ± 0.648
NGC 1856	16.779 ± 0.012	7.449 ± 0.041	321.090 ± 15.616	1.635 ± 1.390
NGC 1870	16.201 ± 0.039	2.427 ± 0.072	48.293 ± 2.594	1.299 ± 0.805
NGC 1895	20.644 ± 0.011	25.468 ± 0.349	70.123 ± 0.842	0.440 ± 0.033
NGC 2004	15.592 ± 0.309	2.821 ± 0.355	209.698 ± 33.471	1.871 ± 9.957
NGC 2100	17.600 ± 0.049	7.106 ± 0.111	278.774 ± 63.015	1.594 ± 5.858
NGC 2121	20.528 ± 0.008	28.056 ± 0.417	226.275 ± 13.761	0.907 ± 0.333
NGC 2159	18.834 ± 0.156	~ 8	444.145 ± 36.290	1.744 ± 2.989
NGC 2164	16.820 ± 0.074	5.132 ± 0.138	110.639 ± 1.566	1.334 ± 0.432
NGC 2210	16.795 ± 0.013	4.333 ± 0.044	112.067 ± 1.206	1.413 ± 0.252
[H60b] 11	19.789 ± 0.026	16.465 ± 0.316	136.294 ± 7.421	0.918 ± 0.315

Tabela 4.2: Parâmetros dos ajustes para o modelo EFF (brilho superficial central, μ_0 , expoente, γ , e raio do núcleo, a) e o raio do núcleo para o modelo de King (r_n^*) calculado a partir deles.

Aglomerado	μ_0 (mag/arcsec ²)	γ	a (")	r_n^* (")
Lindsay 16	20.255 ± 0.099	2.678 ± 0.174	10.196 ± 0.800	8.396 ± 0.457
Lindsay 26	19.484 ± 0.069	3.571 ± 0.175	10.670 ± 0.847	7.349 ± 0.349
Lindsay 29	20.208 ± 0.142	0.884 ± 0.029	2.898 ± 0.519	5.648 ± 1.029
Lindsay 48	18.830 ± 0.093	5.431 ± 0.237	10.055 ± 0.658	5.422 ± 0.129
Lindsay 53	19.204 ± 0.033	2.406 ± 0.061	8.791 ± 0.340	7.760 ± 0.093
Lindsay 61	18.764 ± 0.085	1.747 ± 0.076	4.598 ± 0.519	5.060 ± 0.331
Lindsay 66	17.967 ± 0.121	2.957 ± 0.175	4.673 ± 0.597	3.614 ± 0.217
Lindsay 67	20.425 ± 0.006	2.504 ± 0.048	19.951 ± 0.595	17.157 ± 0.270
Lindsay 72	18.079 ± 0.096	2.637 ± 0.103	6.128 ± 0.363	5.096 ± 0.094
Lindsay 76	19.696 ± 0.041	2.732 ± 0.026	10.011 ± 0.299	8.139 ± 0.060
Lindsay 79	20.241 ± 0.085	7.617 ± 5.446	20.709 ± 9.618	9.252 ± 0.934
Lindsay 82	19.553 ± 0.023	2.930 ± 0.045	13.297 ± 0.277	10.343 ± 0.048
Lindsay 83	18.415 ± 0.012	3.112 ± 0.022	11.687 ± 0.151	8.755 ± 0.013
Lindsay 85	18.213 ± 0.013	2.656 ± 0.022	14.479 ± 0.255	11.986 ± 0.045
NGC 1783	18.834 ± 0.004	2.952 ± 0.059	24.493 ± 0.493	18.962 ± 0.156
NGC 1810	20.373 ± 0.461	3.627 ± 0.457	14.421 ± 1.567	9.839 ± 1.248
NGC 1818	17.125 ± 0.107	3.288 ± 0.115	10.786 ± 0.692	7.811 ± 0.256
NGC 1831	18.852 ± 0.010	3.097 ± 0.039	20.108 ± 0.302	15.109 ± 0.054
NGC 1847	18.236 ± 0.025	2.402 ± 0.019	8.246 ± 0.060	7.287 ± 0.003
NGC 1856	16.886 ± 0.014	2.380 ± 0.015	9.209 ± 0.033	8.188 ± 0.001
NGC 1870	16.441 ± 0.057	3.025 ± 0.094	3.898 ± 0.244	2.972 ± 0.035
NGC 1895	20.680 ± 0.011	11.408 ± 0.624	54.666 ± 1.790	19.650 ± 0.475
NGC 2004	15.729 ± 0.266	2.346 ± 0.058	3.642 ± 0.413	3.269 ± 0.138
NGC 2100	17.621 ± 0.046	2.517 ± 0.082	9.003 ± 0.378	7.716 ± 0.110
NGC 2121	20.545 ± 0.008	3.026 ± 0.093	33.922 ± 0.892	25.859 ± 0.509
NGC 2159	18.834 ± 0.156	1.420 ± 0.130	4.624 ± 1.183	5.948 ± 2.350
NGC 2164	17.099 ± 0.030	3.211 ± 0.034	9.242 ± 0.212	6.791 ± 0.025
NGC 2210	17.026 ± 0.014	2.907 ± 0.052	6.904 ± 0.168	5.397 ± 0.018
[H60b] 11	19.829 ± 0.028	3.325 ± 0.122	21.973 ± 0.758	15.804 ± 0.321

cai a 20% do seu valor no centro do aglomerado, aqui chamada de raio efetivo (r_{ef}). Nenhuma das magnitudes teve o avermelhamento decorrente da extinção interestelar corrigido.

Os erros das cores U–B são bastante grandes se comparados com as mesmas. Embora para alguns aglomerados, por exemplo NGC 1783, esses erros sejam pequenos para um diafragma com raio igual ao raio efetivo, deve ser lembrado que estes decrescem a medida em que o diafragma aumenta, mas voltam a crescer a medida em que o brilho do céu passa ter maior influência na fotometria.

Tabela 4.3: Raio efetivo, magnitude aparente V e cores aparentes integradas para esse raio, sem correção do avermelhamento interestelar. Os erros entre colchetes estão expressos em centésimos de magnitudes.

Aglomerado	$r_{ef}(\prime\prime)$	V_{ef}	$(U-B)_{ef}$	$(B-V)_{ef}$	$(V-R)_{ef}$	$(R-I)_{ef}$
Lindsay 16	15.55	13.719 [006]	-0.621 [144]	0.092 [012]	0.183 [009]	-0.129 [074]
Lindsay 26	12.91	13.598 [005]	0.033 [324]	0.442 [034]	0.389 [031]	0.271 [055]
Lindsay 29	17.66	12.808 [003]	-1.251 [076]	0.782 [010]	-0.111 [005]	0.417 [009]
Lindsay 48	9.04	13.556 [006]	-0.711 [127]	0.069 [012]	0.129 [009]	-0.009 [020]
Lindsay 53	14.74	12.858 [003]	-0.154 [131]	0.434 [007]	0.375 [004]	0.307 [005]
Lindsay 61	10.60	13.172 [003]	-0.503 [082]	0.310 [006]	0.541 [003]	0.202 [005]
Lindsay 66	6.56	12.699 [002]	-0.893 [018]	0.094 [003]	0.026 [002]	-0.070 [004]
Lindsay 67	32.27	12.340 [004]	0.109 [343]	0.890 [013]	0.580 [004]	0.485 [005]
Lindsay 72	9.47	12.395 [002]	-0.638 [065]	0.315 [005]	-0.122 [004]	0.015 [009]
Lindsay 76	15.01	12.841 [003]	-0.255 [103]	0.288 [006]	0.243 [004]	0.179 [006]
Lindsay 79	15.02	12.480 [003]	-1.024 [040]	0.391 [005]	-0.174 [004]	0.111 [007]
Lindsay 82	18.80	12.632 [003]	0.175 [244]	0.765 [009]	0.516 [003]	0.504 [004]
Lindsay 83	15.74	11.912 [001]	0.155 [105]	0.760 [004]	0.528 [002]	0.472 [002]
Lindsay 85	22.24	11.077 [002]	0.065 [114]	0.671 [005]	–	–
NGC 1783	34.43	10.786 [001]	0.181 [004]	0.711 [004]	0.502 [001]	0.448 [002]
NGC 1810	17.24	12.928 [003]	–	–	-1.325 [014]	-0.808 [084]
NGC 1818	13.90	10.416 [001]	-0.768 [011]	0.214 [001]	0.348 [001]	0.328 [001]
NGC 1831	27.18	11.242 [002]	0.081 [123]	0.434 [005]	–	–
NGC 1847	13.85	11.793 [001]	-0.392 [021]	-0.103 [002]	0.719 [001]	-0.038 [002]
NGC 1856	15.59	10.594 [001]	-0.030 [017]	0.406 [001]	0.355 [001]	0.310 [001]
NGC 1870	5.37	12.506 [001]	-0.430 [020]	0.220 [002]	0.234 [001]	0.203 [002]
NGC 1895	31.21	12.311 [003]	-1.240 [066]	0.590 [009]	0.342 [004]	-0.307 [011]
NGC 2004	6.25	10.879 [001]	-0.828 [004]	0.363 [001]	0.281 [001]	0.627 [001]
NGC 2100	14.50	10.757 [001]	-0.746 [007]	0.025 [001]	0.365 [001]	0.241 [001]
NGC 2121	46.72	11.634 [003]	1.250 [934]	1.112 [012]	0.612 [003]	0.485 [004]
NGC 2159	13.60	12.572 [002]	–	0.314 [004]	-0.032 [003]	0.105 [006]
NGC 2164	12.14	11.129 [001]	-0.378 [011]	0.056 [001]	0.288 [001]	0.157 [001]
NGC 2210	9.83	11.755 [001]	-0.005 [042]	0.667 [002]	0.606 [001]	0.450 [001]
[H60b] 11	28.08	12.013 [002]	-0.016 [149]	0.617 [007]	0.589 [003]	0.424 [003]

4.4 Estimativas de massa e luminosidade dos aglomerados

Visto que há pouca diferença entre as curvas obtidas com o modelo de King e com o modelo EFF dentro do raio máximo utilizado na fotometria superficial, e como os aglomerados da presente amostra são em sua maioria jovens, é razoável admitir que ainda não tenham sido truncados por forças de maré, portanto, as luminosidades de todos os aglomerados serão calculadas utilizando as equações 3.40 e 3.41 obtidas a partir da integração da lei EFF.

A estimativas das massas dos aglomerados foram obtidas simplesmente multiplicando os valores de suas luminosidades por suas respectivas relações massa-luminosidade encontradas na literatura (tabela 2.5), com a ressalva que tais valores podem estar comprometidos no caso de haver segregação de massa (uma forte concentração das estrelas mais pesadas na direção do centro do aglomerado). Um indicativo da presença de segregação de massa são os gradientes de cor nos perfis radiais para as cores B–V (Howell *et al.*, 2000); a cor B–V vai se tornando mais azul na direção do centro do aglomerado dentro de um raio de cerca de 10'' (aproximadamente o raio do núcleo).

Os gráficos das cores integradas apresentados na seção 4.1 não são adequados para identificar gradientes de cor, embora algumas variações nas cores integradas possam ser atribuídas a estes. Para detectar gradientes de cor é necessário construir perfis radiais dos índices de cor, determinando a razão entre os fluxos em duas bandas através de anéis concêntricos simulados sobre as imagens. A figura 4.31 exibe os perfis da cor B–V para os aglomerados NGC 1818, NGC 2004 e NGC 2100 da amostra do presente do trabalho utilizando anéis de largura 1.5''. Havendo segregação de massa seria esperado um gradiente $\Delta(B-V) > 0$, o que não pode ser constatado examinando os gráficos. Entretanto, Gouliermis *et al.* (2004) confirmam a existência de segregação de massa nesses três objetos utilizando comparações do parâmetro estrutural γ dos objetos separadamente para perfis de densidade superficial construídos com estrelas de diferentes faixas de magnitude, além da investigação da dependência radial das respectivas funções de massa e luminosidade. Portanto, o fato de não ser possível identificar gradientes de cor na figura 4.31 talvez seja consequência do *seeing* muito alto e da baixa resolução das imagens utilizadas no presente estudo, ou mesmo da contaminação por estrelas de campo.

De acordo com Gouliermis *et al.* (2004), o aglomerado NGC 1818 apresenta maior variação do parâmetro γ , indicando uma estratificação mais acentuada na

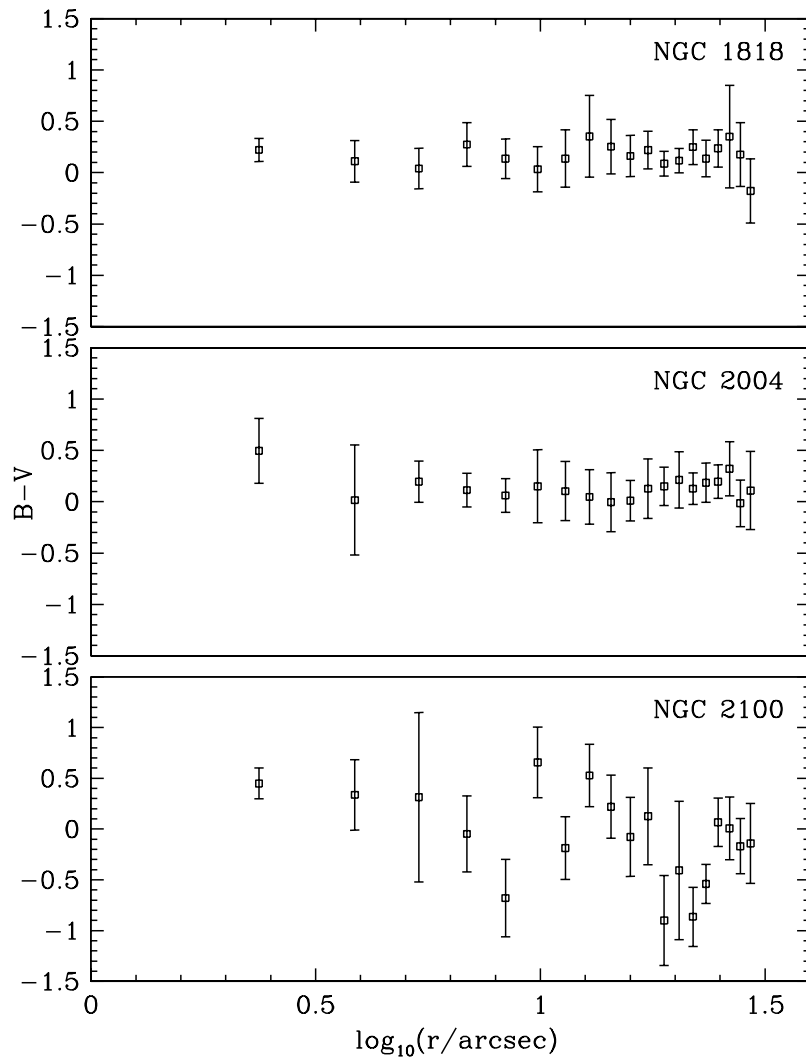


Figura 4.31: Perfis da cor $B-V$ para os aglomerados NGC 1818, NGC 2004 e NGC 2100. Não é possível identificar gradientes de cor em nenhum deles, talvez devido ao *seeing* muito alto, a baixa resolução das imagens utilizadas neste trabalho, e a contaminação por estrelas de campo.

sua massa. Entretanto, em todos os três objetos a segregação de massa existe e é classificada como primordial (resultante das condições iniciais das nuvens gás e poeira que originaram os aglomerados). Isso significa que, pelo menos para os objetos mencionados, a relação massa-luminosidade não está comprometida.

No restante dos aglomerados do presente trabalho também é assumido que as relações massa-luminosidade extraídas da literatura são válidas, mesmo que possa haver indício de gradientes de cor, já que não foram encontradas referências sobre segregação de massa para os mesmos na bibliografia consultada e tratam-se em sua maioria de aglomerados jovens, que ainda não atingiram seus respectivos tempos

de relaxação (o tempo necessário para um aglomerado atingir o equilíbrio dinâmico entre suas estrelas). Portanto, se eles possuem segregação de massa, só pode ser primordial. Uma investigação detalhada sobre existência de segregação de massa para cada um deles fica como proposta de trabalho futuro.

A tabela 4.4 apresenta os valores obtidos para a luminosidade e a massa dos aglomerados para o raio máximo utilizado na fotometria superficial de cada um deles. A tabela 4.5 apresenta os valores de luminosidade e massa dos aglomerados para um raio infinito (luminosidade e massa assintóticas) junto com o brilho superficial central. Todos os valores de luminosidade e massa nas tabelas são relativos à luminosidade e à massa do Sol. Para converter o brilho superficial central para luminosidades solares foi empregada a seguinte fórmula, deduzida no apêndice F,

$$f_0 = 10^{0.4(M_{bol}^{\odot} - \mu_0 + D + 3.1E(B-V))} \epsilon^2 L_{\odot} \text{ pc}^{-2}, \quad (4.1)$$

onde $M_{bol}^{\odot} = 4.75$ (Lang, 1992) é a magnitude bolométrica do Sol (a magnitude em todas as bandas), μ_0 , o brilho superficial central do aglomerado, D , o módulo da distância até as Nuvens de Magalhães (já citado no capítulo 1), $E(B - V)$, o excesso de cor destas -0.05 para a Pequena Nuvem (Crowl *et al.*, 2001) e 0.10 para a Grande Nuvem (Elson *et al.*, 1987) – e ϵ , um fator de escala. Sendo que M_{bol}^{\odot} , μ_0 , D , e $E(B - V)$ são dados em magnitudes. O módulo da distância está relacionado à distância (em parsec) por

$$D = 5 \log d - 5. \quad (4.2)$$

Portanto, o fator de escala ϵ é dado por

$$\epsilon = \frac{1.296 \times 10^6}{2\pi 10^{(D+5)/5}} \text{ ''/pc}. \quad (4.3)$$

Para a Pequena Nuvem de Magalhães, o fator de escala obtido foi igual à 3.503 ''/pc , e para a Grande Nuvem de Magalhães, 4.116 ''/pc .

Além de converter o brilho superficial central, também é necessário converter o parâmetro a de segundos de arco para parsec dividindo-o pelo fator de escala correspondente.

Tabela 4.4: Estimativas de massa e luminosidade para o raio máximo utilizado na fotometria superficial.

Aglomerado	$r_{max}(\prime)$	$\log(L/L_{\odot})$	$\log(M/M_{\odot})$
Lindsay 16	70.00	4.281 ± 0.040	3.642 ± 0.009
Lindsay 26	63.00	4.366 ± 0.028	4.946 ± 0.105
Lindsay 29	70.00	5.149 ± 0.057	4.379 ± 0.010
Lindsay 48	40.00	4.238 ± 0.037	3.539 ± 0.007
Lindsay 53	40.00	4.788 ± 0.013	4.131 ± 0.003
Lindsay 61	40.00	4.905 ± 0.034	4.109 ± 0.005
Lindsay 66	25.00	4.451 ± 0.048	3.354 ± 0.004
Lindsay 67	100.00	4.983 ± 0.002	5.290 ± 0.005
Lindsay 72	40.00	4.796 ± 0.038	3.750 ± 0.003
Lindsay 76	40.00	4.528 ± 0.016	3.607 ± 0.002
Lindsay 79	25.00	4.087 ± 0.034	–
Lindsay 82	70.00	4.750 ± 0.009	4.549 ± 0.006
Lindsay 83	70.00	5.020 ± 0.005	5.272 ± 0.009
Lindsay 85	80.00	5.494 ± 0.005	5.096 ± 0.002
NGC 1783	120.00	5.561 ± 0.002	4.904 ± 0.001
NGC 1810	70.00	4.179 ± 0.184	3.221 ± 0.020
NGC 1818	50.00	5.325 ± 0.043	4.228 ± 0.003
NGC 1831	100.00	5.245 ± 0.004	4.750 ± 0.001
NGC 1847	63.00	5.065 ± 0.010	4.019 ± 0.001
NGC 1856	100.00	5.734 ± 0.006	4.989 ± 0.001
NGC 1870	32.00	4.804 ± 0.023	4.008 ± 0.004
NGC 1895	63.00	4.452 ± 0.004	3.753 ± 0.001
NGC 2004	100.00	5.416 ± 0.106	4.319 ± 0.009
NGC 2100	63.00	5.315 ± 0.018	4.160 ± 0.001
NGC 2121	100.00	5.050 ± 0.003	5.174 ± 0.004
NGC 2159	35.00	5.092 ± 0.062	4.133 ± 0.007
NGC 2164	70.00	5.228 ± 0.012	4.342 ± 0.002
NGC 2210	70.00	5.123 ± 0.006	5.651 ± 0.019
[H60b] 11	63.00	4.850 ± 0.011	5.362 ± 0.036

Tabela 4.5: Estimativas de massa e luminosidade para um raio infinito e brilho superficial central.

Aglomerado	$\log(L_\infty/L_\odot)$	$\log(M_\infty/M_\odot)$	$\log(f_0/L_\odot\text{pc}^{-2})$
Lindsay 16	4.306 ± 0.137	3.668 ± 0.031	2.551 ± 0.080
Lindsay 26	4.367 ± 0.089	4.947 ± 0.337	2.797 ± 0.068
Lindsay 29	–	-0.770 ± 0.028	2.508 ± 0.097
Lindsay 48	4.238 ± 0.074	3.539 ± 0.015	3.059 ± 0.077
Lindsay 53	4.898 ± 0.075	4.241 ± 0.016	2.909 ± 0.053
Lindsay 61	–	-0.796 ± 0.027	3.085 ± 0.074
Lindsay 66	4.472 ± 0.145	3.375 ± 0.012	3.404 ± 0.088
Lindsay 67	5.028 ± 0.049	5.335 ± 0.099	2.421 ± 0.042
Lindsay 72	4.839 ± 0.095	3.793 ± 0.009	3.359 ± 0.078
Lindsay 76	4.558 ± 0.034	3.637 ± 0.004	2.712 ± 0.056
Lindsay 79	–	–	2.494 ± 0.074
Lindsay 82	4.758 ± 0.029	4.557 ± 0.018	2.770 ± 0.049
Lindsay 83	5.023 ± 0.015	5.276 ± 0.027	3.225 ± 0.045
Lindsay 85	5.520 ± 0.022	5.122 ± 0.009	3.306 ± 0.045
NGC 1783	5.566 ± 0.032	4.908 ± 0.007	3.057 ± 0.042
NGC 1810	4.180 ± 0.240	3.221 ± 0.026	2.504 ± 0.224
NGC 1818	5.328 ± 0.080	4.231 ± 0.006	3.803 ± 0.083
NGC 1831	5.248 ± 0.021	4.753 ± 0.007	3.112 ± 0.044
NGC 1847	5.156 ± 0.024	4.110 ± 0.002	3.359 ± 0.050
NGC 1856	5.816 ± 0.018	5.072 ± 0.003	3.899 ± 0.046
NGC 1870	4.817 ± 0.071	4.021 ± 0.011	4.077 ± 0.063
NGC 1895	4.452 ± 0.041	3.753 ± 0.008	2.381 ± 0.044
NGC 2004	5.514 ± 0.162	4.417 ± 0.013	4.361 ± 0.146
NGC 2100	5.369 ± 0.080	4.214 ± 0.006	3.605 ± 0.058
NGC 2121	5.054 ± 0.046	5.178 ± 0.061	2.435 ± 0.043
NGC 2159	–	-0.959 ± 0.028	3.119 ± 0.102
NGC 2164	5.231 ± 0.026	4.345 ± 0.003	3.813 ± 0.052
NGC 2210	5.132 ± 0.033	5.660 ± 0.112	3.843 ± 0.046
[H60b] 11	4.852 ± 0.051	5.364 ± 0.166	2.721 ± 0.051

4.5 Calibração da idade em função da cor

Nas figuras 4.32 até 4.34 são apresentados os gráficos das cores efetivas aparentes $(B-V)_{ef}$, $(V-R)_{ef}$, e $(R-I)_{ef}$ dos aglomerados contra suas idades e metalicidades extraídas da literatura. Um exame dos gráficos cor *versus* idade deixa claro que esta relação pode ser ajustada por uma reta. Para cada gráfico cor-idade foi obtida uma calibração:

$$\log(\tau/\text{anos}) = (2.129 \pm 0.463)(B - V)_{ef} + (6.949 \pm 0.160), \quad (4.4)$$

$$\log(\tau/\text{anos}) = (1.222 \pm 0.399)(V - R)_{ef} + (7.909 \pm 0.192), \quad (4.5)$$

$$\log(\tau/\text{anos}) = (1.961 \pm 0.570)(R - I)_{ef} + (7.590 \pm 0.224), \quad (4.6)$$

com os erros médios dos ajustes para 66% de confiança iguais a 0.536, 0.870, e 0.855, respectivamente. Esse ajuste foi feito sem os valores das idades obtidos da calibração de Elson & Fall (1985) apresentados na tabela 2.5, embora tais valores tenham sido incluídos nos gráficos cor *versus* idade.

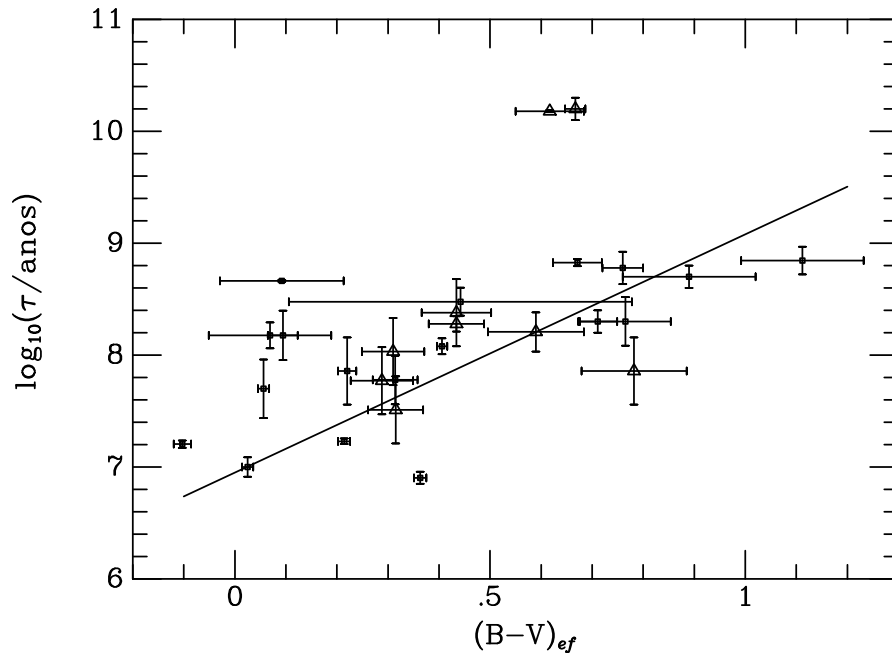


Figura 4.32: Cor efetiva $(B-V)_{ef}$ obtida neste trabalho contra a idade ($\log(\tau/\text{anos})$) encontrada na literatura. Os triângulos representam os pontos que não foram usados no ajuste.

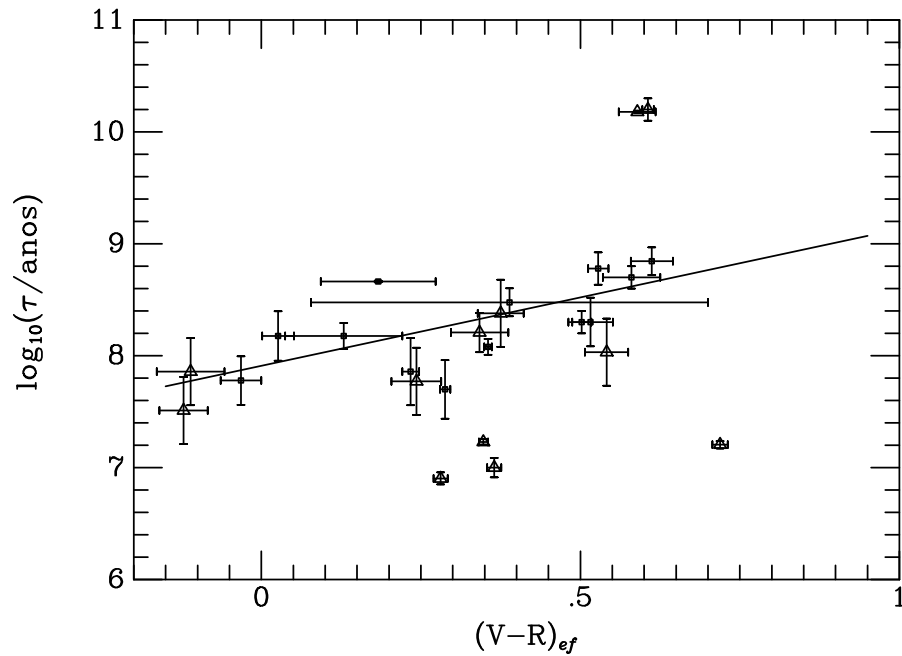


Figura 4.33: Cor efetiva $(V-R)_{ef}$ obtida neste trabalho contra a idade ($\log(\tau/\text{anos})$) encontrada na literatura. Os triângulos representam os pontos que não foram usados no ajuste.

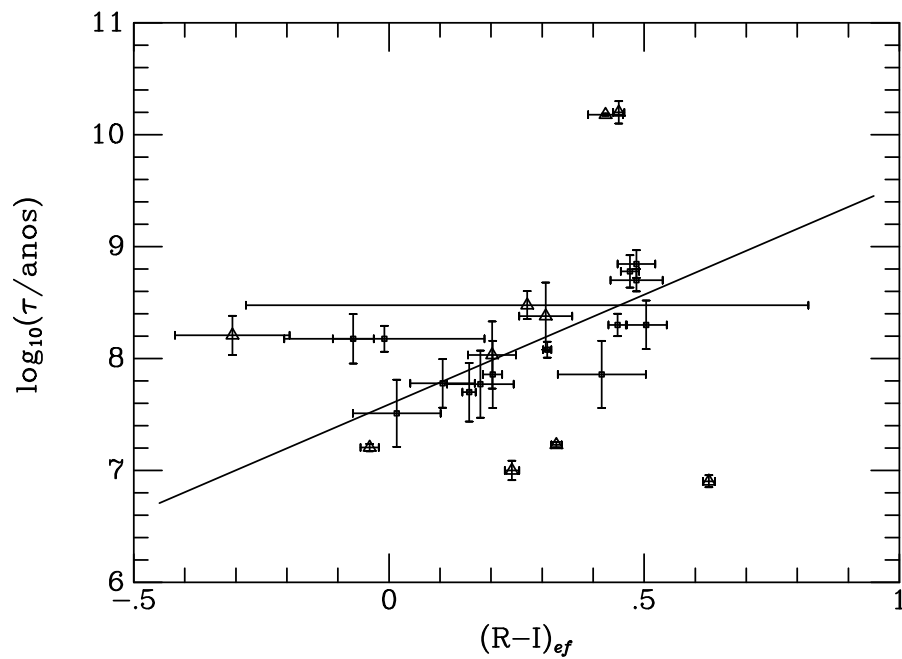


Figura 4.34: Cor efetiva $(R-I)_{ef}$ obtida neste trabalho contra a idade ($\log(\tau/\text{anos})$) encontrada na literatura. Os triângulos representam os pontos que não foram usados no ajuste.

Aplicando essas equações para calcular a idade do aglomerado Lindsay 79 (único da amostra para o qual não foram encontradas estimativas de idade na literatura), obtém-se: $\log(\tau/\text{anos})_{(B-V)} = 7.783$, $\log(\tau/\text{anos})_{(V-R)} = 7.648$, $\log(\tau/\text{anos})_{(R-I)} = 7.950$. A média ponderada (usando os erros dos ajustes) destas três estimativas resulta numa idade igual à $(6.1 \pm 1.2) \times 10^7$ anos.

4.6 Comparação com os dados encontrados na literatura

Nas figuras 4.35 até 4.39 são apresentados os gráficos do parâmetro de concentração contra a idade, das comparações dos parâmetros estruturais μ_0 , γ e a , e da luminosidade de cada aglomerado com os respectivos valores extraídos da literatura (listados na tabela 2.5).

Como os parâmetros estruturais e as estimativas de luminosidade serão comparados com os resultados de Mackey & Gilmore (2003a, 2003b), deve ser enfatizado que o sistema fotométrico utilizado por esses autores é diferente do que foi utilizado neste trabalho, assim como o valor da magnitude bolométrica do Sol. Portanto, a relação entre o brilho superficial central em escala de magnitudes da literatura $\mu_{555}(0)$ (em referência ao filtro F555W do Telescópio Espacial Hubble) e o deste trabalho (μ_0) é

$$\mu_{555}(0) - V_{555}^{\odot} = \mu_0 - M_{bol}^{\odot}, \quad (4.7)$$

sendo que $V_{555}^{\odot} = 4.85$ e $M_{bol}^{\odot} = 4.75$. Então,

$$\mu_{555}(0) = \mu_0 + 0.1. \quad (4.8)$$

Os objetos do presente trabalho para os quais foram encontradas estimativas dos parâmetros estruturais e das luminosidades na literatura foram: Lindsay 16, 67, 82 e 83 (Mackey & Gilmore, 2003b), e NGC 1818, 1831, 1847, 1856, 2004, 2100, 2121, 2159, 2164, 2210, [H60b] 11 (Mackey & Gilmore, 2003a).

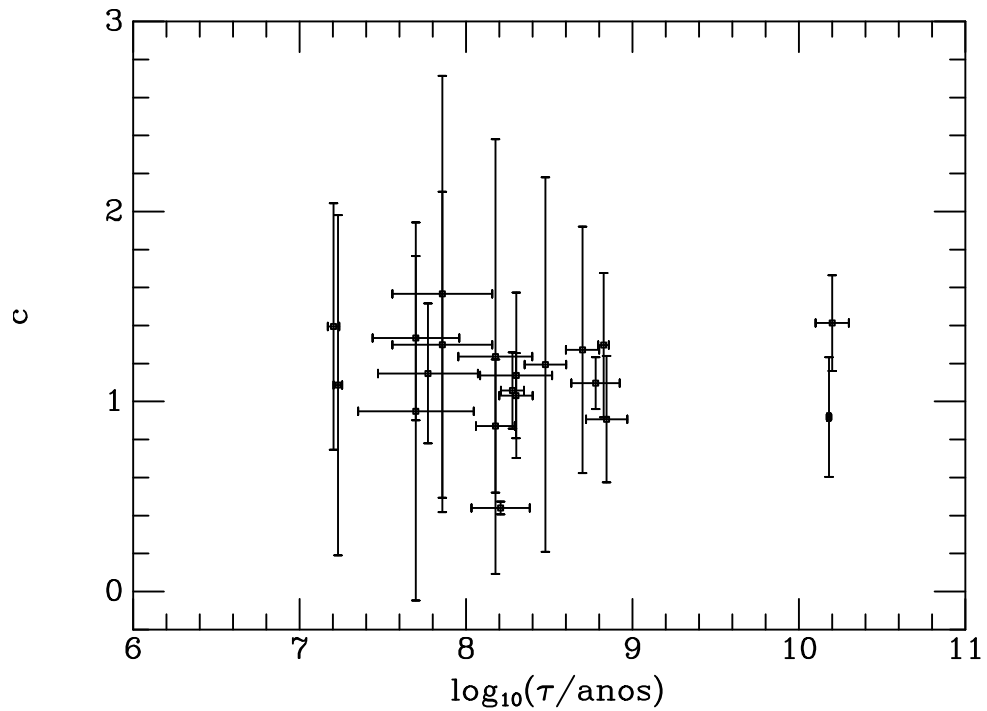


Figura 4.35: Parâmetro de concentração obtido neste trabalho contra a idade encontrada na literatura. Os dois pontos deslocados à direita correspondem aos aglomerados NGC 2210 e [H60b] 11.

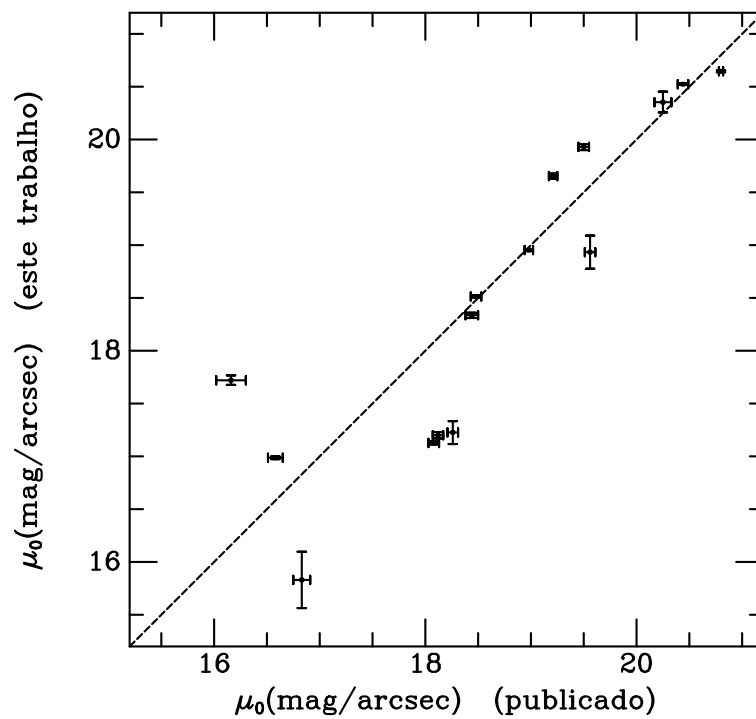
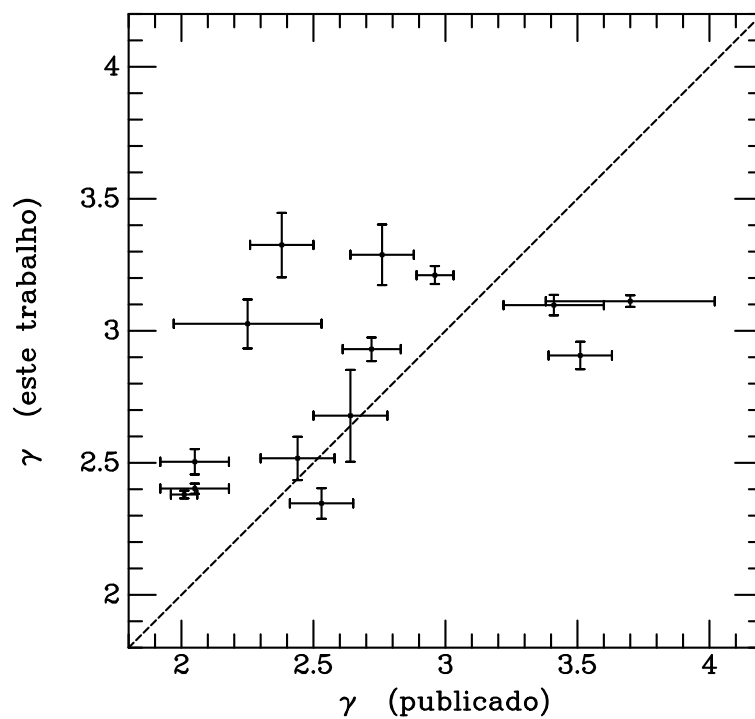
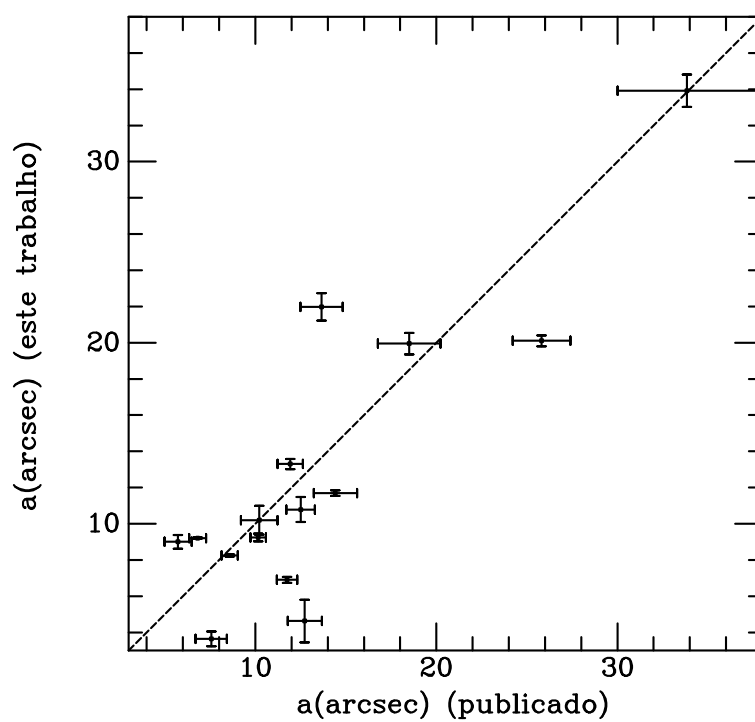


Figura 4.36: Comparação entre os valores obtidos para μ_0 .

Figura 4.37: Comparação entre os valores obtidos para γ .Figura 4.38: Comparação entre os valores obtidos para a .

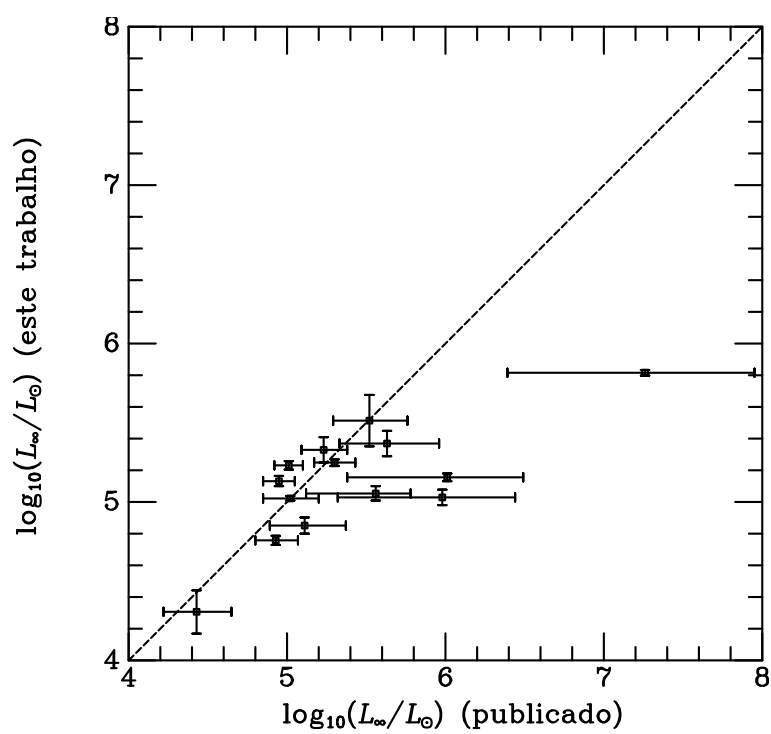


Figura 4.39: Comparação entre os valores obtidos para a luminosidade L_{∞} . O ponto com as maiores barras de erro corresponde ao aglomerado NGC 1810

Capítulo 5

Conclusões e Perspectivas

Nós apresentamos a fotometria para uma amostra de vinte e nove aglomerados de estrelas das Nuvens de Magalhães usando imagens CCD nas bandas UBVRI. Os resultados são sumarizados como segue:

- A calibração fotométrica utilizando estrelas padrão teve erro médio igual a 0.006 mag na banda V para um nível de confiança de 66%. Deixamos claro o quanto essa calibração foi acurada apresentando os resíduos das retas ajustadas.
- Em seguida, determinamos os centros de simetria de cada um dos aglomerados utilizando um algoritmo de autocorrelação espelhada, o que resultou num erro menor do que 0.5", isto é, menor do que 1 pixel, que é a resolução das imagens CCD.
- Construimos perfis de brilho superficial na banda V e ajustamos a estes as leis de decaimento do brilho para aglomerados estelares propostas por King (1962) e Elson *et al.* (1987). Tendo em vista o fato de que os aglomerados da amostra não foram truncados por forças de maré, os parâmetros estruturais obtidos do ajuste da segunda lei citada são mais adequados e foram utilizados para fazer estimativas de luminosidade e massa dos aglomerados.
- Também obtivemos as cores integradas aparentes U–B, B–V, V–R e R–I, para os aglomerados. Entretanto, os erros nas magnitudes integradas para a banda U apresentaram valores muito altos. Aparentemente, a causa desses erros muito altos foi o tempo exposição do CCD, que não foi suficientemente longo na obtenção dessas imagens, visto que a radiação ultravioleta tem baixa resposta por parte do CCD e também é muito atenuada pela atmosfera.

- Fizemos uma calibração das idades dos aglomerados encontradas na literatura consultada em função das cores integradas dos mesmos, com a qual estimamos a idade do aglomerado Lindsay 79 em aproximadamente 60 milhões de anos.

A comparação com os valores encontrados na literatura feita no capítulo 4 mostra que nossos resultados para a fotometria superficial não só estão de acordo com aqueles como foram obtidos com erros significativamente menores, embora nossas observações tenham sido feitas utilizando um telescópio de 1.54 m em terra enquanto as observações de Mackey & Gilmore (2003a, 2003b), por exemplo, foram feitas com o telescópio espacial Hubble. De fato, nossas imagens são de qualidade até melhor pois abrangem o campo ao redor dos aglomerados.

Salientamos que para os aglomerados Lindsay 26, 29, 48, 53, 61, 66, 72, 76, 79 e 85, da Pequena Nuvem de Magalhães, e NGC 1783, 1810, 1870 e 1895, da Grande Nuvem de Magalhães, não foram encontradas na literatura estimativas das luminosidades e massas, o que nos deixa livres para afirmar que as estimativas deste trabalho são inéditas.

Finalmente, fica como proposta de trabalho futuro a construção de diagramas cor-magnitude para cada um dos aglomerados para traçar curvas isócronas e determinar as idades destes de maneira mais precisa, além de investigar a existência de segregação de massa nos aglomerados por meio da comparação dos valores do parâmetro γ em perfis de densidade de estrelas de diferentes faixas de magnitudes.

Bibliografia

- Alcaino, G., Liller, W., 1987, *The Astronomical Journal*, **94**, 372.
- Alves, D. R., Sarajedini, A., 1999, *The Astrophysical Journal*, **511**, 225.
- Bevington, P. R., 1969, McGraw-Hill Book Company, *Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences*.
- Cousins, A. W. J., 1976, *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, **81**, 25.
- Crowl, H. H., Sarajedini, A., Piatti, A. E., Geisler, D., Bica, E., Clariá, J. J., Santos Jr., J. F. C., 2001, *The Astrophysical Journal*, **122**, 220.
- Da Costa, G. S., Hatzidimitriou, D., 1998, *The Astronomical Journal*, **115**, 1934.
- Djorgovski, S., 1988, *International Astronomical Union Symposium*, **126**, 333.
- Elson, R. A. W., Fall, S. M., 1985, *The Astrophysical Journal*, **299**, 211.
- Elson, R. A. W., Fall, S. M., Freeman, K. C., 1987, *The Astrophysical Journal*, **323**, 54.
- Gardiner, L. T., Noguchi, M., 1996, *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, **278**, 191.
- Geisler, D., Bica, E., Dottori, H., Clariá, J. J., Piatti, A. E., Santos Jr., J. F. C., 1997, *The Astronomical Journal*, **114**, 1920.
- Graham, J. A., 1982, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **94**, 244.
- Groenewegen, M. A. T., 2000, *Astronomy & Astrophysics*, **363**, 901.
- Groenewegen, M. A. T., Salaris, M., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, **366**, 752.
- Grondin, L., Demers, S., Kunkel, W. E., 1992, *The Astronomical Journal*, **103**, 1234.
- Gouliermis, D., Keller, S. C., Kontizas, M., Kontizas, E., Bellas-Velidis, I., 2004, *Astronomy & Astrophysics*, **416**, 137.

- Hilditch, R. W., Howarth, I. D., Harries, T. J., 2005, *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, **357**, 304.
- Hindman, J. V., Kerr, F. J., McGee, R. X., 1963. *Australian Journal of Physics*, **16**, 570.
- Hodge, P. W., 1960, *The Astrophysical Journal*, **131**, 351.
- Hodge, P. W., 1983, *The Astrophysical Journal*, **264**, 470.
- Hodge, P. W., 1984, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **96**, 947.
- Hodge, P. W., Flower, P., 1987, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **99**, 734.
- Howell, J. H., Guhathakurta, P., Tan, A., 2000, *The Astronomical Journal*, **119**, 1259.
- Ibata, R. A., Gilmore, G., Irwin, M. J., 1994, *Nature*, **370**, 195.
- Inman, R. T., Carney, B. W., 1987, *The Astronomical Journal*, **93**, 1166.
- Jasniewicz, G., Thévenin, F., 1994, *Astronomy & Astrophysics*, **282**, 717.
- Jefferys, W.H., Fitzpatrick, M.J., McArthur, B.E., McCartney, J.E., 1988, *GaussFit: A System for Least Squares and Robust Estimation - User's Manual*.
- Johnson, H. A., 1955, *Annales d'Astrophysique*, **18**, 293.
- King, I., 1962, *The Astronomical Journal*, **67**, 471.
- Kovács, G., 2000, *Astronomy & Astrophysics*, **360**, L1-L4.
- Kovács, G., 2000, *Astronomy & Astrophysics*, **363**, L1-L4.
- Kron, G. E., 1956, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **68**, 125.
- Landolt, A. U., 1992, *The Astronomical Journal*, **340**, 104.
- Lang, Kenneth R., 1992, *Astrophysical Data: Planets and Stars*, Springer-Verlag, New York.
- Lauberts, M., 1982, *The ESO/Uppsala Survey of the ESO(B) Atlas-503*.
- Lynga, G., Westerlund, B. E., 1963, *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, **127**, 31.
- Mackey, A. D., Gilmore, G. F., 2003, *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, **338**, 85.
- Mackey, A. D., Gilmore, G. F., 2003, *Monthly Notices Royal Astronomical Society*, **338**, 120.

- Massey, P., 1992, *A User's Guide to CCD Reductions with IRAF*.
- Massey, P., Davis, L., 1992, *A User's Guide to Stellar CCD Photometry with IRAF*.
- Mathewson, D. S., Cleary, M. N., Murray, J. D., 1974, *The Astrophysical Journal*, **190**, 291.
- Mendenhall, W., Sheaffer, R. L., Wackerly, D. D., 1986, *Mathematical Statistics with Applications*, PWS Publishes, Boston.
- Mighell, K. J., Sarajedini, A., French, R. S., 1998, *The Astronomical Journal*, **116**, 2395.
- Mould, J. R., Kristian, J., Nemec, J., Aaranson, M., Jensen, J., 1989, *The Astrophysical Journal*, **339**, 84.
- Olszewski, E. W., Schommer, R. A., Suntzeff, N. B., Harris, H. C., 1991, *The Astronomical Journal*, **101**, 515.
- Panagia, N., Gilmozzi, R., Machetto, F., Adorf, H. M., Kirshner, R. P., 1992, *The Astrophysical Journal*, **386**, 31.
- Piatti, A. E., Santos Jr., J. F. C., Clariá, J. J., Bica, E., Ahumada, A. V., Parisi, M. C., 2005, *Astronomy & Astrophysics*, **440**, 111.
- Putman, M. E., Gibson, B. K., Staveley-Smith, L., 1998, *Nature*, **394**, 752.
- Press, W. H., Flannery, B. P., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., 1992, Cambridge University Press, *Numerical Recipes in FORTRAN - Example Book: The Art of Scientific Computing*.
- Schommer, R. A., Geisler, D., 1988, *International Astronomical Union Symposium*, **126**, 577.
- Shapley, H., Lindsay, E. M., 1963, *Irish Astronomical Journal*, **6**, 74.
- Schwarz, H. E., Melnick, J., 1990, European Southern Observatory, *The ESO Users Manual*.
- Stetson, P., Mathis, J. S., Krugel, E., 1989, *Image and Data Processing - Interstellar Dust*, V Advanced School of Astrophysics, Águas de São Pedro, SP, Brasil.
- Straizys, V., Sviderskiene, Z., 1972, *Vilnius Astronomijos Observatorijos Biuletenis*, **35**, 3.
- van den Bergh, S., 1991, *The Astrophysical Journal*, **369**, 1.
- van den Bergh, S., 2000, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, **112**, 529.
- Wannier, P., Wrixon, G. T., 1972, *The Astrophysical Journal*, **173**, L119-L123.

Apêndice A

Imagens dos Aglomerados Estelares

Imagens de todos os aglomerados na banda V obtidas a partir dos dados coletados pelo Dr. Alex A. Schmidt, em 1991, no ESO (European Southern Observatory), em La Silla, Chile.

Em todas as imagens tem-se a direção sul para baixo e a direção leste para a esquerda. As imagens dos aglomerados Lindsay 48, 72, 85, NGC 1818 e 1831 possuem escala de $0.23745''/\text{pixel}$, as demais, escala de $0.47490''/\text{pixel}$.

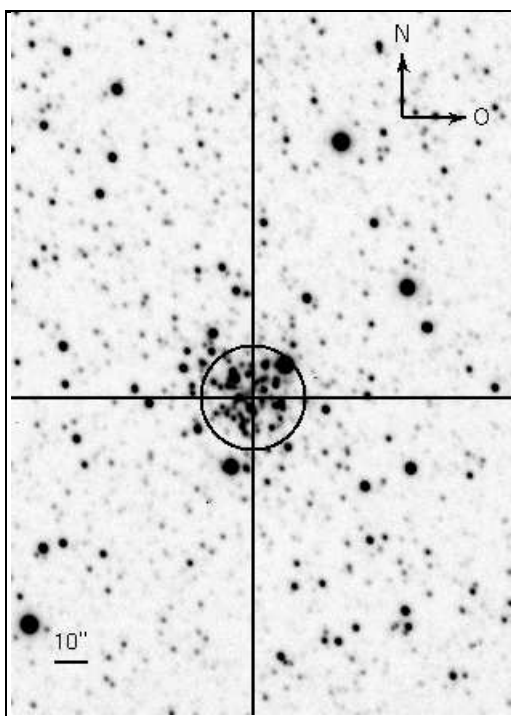


Figura A.1: Lindsay 16 (NGC 176)

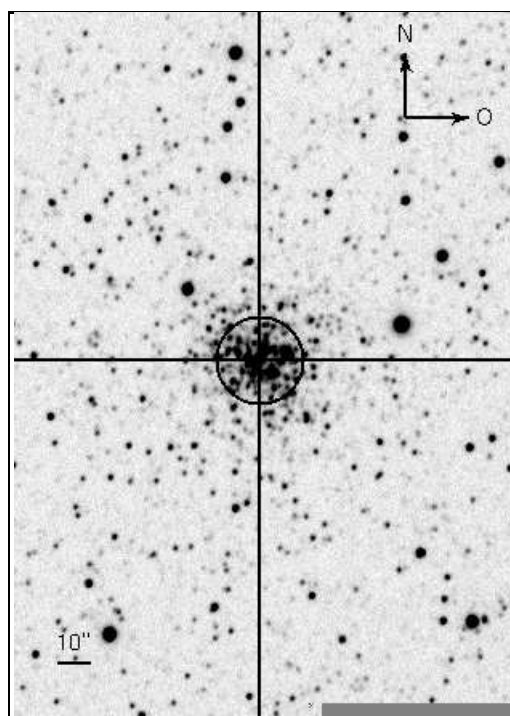


Figura A.2: Lindsay 26

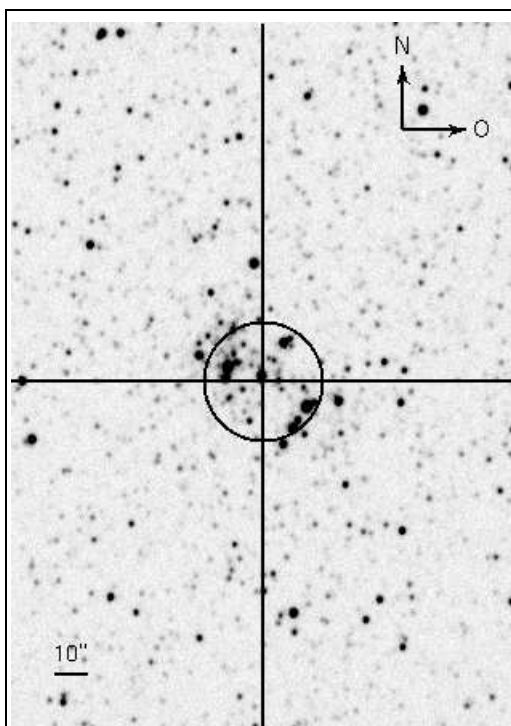


Figura A.3: Lindsay 29 (NGC 241/242)

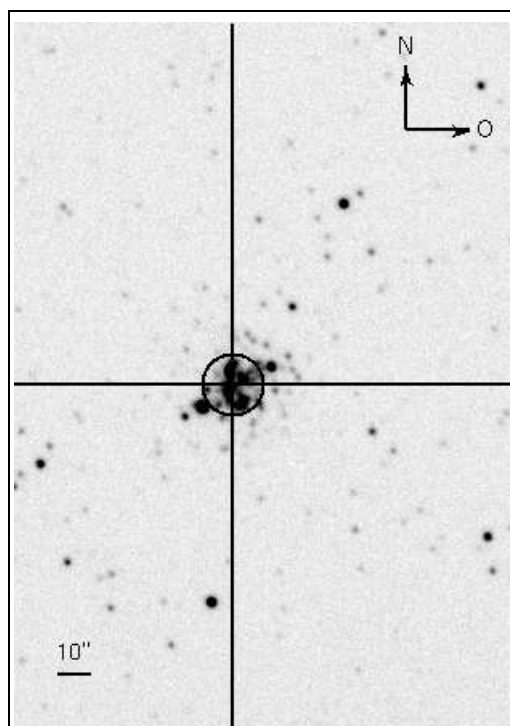


Figura A.4: Lindsay 48

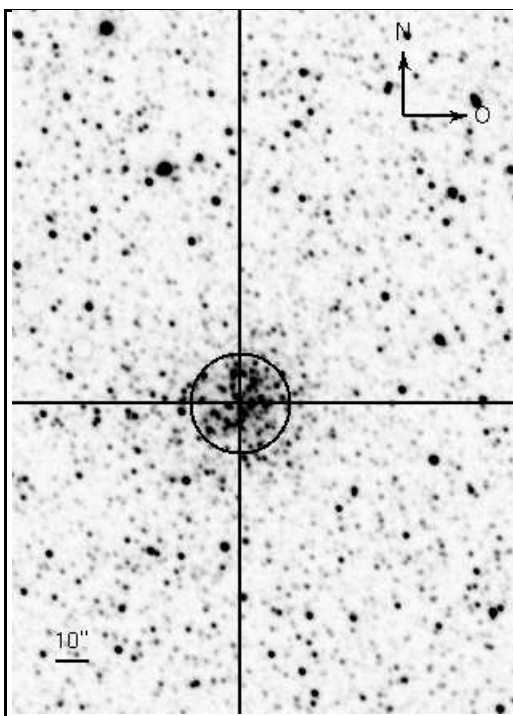


Figura A.5: Lindsay 53

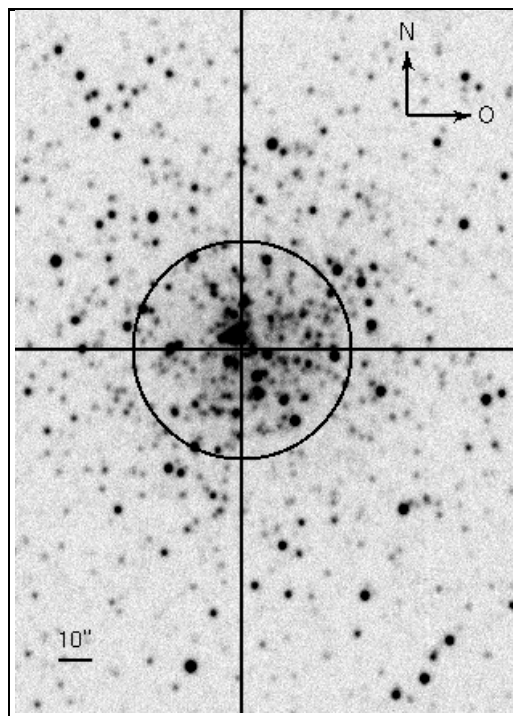


Figura A.6: Lindsay 67 (NGC 361)

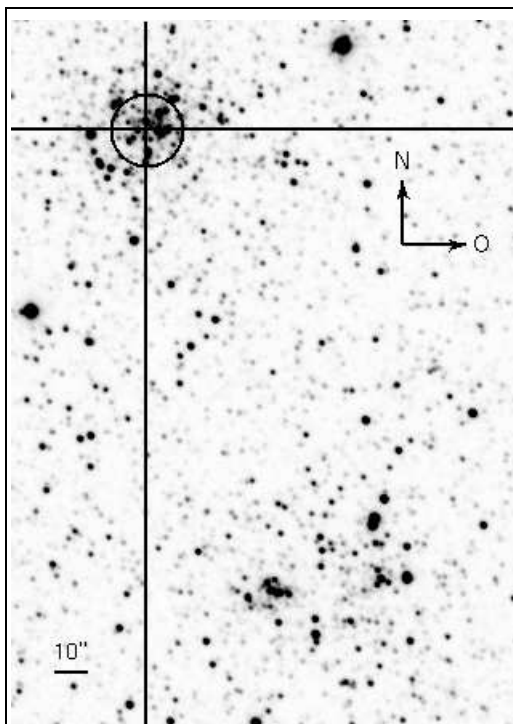


Figura A.7: Lindsay 61

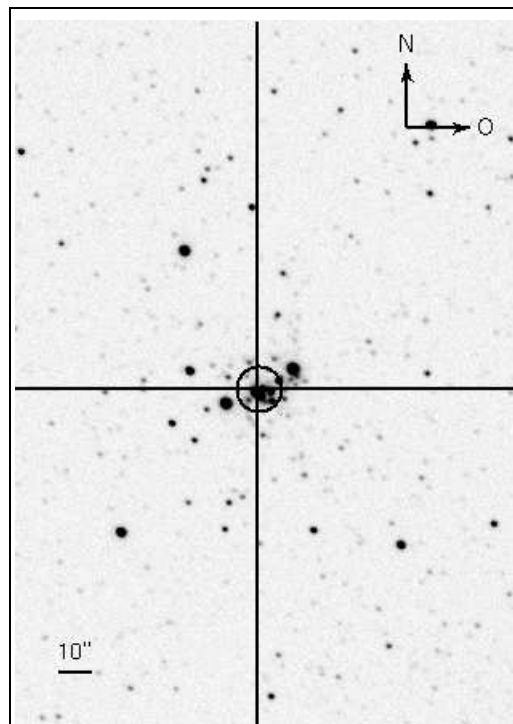


Figura A.8: Lindsay 66

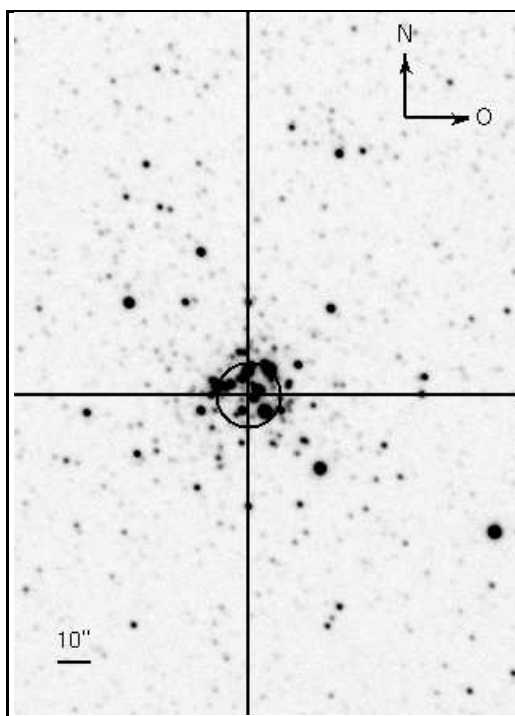


Figura A.9: Lindsay 72 (NGC 376)

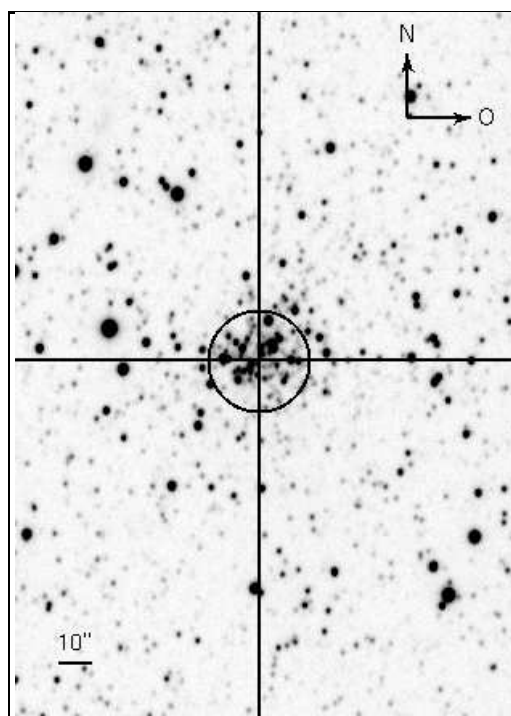


Figura A.10: Lindsay 76

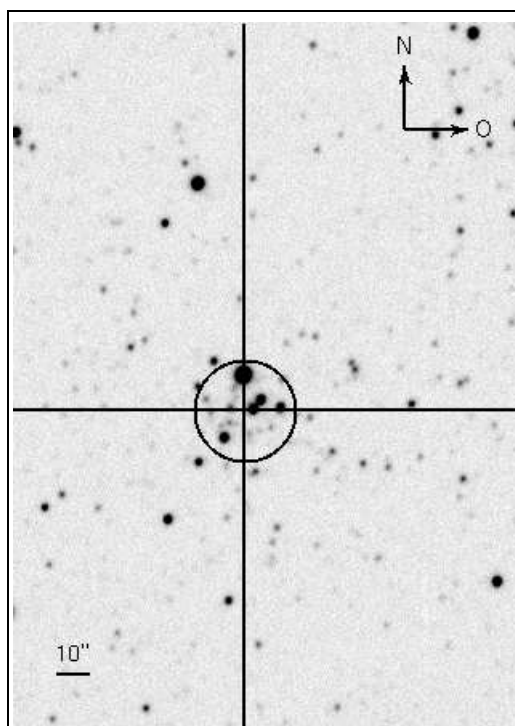


Figura A.11: Lindsay 79

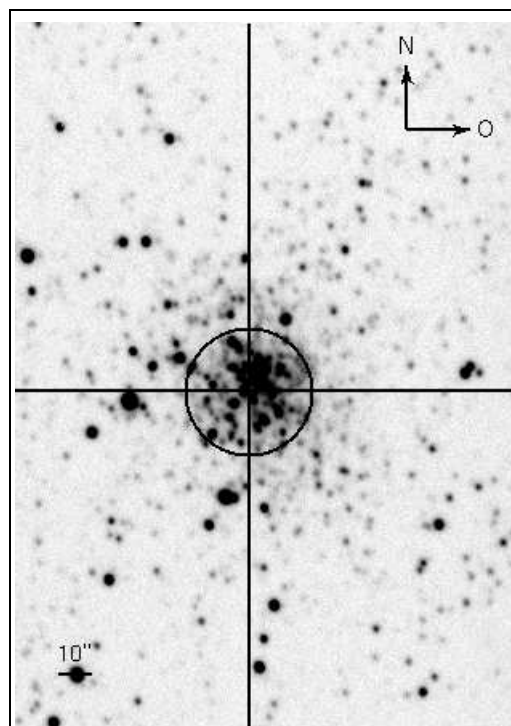


Figura A.12: Lindsay 82 (NGC 411)

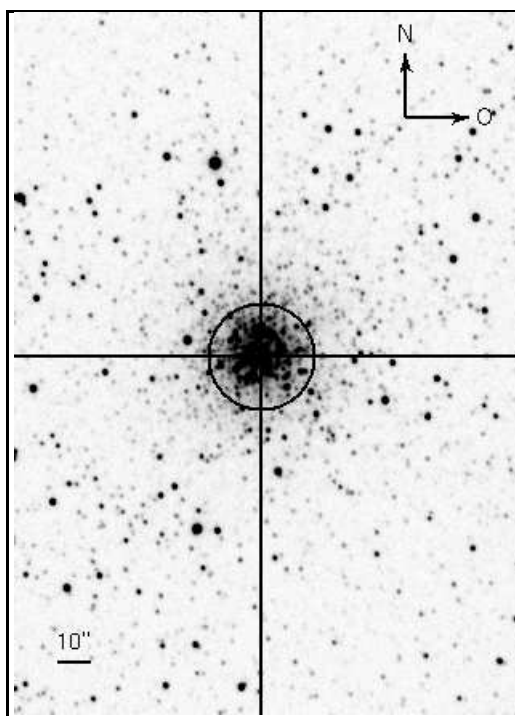


Figura A.13: Lindsay 83 (NGC 416)

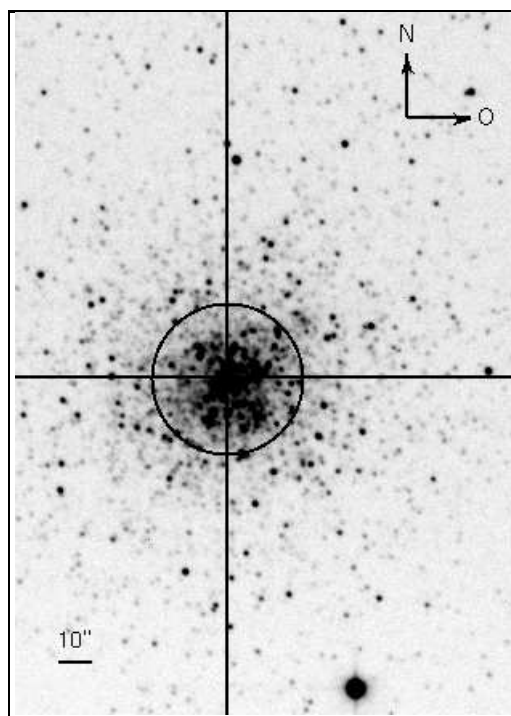


Figura A.14: Lindsay 85 (NGC 419)

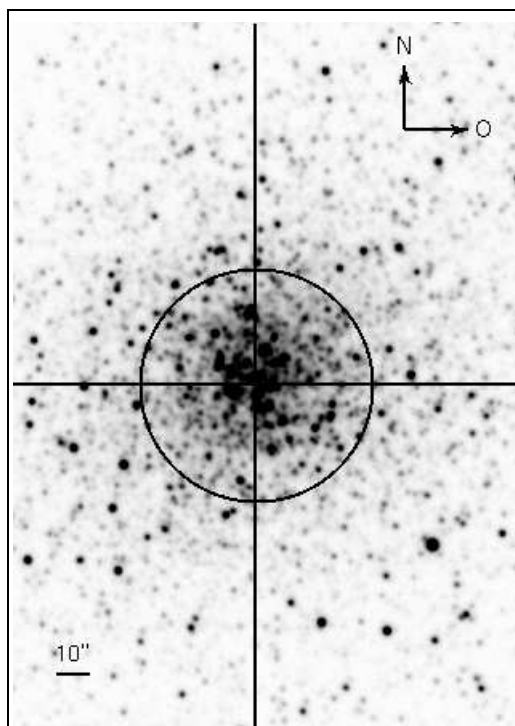


Figura A.15: NGC 1783

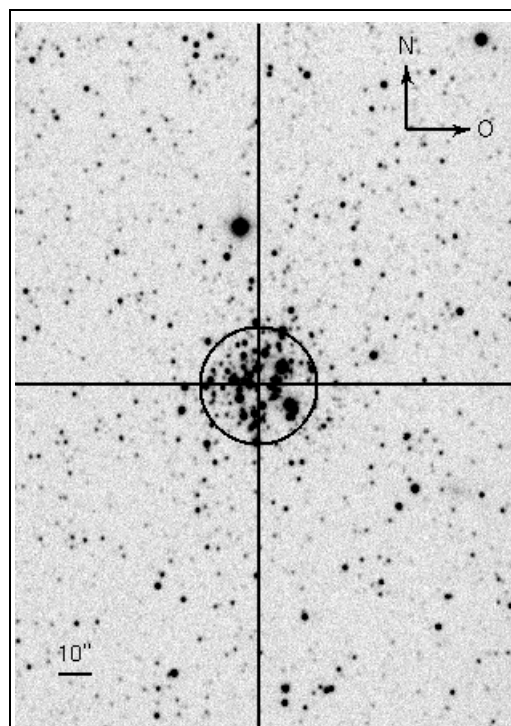


Figura A.16: NGC 1810

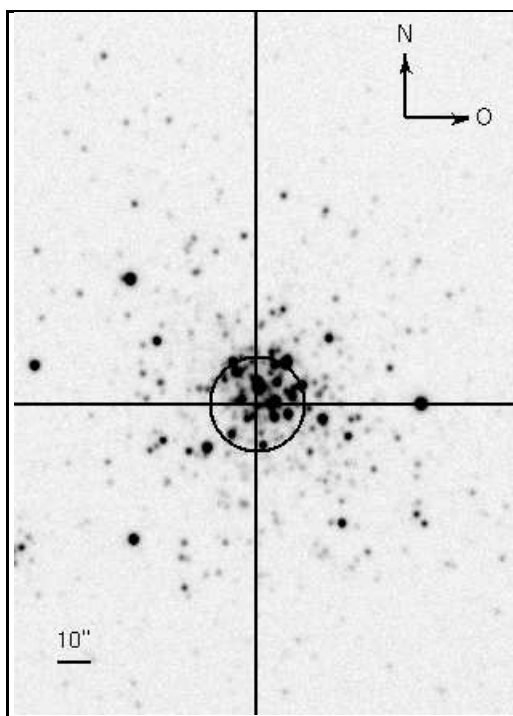


Figura A.17: NGC 1818

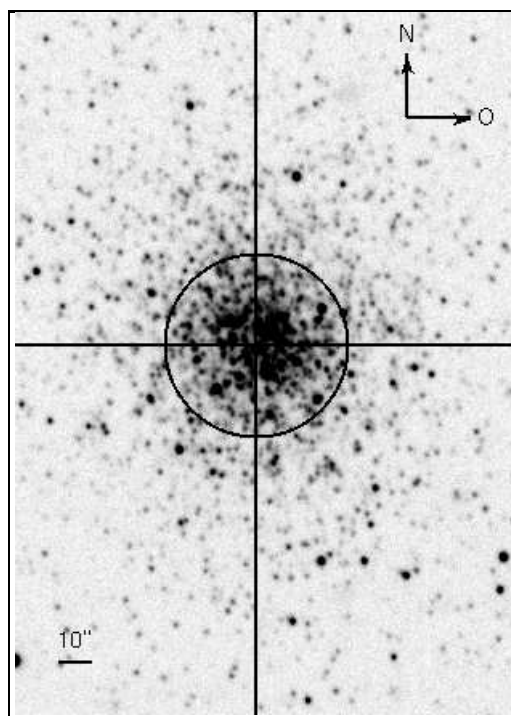


Figura A.18: NGC 1831

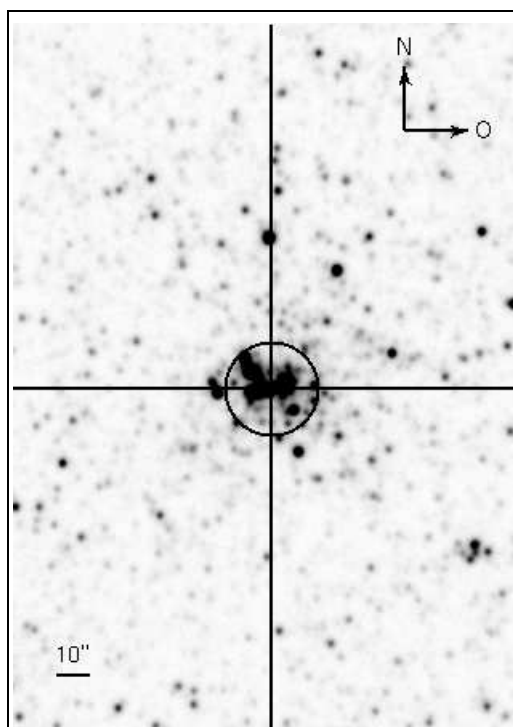


Figura A.19: NGC 1847

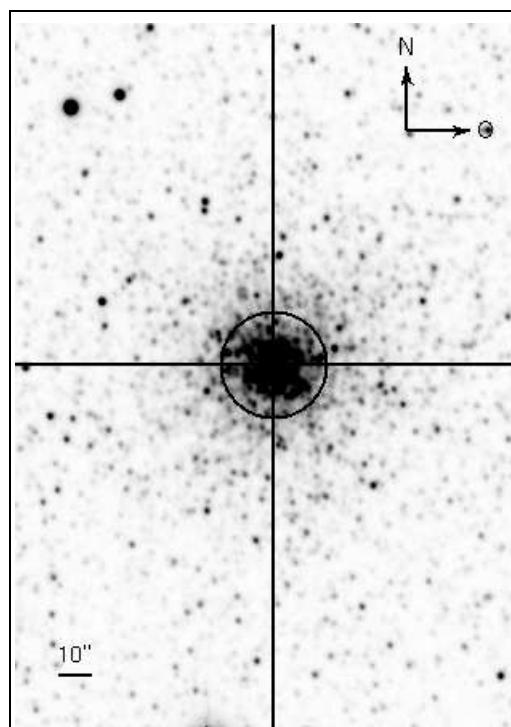


Figura A.20: NGC 1856

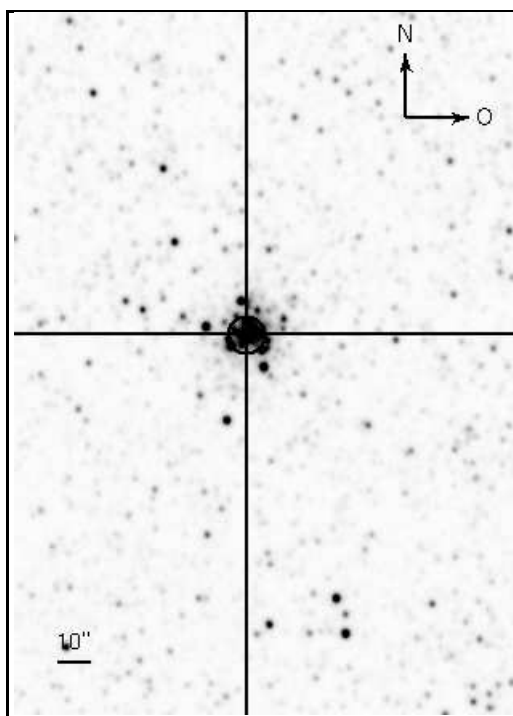


Figura A.21: NGC 1870

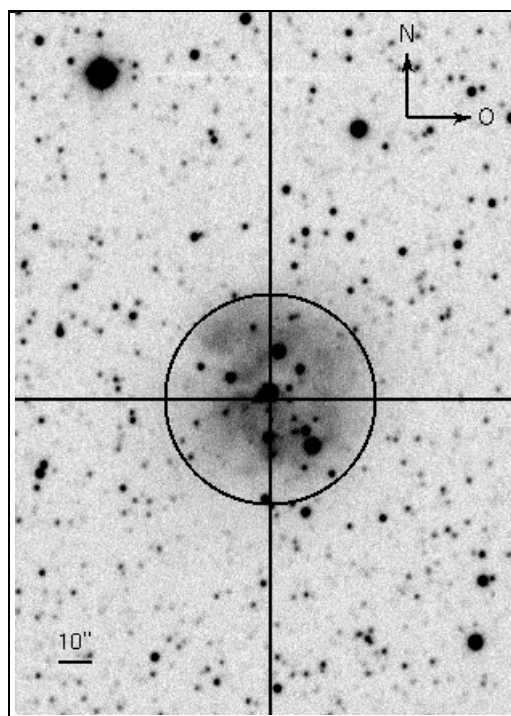


Figura A.22: NGC 1895

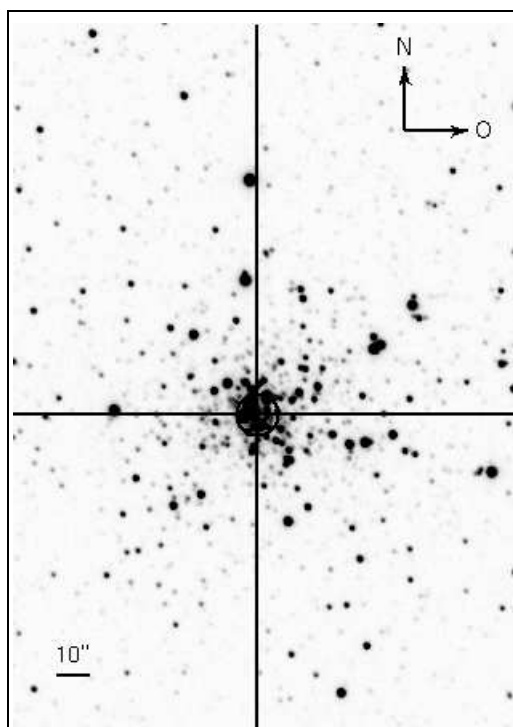


Figura A.23: NGC 2004

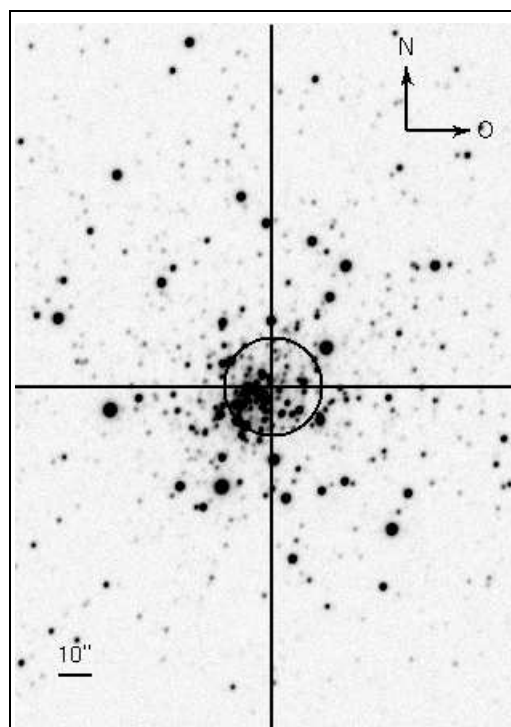


Figura A.24: NGC 2100

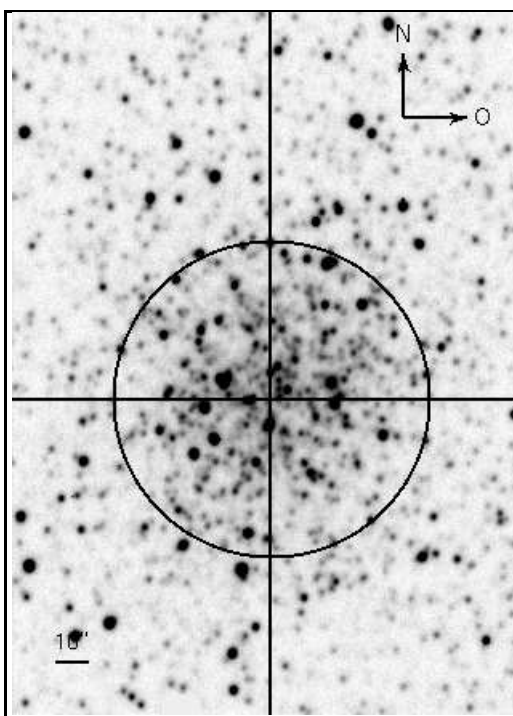


Figura A.25: NGC 2121

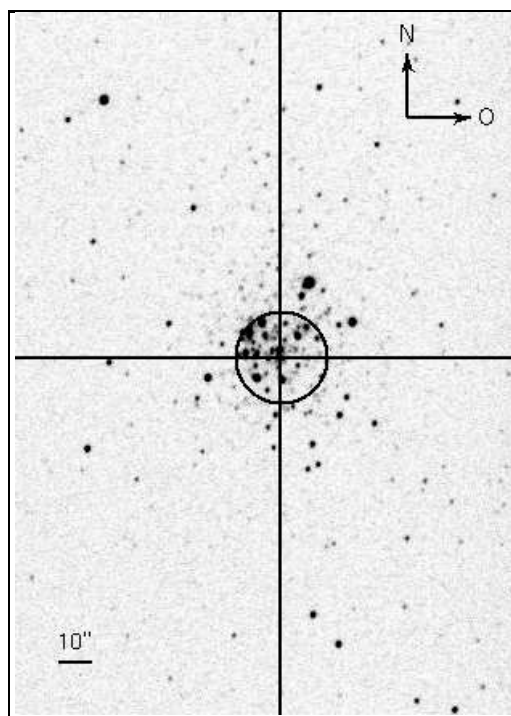


Figura A.26: NGC 2159

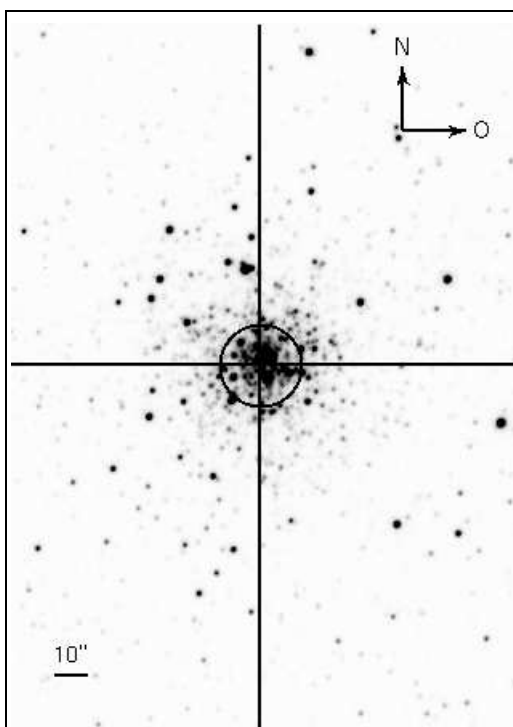


Figura A.27: NGC 2164

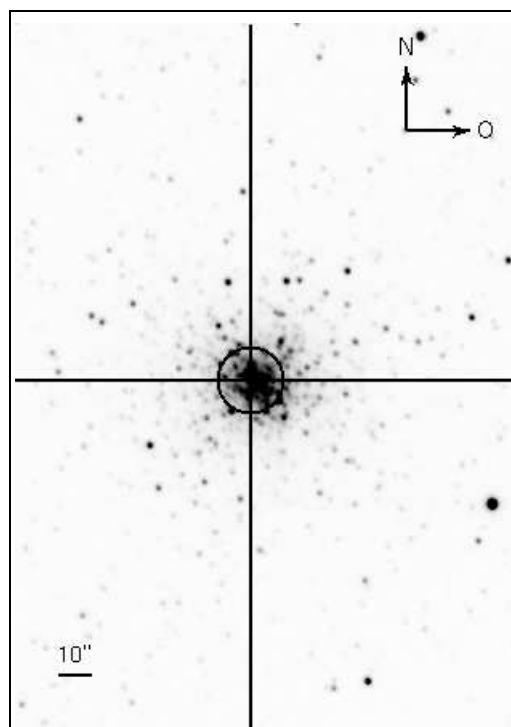


Figura A.28: NGC 2210

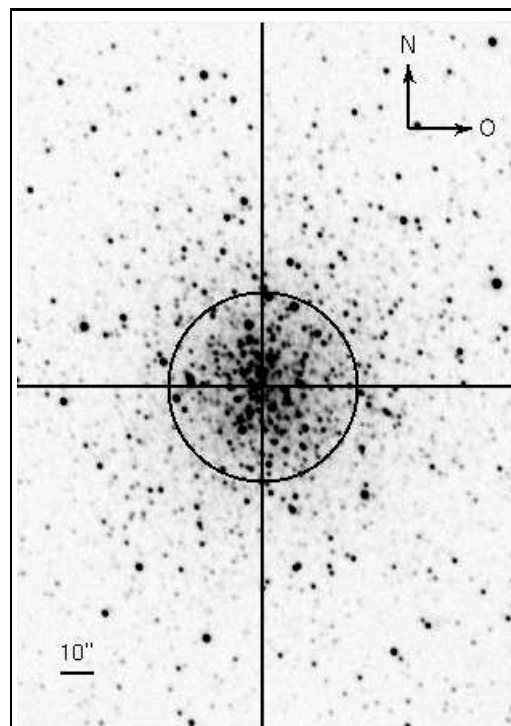


Figura A.29: [H60b] 11

Apêndice B

Determinação dos Coeficientes de Extinção Atmosférica

A extinção atmosférica para o brilho das estrelas pode ser determinada comparando a magnitude das mesmas para diferentes massas de ar. A razão entre a variação da magnitude e a diferença entre as massas de ar, que podem ser aproximadas pela secante da distância zenital, resulta no coeficiente de extinção para a banda do espectro em que a estrela foi observada.

A magnitude por massa de ar na banda S de uma estrela sem o efeito da extinção (acima da atmosfera) é

$$m_S = -2.5 \log \int_{-\infty}^{\infty} S(\lambda) f(\lambda) d\lambda,$$

e a magnitude por massa de ar dessa mesma estrela com o efeito da extinção é

$$m_S^0 = -2.5 \log \int_{-\infty}^{\infty} S(\lambda) f(\lambda) e(\lambda) d\lambda,$$

onde $f(\lambda)$ é a distribuição do fluxo em função do comprimento de onda λ , $S(\lambda)$ é a curva de transmissão do filtro S , e $e(\lambda)$, a curva de transmissão da atmosfera por unidade de massa de ar em função do comprimento de onda (a curva de transmissão para cada filtro e a curva de transmissão atmosférica do sítio do ESO foram apresentadas na figura 2.1).

O coeficiente de extinção k_S (em magnitudes por massa de ar) na banda S pode

ser obtido da relação

$$k_S = m_S - m_S^0.$$

Os coeficientes de extinção apresentados na tabela 2.2 foram calculados utilizando as equações deste apêndice para as bandas U, B, V, R, I, com as funções de distribuição do fluxo para estrelas de todos os tipos espectrais obtidas do Catálogo Espectral Vilnius (Straizys & Sviderskiene, 1972).

Apêndice C

Transformação do Sistema de Coordenadas

A mudança de coordenadas entre duas imagens CCD possui três graus de liberdade, uma rotação, uma translação e uma mudança de escala. O método para efetuar essa mudança de coordenadas apresentado a seguir foi sugerido por Stetson *et al.* (1989).

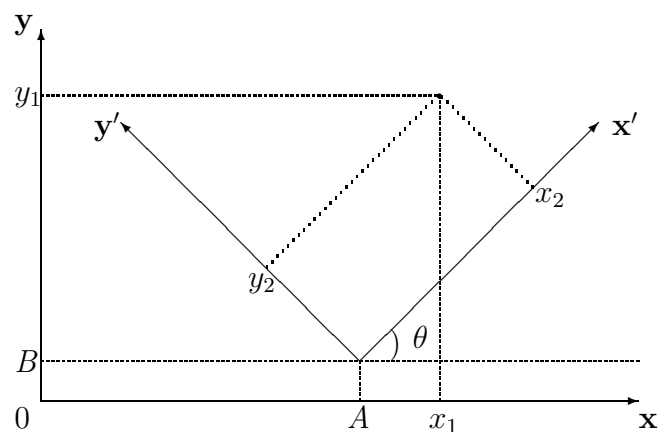


Figura C.1: Mudança de coordenadas.

De acordo com a figura C.1, as coordenadas (x_1, y_1) de uma imagem podem ser relacionadas com as coordenadas (x_2, y_2) de outra imagem por meio das equações

$$x_1 = A + Kx_2 \cos \theta + Ky_2 \cos \left(\frac{\pi}{2} + \theta \right),$$

$$y_1 = B + Kx_2 \sin \theta + Ky_2 \sin \left(\frac{\pi}{2} + \theta \right),$$

ou

$$\begin{aligned}x_1 &= A + Kx_2 \cos \theta - Ky_2 \sin \theta, \\y_1 &= B + Kx_2 \sin \theta + Ky_2 \cos \theta,\end{aligned}$$

onde os parâmetros A e B dão a translação, o ângulo θ , a rotação, e o coeficiente K , a mudança de escala.

É possível reescrever essas equações de modo mais conveniente fazendo $C = K \cos \theta$ e $D = K \sin \theta$, então,

$$\begin{aligned}x_1 &= A + Cx_2 - Dy_2, \\y_1 &= B + Dx_2 + Cy_2,\end{aligned}$$

com $K = \sqrt{C^2 + D^2}$ e $\theta = \arctan\left(\frac{D}{C}\right)$.

Como as duas equações de transformação estão acopladas é possível juntá-las numa forma generalizada

$$u = A(v_1)_i + B(v_2)_i + C(v_3)_i + D(v_4)_i,$$

onde $u = x_1$, $v_1 = 1$, $v_2 = 0$, $v_3 = x_2$ e $v_4 = -y_2$, para valores pares de i , e $u = y_1$, $v_1 = 0$, $v_2 = 1$, $v_3 = y_2$ e $v_4 = x_2$, para valores ímpares de i . Dessa forma, os valores de A , B , C , e D podem ser determinados efetuando um ajuste multi-linear resolvendo o seguinte sistema de equações lineares

$$\begin{pmatrix} m & \sum_{i=1}^m (v_1)_i & \sum_{i=1}^m (v_2)_i & \sum_{i=1}^m (v_3)_i & \sum_{i=1}^m (v_4)_i \\ \sum_{i=1}^m (v_1)_i & \sum_{i=1}^m (v_1)_i^2 & \sum_{i=1}^m (v_1)_i (v_2)_i & \sum_{i=1}^m (v_1)_i (v_3)_i & \sum_{i=1}^m (v_1)_i (v_4)_i \\ \sum_{i=1}^m (v_2)_i & \sum_{i=1}^m (v_2)_i (v_1)_i & \sum_{i=1}^m (v_2)_i^2 & \sum_{i=1}^m (v_2)_i (v_3)_i & \sum_{i=1}^m (v_2)_i (v_4)_i \\ \sum_{i=1}^m (v_3)_i & \sum_{i=1}^m (v_3)_i (v_1)_i & \sum_{i=1}^m (v_3)_i (v_2)_i & \sum_{i=1}^m (v_3)_i^2 & \sum_{i=1}^m (v_3)_i (v_4)_i \\ \sum_{i=1}^m (v_4)_i & \sum_{i=1}^m (v_4)_i (v_1)_i & \sum_{i=1}^m (v_4)_i (v_2)_i & \sum_{i=1}^m (v_4)_i (v_3)_i & \sum_{i=1}^m (v_4)_i^2 \end{pmatrix} \begin{pmatrix} 0 \\ A \\ B \\ C \\ D \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \sum_{i=1}^m u_i \\ \sum_{i=1}^m (v_1)_i u_i \\ \sum_{i=1}^m (v_2)_i u_i \\ \sum_{i=1}^m (v_3)_i u_i \\ \sum_{i=1}^m (v_4)_i u_i \end{pmatrix}$$

onde m é o número de pontos. De fato, $m = 2n$, porque são n pontos em x e n pontos em y .

Essa transformação de coordenadas não leva em conta uma possível inversão dos eixos das imagens. Nesse caso, a mudança da direção dos eixos pode ser feita manualmente antes de obter as coordenadas dos pontos.

Apêndice D

Desvio Padrão do Modo

Uma relação entre o desvio padrão da média e o desvio padrão do modo pode ser obtida efetuando o procedimento à seguir.

A média para um conjunto de n valores de x é

$$x_{med} = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n x_i,$$

e o desvio padrão dessa média é

$$\sigma_{x_{med}} = \sqrt{\frac{1}{n-1} \sum_{i=1}^n (x_{med} - x_i)^2}.$$

Já o desvio padrão do modo é dado por

$$\sigma_{x_{mod}} = \sqrt{\frac{1}{n-1} \sum_{i=1}^n (x_{mod} - x_i)^2}.$$

O modo e a média diferem apenas por uma constante C , então,

$$x_{mod} = x_{med} + C.$$

Substituindo essa relação na equação para o desvio padrão do modo, resulta que

$$\sigma_{x_{mod}} = \sqrt{\frac{1}{n-1} \sum_{i=1}^n (x_{med} + C - x_i)^2},$$

e expandindo o termo quadrático, tem-se

$$\sigma_{x_{mod}} = \sqrt{\frac{1}{n-1} \sum_{i=1}^n (x_{med} - x_i)^2 + \frac{2C}{n-1} \sum_{i=1}^n (x_{med} - x_i) + \frac{nC^2}{n-1}},$$

sendo que o primeiro termo dentro da raiz quadrada é o desvio padrão da média, o segundo termo é nulo e o terceiro, aproximadamente igual à C^2 para $n \gg 1$. O resultado é

$$\sigma_{x_{mod}} = \sqrt{\sigma_{x_{med}}^2 + C^2}.$$

Utilizando mais uma vez a relação entre o modo e a média, obtém-se

$$\sigma_{x_{mod}} = \sqrt{\sigma_{x_{med}}^2 + (x_{mod} - x_{med})^2}.$$

Apêndice E

Método de Levenberg-Marquardt

Para ajustar uma função não-linear $y(x)$ que possui um conjunto de parâmetros a_1 , a_2 e a_3 , define-se um vetor de variáveis $\mathbf{a} = (a_1, a_2, a_3)$ e uma função mérito adimensional $\chi^2(\mathbf{a})$ dada por

$$\chi^2(\mathbf{a}) = \sum_{i=1}^N \left[\frac{y_i - y(x_i; \mathbf{a})}{\sigma_i} \right]^2,$$

onde σ_i é o erro em cada um dos N pontos usados no ajuste. Dados os valores iniciais para os parâmetros, executa-se um procedimento iterativo para minimizar χ^2 , onde o incremento δa_i de cada um desses parâmetros é calculado resolvendo a equação

$$\sum_{i=1}^N \alpha_{ki} \delta a_i = \beta_k,$$

sendo que

$$\beta_k = -\frac{1}{2} \frac{\partial \chi^2}{\partial a_k} \quad \text{e} \quad \alpha_{ki} = \frac{1}{2} \frac{\partial^2 \chi^2}{\partial a_k \partial a_i} (1 + \lambda).$$

Se $k \neq i$, então $\lambda = 0$, mas se $k = i$, o valor de λ poderá ser escolhido arbitrariamente.

O algoritmo para minimizar χ^2 conforme Press *et al.* (1992) pode ser estruturado como segue:

1. Calcular $\chi^2(\mathbf{a})$;
2. Escolher um valor pequeno de λ , como $\lambda = 0.001$;
3. Calcular o incremento $\delta \mathbf{a}$ e $\chi^2(\mathbf{a} + \delta \mathbf{a})$;

4. Se $\chi^2(\mathbf{a} + \delta\mathbf{a}) \leq \chi^2(\mathbf{a})$, então $\lambda \leftarrow \lambda + 10$, e retornar ao passo 3;
5. Se $\chi^2(\mathbf{a} + \delta\mathbf{a}) > \chi^2(\mathbf{a})$, então $\lambda \leftarrow \lambda - 10$, $\mathbf{a} \leftarrow \mathbf{a} + \delta\mathbf{a}$, e retornar ao passo 3;

Este procedimento é repetido até que a variação dos parâmetros resulte numa diferença estatisticamente insignificante da função mérito ($\chi^2(\mathbf{a} + \delta\mathbf{a}) - \chi^2(\mathbf{a}) \ll 1$). Os valores dos parâmetros que minimizam χ^2 são aqueles que melhor ajustam a função y aos pontos.

No caso deste trabalho, a função $y(x)$ é a função que se ajusta às amplitudes de autocorrelação no algoritmo de determinação do centro dos aglomerados (equação 3.1), ou uma das leis de decaimento do brilho superficial apresentadas no capítulo 3, com seus respectivos parâmetros.

Apêndice F

Conversão de Unidades do Brilho Superficial

No capítulo 4, o brilho superficial central (μ_0) foi determinado em escala de magnitudes e convertido para luminosidades solares usando a relação que é obtida efetuando o procedimento a seguir.

A magnitude aparente de um objeto na banda V (já corrigida por extinção atmosférica) é definida como

$$m_V = -2.5 \log \left(\frac{F_V}{4\pi d^2} \right) + C,$$

onde F_V é o fluxo na banda V, d , a distância em parsec e C , uma constante que define o zero da escala de magnitudes.

A magnitude absoluta (magnitude a 10 pc de distância) do Sol na banda V é definida como

$$M_V^\odot = -2.5 \log \left(\frac{L_V^\odot}{4\pi(10 \text{ pc})^2} \right) + C,$$

onde L_V^\odot é a luminosidade do Sol na banda V.

A razão entre os fluxos F_V e L_V^\odot em escala de magnitudes é dada por

$$-0.4(m_V - M_V^\odot) = \log \left[\frac{F_V/(4\pi d^2)}{L_V^\odot/(4\pi(10 \text{ pc})^2)} \right].$$

Na base decimal esta relação tem a forma

$$10^{-0.4(m_V - M_V^\odot)} = \frac{F_V (10 \text{ pc})^2}{d^2 L_V^\odot}.$$

Aplicando a relação entre a distância d e o módulo da distância D ,

$$d = 10^{(5+D)/5} \text{ pc},$$

o resultado é

$$10^{-0.4(m_V - M_V^\odot)} = \frac{F_V (10 \text{ pc})^2}{(10^{(D+5)/5} \text{ pc})^2 L_V^\odot}.$$

Isolando o fluxo F_V obtém-se

$$F_V = 10^{0.4(M_V^\odot - m_V + D)} L_V^\odot.$$

E agora, aplicando a correção da extinção galáctica para a magnitude μ_V ,

$$m_V = m'_V - 3.1E(B - V),$$

onde $E(B - V)$ é o excesso de cor; o fluxo será dado por

$$F_V = 10^{0.4(M_V^\odot - m'_V + 3.1E(B-V) + D)} L_V^\odot,$$

que pode ser reescrito como

$$F_V 10^{0.4m'_V} = 10^{0.4(M_V^\odot + 3.1E(B-V) + D)} L_V^\odot.$$

Neste ponto, substituí-se o fluxo F_V e a magnitude m'_V pelo fluxo superficial central f_0 e pela magnitude superficial central μ_0 definida por

$$\mu_0 = -2.5 \log f_0 + C.$$

Então,

$$F_V 10^{0.4m'_V} = f_0 10^{0.4\mu_0}.$$

Fazendo a substituição, o fluxo superficial central será dado por

$$f_0 = 10^{0.4(M_V^\odot - \mu_0 + 3.1E(B-V) + D)} \epsilon^2 L_V^\odot \text{pc}^{-2},$$

onde ϵ é o fator de escala definido como

$$\epsilon = \frac{1.296 \times 10^6}{2\pi 10^{(D+5)/5}} \text{''/pc}.$$

O último passo é aplicar a correção bolométrica cb para a magnitude

$$M_V^\odot = M_{bol}^\odot + cb,$$

onde M_{bol}^\odot é a magnitude bolométrica do Sol, e a para luminosidade

$$L_V^\odot = L_\odot 10^{-0.4cb},$$

onde L_\odot é a luminosidade bolométrica do Sol.

O resultado é a equação utilizada no capítulo 4,

$$f_0 = 10^{0.4(M_{bol}^\odot - \mu_0 + 3.1E(B-V) + D)} \epsilon^2 L_\odot \text{pc}^{-2}.$$

Apêndice G

Identificadores

Lista de identificações mais comuns em diferentes catálogos para os aglomerados deste trabalho.

Na literatura científica a preferência é dada ao catálogo em que o objeto foi identificado pela primeira vez.

Tabela G.1: Identificadores alternativos dos aglomerados.

id.	ref.	id.	ref.	id. ⁴	id.	ref.	id.	ref.
Lindsay 16	5	NGC 176	7	ESO 029-SC 002	Kron 12	3		
Lindsay 26	5				Kron 17	3		
Lindsay 29	5	NGC 241/242	7		Kron 22	3		
Lindsay 48	5			ESO 051-SC 006				
Lindsay 53	5				Kron 34	3		
Lindsay 61	5			ESO 029-SC 027	Kron 40	3	IC 1611	2
Lindsay 66	5							
Lindsay 67	5	NGC 361	7	ESO 051-SC 012	Kron 46	3		
Lindsay 72	5	NGC 376	7	ESO 029-SC 029	Kron 49	3		
Lindsay 76	5			ESO 051-SC 017	Kron 52	3	IC 1624	2
Lindsay 79	5			ESO 029-SC 031	Kron 54	3		
Lindsay 82	5	NGC 411	7	ESO 051-SC 019	Kron 60	3		
Lindsay 83	5	NGC 416	7	ESO 029-SC 032	Kron 59	3		
Lindsay 85	5	NGC 419	7	ESO 029-SC 033	Kron 58	3		
NGC 1783	7	[SL63] 148	8	ESO 085-SC 029				
NGC 1810	7	[SL63] 194	8	ESO 085-SC 035				
NGC 1818	7	[SL63] 201	8	ESO 085-SC 040				
NGC 1831	7	[SL63] 227	8	ESO 085-SC 044			LW 133	6
NGC 1847	7	[SL63] 240	8	ESO 056-SC 066				
NGC 1856	7	[SL63] 271	8	ESO 056-SC 073				
NGC 1870	7	[SL63] 317	8	ESO 056-SC 081				
NGC 1895	7							
NGC 2004	7	[SL63] 523	8	ESO 086-SC 004				
NGC 2100	7	[SL63] 662	8	ESO 057-SC 025				
NGC 2121	7	[SL63] 725	8	ESO 057-SC 040			LW 303	6
NGC 2159	7	[SL63] 799	8	ESO 057-SC 060				
NGC 2164	7	[SL63] 808	8	ESO 057-SC 062				
NGC 2210	7	[SL63] 858	8	ESO 057-SC 071			LW 423	6
[H60b] 11	1	[SL63] 868	8	ESO 057-SC 076			LW 437	6

(1) Hodge (1960); (2) Inman & Carney (1987); (3) Kron (1956); (4) Lauberts (1982); (5) Lindsay (1958); (6) Lynga & Westerlund (1963); (7) New General Catalogue (1888); (8) Shapley & Lindsay (1963).