

UNIVERSIDADE FEDERAL DE ITAJUBÁ
INSTITUTO DE CIÊNCIAS EXATAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA E QUÍMICA

**Ajuste de isócronas a dados fotométricos de
aglomerados abertos através de uma nova ferramenta
de otimização global**

Natália Amarinho Nunes

*Dissertação apresentada ao Instituto de
Ciências Exatas, Universidade Federal de Ita-
jubá, para obtenção do título de Mestre em
Física e Matemática Aplicada*

ORIENTADOR: Prof. Dr. Wilton S. Dias
CO-ORIENTADOR: Prof. Dr. Héktor Monteiro

ITAJUBÁ
2011

Resumo

Os aglomerados abertos são objetos fundamentais para estudos da estrutura espiral da nossa Galáxia, tornando-se imprescindível determinarmos, de forma homogênea, distância, idade e cinemática do maior número de aglomerados. Contudo, há uma questão extremamente importante ainda não resolvida, que é a heterogeneidade da amostra e dos dados causada principalmente pela subjetividade no ajuste das isócronas através do *Main Sequence Fitting* (MSF).

Com o objetivo de tentar solucionar essa problemática nosso grupo desenvolveu uma nova técnica para ajustar modelos de isócronas aos dados fotométricos no diagrama cor-cor e cor-magnitude. O método maximiza uma função de verossimilhança construída a partir de dados fotométricos, ponderada por procedimentos não paramétricos, utilizando um algoritmo de otimização global, conhecido como Cross-Entropy. Para a ponderação não paramétrica são levados em conta a densidade de estrelas, o raio do aglomerado, o erro fotométrico e a magnitude limite observada na banda V.

No presente trabalho apresentamos resultados da análise de 131 aglomerados abertos com dados fotométricos CCD em UBV obtidos a partir da literatura.

Os resultados fornecidos pelo programa foram comparados com resultados da literatura, analisados por outros autores, o que nos levou a concluir que os parâmetros obtidos são consistentes, o método é robusto e o mais importante, não subjetivo.

Abstract

The open clusters are fundamental objects for studies of the spiral structure of our galaxy, making it essential to determine, in a homogeneous way, distance, age and kinematics of the greater number of clusters. However, there is an extremely important issue not yet resolved, which is the heterogeneity of sample and data mainly caused by the subjectivity in the setting of isochrones. With the goal of trying to solve this problem our group has developed a new technique to fit model isochrones to photometric data in the color-color diagram and color-magnitude. The method maximizes a likelihood function constructed from photometric data, weighted by nonparametric procedures using a global optimization algorithm, known as Cross-Entropy. For the nonparametric weighting, the density of stars, the radius of the cluster, the photometric error and the observed magnitude limit in the band V are taken into account.

We present results of analysis of 131 open clusters with UBV CCD photometric data were obtained from literature.

The results of the program were compared with literature results, analyzed by other authors, which led us to conclude that the parameters obtained are consistent. The method is robust and most importantly, none subjective.

Conteúdo

1	Introdução	1
2	Descrição do Método Cross-Entropy	4
2.0.1	Ajuste de isócrona usando Cross-Entropy	5
2.0.2	Definindo a função probabilidade	7
2.1	Determinando a função peso	9
2.1.1	Corte da Magnitude	10
2.1.2	Perfil de Densidade	10
2.1.3	Erro Fotométrico	11
2.1.4	Função não-paramétrica de Ponderação	12
2.1.5	Implementando o algoritmo Cross-Entropy	13
3	Resultados	23
3.1	Comparação com os valores de Paunzen & Netopil (2006)	32
3.2	Comparação com os valores originais da literatura	35
3.3	Aglomerados Jovens	40
4	Análise dos casos com resultados diferentes	42
4.1	Arp-Madore 2	43
4.2	Bochum 1	43
4.3	Collinder 272	45
4.4	King 9	46
4.5	NGC 146	48
4.6	NGC 366	49
4.7	NGC 433	49
4.8	NGC 637	51
4.9	NGC 1798	52
4.10	NGC 2401	54
4.11	NGC 2627	54
4.12	NGC 2671	55
4.13	NGC 3590	57

4.14 NGC 4815	59
4.15 NGC 6204	60
4.16 NGC 7419	61
4.17 NGC 7790	61
4.18 Shorlin 1	62
4.19 vdBergh 1	63
5 Conclusões e perspectivas futuras	67
A Diagramas Cor-Magnitude - FIT vs LIT	70

Lista de Figuras

2.1	Resultados descontaminação e processo de pesos	14
3.1	Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados por Pauzen.	33
3.2	Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados originalmente na literatura.	36
3.3	Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados originalmente na literatura para aglomerados jovens.	37
3.4	Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados originalmente na literatura para aglomerados intermediários.	38
3.5	Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados originalmente na literatura para aglomerados velhos.	39
4.1	Arp-Madore 2-ref382	44
4.2	Bochum1-ref382	45
4.3	Collinder 272-ref155	46
4.4	King 9-ref488	47
4.5	NGC 146-ref86	48
4.6	NGC 366-ref86	50
4.7	NGC 433-ref86	51
4.8	NGC 637-ref86	52
4.9	NGC 1798-ref208	53
4.10	NGC 2401-ref458	55
4.11	NGC 2627-ref42	56
4.12	NGC 2671-ref234	57
4.13	NGC 3590-ref517	58
4.14	NGC 4815-ref32	59
4.15	NGC 6204-ref32	60

4.16	NGC 7419-ref530	62
4.17	NGC7790-ref86	63
4.18	Shorlin1-ref382	64
4.19	vdBergh1-ref180	66
A.1	Resultados finais dos nossos ajustes (FIT) e os ajustes publicados originalmente na literatura (LIT). Cada linha refere-se aos aglomerados: Arp-Madore 2-ref145, Berkeley 1-ref86. . . .	71
A.2	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Berkeley 11-ref320, Berkeley 15-ref432.	72
A.3	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Berkeley 15-ref433, Berkeley 15-ref8536.	73
A.4	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Berkeley 55-ref86, Berkeley 55-ref303.	74
A.5	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Berkeley 56-ref86, Bochum 1-ref343.	75
A.6	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Bochum 2-ref58, Bochum 10-ref281.	76
A.7	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Collinder 232-ref55, Collinder 232-ref390.	77
A.8	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Bochum 11-ref281, Collinder 272-ref155.	78
A.9	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Czernik 25-ref479, IC 0348-ref159.	79
A.10	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: King 1-ref433, King 2-ref29.	80
A.11	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: King 6-ref303, King 9-ref488.	81
A.12	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: King 10-ref59, King 13-ref488.	82
A.13	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: King 19-ref86, King 19-ref504.	83
A.14	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Melotte 105-ref32, Melotte 105-ref289.	84
A.15	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 129-ref86, NGC 133-ref310.	85
A.16	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1348-ref303, NGC 1348-ref310.	86
A.17	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 146-ref86, NGC 146-ref435.	87

A.18	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1582-ref336, NGC 1750-ref182.	88
A.19	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1798-ref208, NGC 1857-ref476.	89
A.20	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1983-ref158, NGC 1893-ref501	90
A.21	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1960-ref505, NGC 2194-ref468.	91
A.22	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1983-ref158, NGC 1893-ref501	92
A.23	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1960-ref505, NGC 2194-ref468.	93
A.24	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1983-ref158, NGC 1893-ref501	94
A.25	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1960-ref505, NGC 2194-ref468.	95
A.26	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 2244-ref158, NGC 2244-ref302, NGC 2266-ref41.	96
A.27	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 133-ref310, NGC 2323-ref505, NGC 2401-ref432.	97
A.28	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 2401-ref458, NGC 2421-ref42,NGC 2425-ref451.	98
A.29	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 2479-ref532, NGC 2425-ref451, NGC 2509-ref340.	99
A.30	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 4755-ref464, NGC 4815-ref32.	100
A.31	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 5606-ref517, NGC 5606-ref73.	101
A.32	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 5617-ref32, NGC 5662-ref149.	102
A.33	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6192-ref32, NGC 6204-ref32.	103
A.34	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6231-ref218, NGC 6231-ref172.	104
A.35	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6231-ref172,NGC 654-ref86.	105
A.36	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 663-ref86, NGC 637-ref86	106
A.37	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6530-ref242, NGC 6649-ref4.	107

A.38	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6823-ref45, NGC 6823-ref158.	108
A.39	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6910-ref229, NGC 6913-ref158.	109
A.40	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6997-ref369, NGC 7128-ref269.	110
A.41	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7235-ref158, NGC 7235-ref161.	111
A.42	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7419-ref65, NGC 7419-ref68.	112
A.43	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7419-ref466, NGC 7419-ref530.	113
A.44	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7654-ref220, NGC 7654-ref286.	114
A.45	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7654-ref500, NGC 7790-ref86.	115
A.46	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7790-ref282, NGC 869-ref271.	116
A.47	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 869-ref314, NGC 884-ref179.	117
A.48	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 884-ref271, NGC 884-ref314.	118
A.49	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Tombaug 5-ref368, Trumpler 14-ref55.	119
A.50	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 14-ref135, Trumpler 14-ref348.	120
A.51	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 14-ref390, Trumpler 15-ref307.	121
A.52	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 15-ref348, Trumpler 16-ref55.	122
A.53	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 16-ref348, Trumpler 16-ref390.	123
A.54	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 1-ref86, Trumpler 1-ref320.	124
A.55	O mesmo que a figura anterior para o aglomerado: Shorlin 1-ref382.	125
A.56	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 2588-ref367, NGC 2627-ref42, NGC2658-ref42.	126
A.57	O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC2671-ref234, NGC2866-ref423, NGC3293-ref337.	127

A.58 O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 3293-ref517, NGC 3590-ref517,NGC 366-ref83.	128
A.59 O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 366-ref86, NGC 381-ref86, NGC 381-ref303.	129
A.60 O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 4103-ref149, NGC 4103-ref517, NGC 433-ref86.	130
A.61 O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 436-ref86,NGC 4755-ref32, NGC 4755-ref90.	131

Lista de Tabelas

2.1	Tabela de ajuste de parâmetros no CE para os aglomerados estudados	16
3.1	Tabela dos resultados finais	25
3.2	Comparação com os valores de Paunzen & Netopil (2006). O $E(B - V)$ é o excesso de cor em $(B - V)$, d é a distância do aglomerado, $\log(age)$ o logaritmo da idade (em anos) considerando metalicidade igual a solar.	34
3.3	Comparações com a literatura	40

Capítulo 1

Introdução

As estrelas provêm da fragmentação de nuvens moleculares gigantes dando origem a aglomerados estelares. Estes podem ser de dois tipos, globulares ou abertos. Os aglomerados abertos, objetos de nosso interesse, são de população I encontrados especialmente no disco galáctico, e em especial, os jovens podem ser encontrados próximos ao seu local de nascimento que são os braços espirais.

Com o tempo, os aglomerados vão se dispersando dinamicamente e as suas estrelas são integradas ao Disco da Galáxia, podendo ser considerados peças fundamentais da componente estelar da mesma, por isso são objetos privilegiados para o estudo da evolução e estrutura da Galáxia e nosso grupo tem especial interesse em utilizá-los para estudos da estrutura desta. Sobre esses assuntos indicamos ao leitor os trabalhos de Dias & Lépine (2005) e Lépine et al. (2008).

Os aglomerados abertos constituem um conjunto de estrelas de mesma origem comum, portanto com mesma idade, composição química e movimento comum característicos que permitem distinguí-los do campo, podendo assim determinar seus parâmetros fundamentais (avermelhamento, distância e idade) com boa precisão .

Por outro lado, muitos dos parâmetros determinados até hoje¹ foram

¹A base de dados *New catalogue of optically visible open clusters and candidates* (Dias

derivados por diferentes autores, usando diferentes instrumentos, técnicas, calibrações e critérios analíticos, o que resulta numa amostra bastante heterogênea. Este problema e suas possíveis consequências dão origem à vários esforços de homogeneização. Sugerimos aqui a leitura do estudo de Paunzen & Netopil (2006) sobre a heterogeneidade da amostra dos aglomerados abertos.

Neste contexto, nosso grupo tem como objetivo solucionar a heterogeneidade da amostra causada principalmente pela subjetividade no ajuste de isócronas através da *Main Sequence Fitting* (MSF), desenvolvendo uma nova técnica, robusta e consistente, para ajustar modelos de isócronas aos dados fotométricos nos diagramas cor-cor e cor-magnitude.

A maioria dos trabalhos determina os parâmetros fundamentais de aglomerados abertos através de ajustes visuais da sequência principal aos dados, nos diagramas cor-magnitude. Isto é principalmente devido ao fato de que as isócronas não tem uma forma paramétrica simples de modo que a técnica dos mínimos quadrados possa ser aplicada diretamente. Em outras palavras, classicamente determina-se o avermelhamento pelo ajuste da ZAMS (Zero Age Main Sequence) observada no diagrama cor-cor (usualmente (B-V) vs. (U-B)) do aglomerado e então, mantém-se esse valor fixado, para determinação da distância e idade nos diagramas cor-magnitude.

É importante lembrar que, além da subjetividade do ajuste visual, em alguns casos o avermelhamento não é determinado através do filtro fotométrico U, que apresenta muitas linhas de absorção, relativas a elementos pesados, podendo assim refletir na composição química da estrela e comprometer os valores de distância e idade determinados.

A ausência de homogeneização de dados e especialmente a subjetividade dos métodos usados para determinação dos parâmetros fundamentais dos aglomerados indicam a grande necessidade de propor um método automático e não subjetivo.

et al. 2002) é mantida *online* pelo nosso grupo e fornece os mais modernos e principais resultados referentes a aglomerados abertos publicados na literatura.

Neste trabalho aplicamos uma nova técnica de ajustar modelos de isócronas a dados fotométricos de aglomerados abertos usando um algoritmo de otimização global conhecido como Cross-Entropy para encontrar o melhor ajuste da isócrona. O método foi originalmente apresentado com sucesso através do estudo de 10 aglomerados abertos por Monteiro, Dias & Caetano (2010).

Para esse trabalho utilizamos dados (UBV) obtidos da literatura através das facilidades da base de dados WEBDA. No total foram estudados 131 aglomerados abertos. Os resultados obtidos foram comparados com a literatura, analisados por outros autores os quais nos leva a concluir que os parâmetros obtidos são consistentes.

O texto está organizado da seguinte maneira: no Capítulo 2 é feita a descrição do método Cross-Entropy e as ferramentas utilizadas para ajustar isócronas de forma automática. No Capítulo 3 apresentamos os aglomerados abertos estudados, os dados utilizados e todos os resultados. No Capítulo 4, analisamos os resultados comparando-os com os da literatura original, os valores de Paunzen & Netopil (2006) e também discutimos os casos discrepantes. Finalmente, no Capítulo 5, são apresentadas as principais conclusões desse trabalho e perspectivas futuras.

Capítulo 2

Descrição do Método Cross-Entropy

A técnica Cross-Entropy (CE) foi primeiramente introduzida por Rubinstein (1997), com o objetivo de estimar probabilidade de eventos raros em redes estocásticas complexas, tendo-a modificado em 1999 para tratar de problemas contínuos e de otimização combinatorial discreta. A convergência assintótica teórica foi demonstrada por Margolin (2004), enquanto kroese et al. (2006) estudaram a eficiência do método CE na resolução de problemas contínuos. Alguns exemplos da robustez do método CE foram listados por De Boer et al. (2004).

O procedimento CE usa conceitos de amostragem, sendo uma técnica de redução de variância, mas que remove a necessidade do conhecimento a priori dos parâmetros referentes das “distribuições parentes”. A técnica CE fornece um simples caminho adaptativo de estimar parâmetros. Basicamente o método CE envolve um procedimento iterativo onde cada iteração segue os passos abaixo:

1. geração aleatória da amostra inicial de parâmetros, respeitando critério pré-definidos;
2. seleção dos melhores candidatos baseada em algum critério matemático;

3. geração aleatória da amostra de parâmetros aprimorados a partir dos melhores candidatos prévios a serem analisados na próxima iteração;
4. O processo de otimização repete os passos (ii) e (iii) até um critério pré-definido de parada ser atingido.

O algoritmo CE é baseado população de soluções de forma semelhante ao algoritmo genético e nesse sentido é considerado também um algoritmo evolutivo onde uma fração da população (de soluções) é selecionada em cada iteração baseada num critério de seleção.

Nesse trabalho aplicamos o método CE para realizar o ajuste de modelos de isócronas aos dados fotométricos em diagramas cor-cor e cor-magnitude conforme detalhado nas próximas seções.

2.0.1 Ajuste de isócrona usando Cross-Entropy

Vamos supor por hipótese um conjunto de N_d dados observacionais em termos de um modelo analítico caracterizado por N_p parâmetros p_1, p_2, \dots, p_{N_p} .

O principal objetivo do método é encontrar um conjunto de parâmetros $p_i^* = (i = 1, \dots, N_p)$ para qual o modelo fornece a melhor descrição de dados (Rubinstein (1999), Kroese & Porotsky (2006)).

O método é realizado gerando de forma aleatória um conjunto de dados paramétricos N independentes $\mathbf{X} = (x_1, x_2, \dots, x_N)$ onde $\mathbf{x}_i = (p_1^*, p_2^*, \dots, p_N^*)$ e minimizando a função objetiva $S(\mathbf{X})$ usada para transmitir a qualidade do ajuste durante o processo. Se a solução exata para a convergência é encontrada então $S \rightarrow 0$, o que significa $x \rightarrow x^* = (p_1^*, p_2^*, \dots, p_N^*)$.

Para encontrar a solução ideal para a otimização CE, nós começamos pela série de parâmetros definidos no qual o algoritmo vai procurar pelos melhores candidatos:

$$\xi_i^{min} \leq p_i \leq \xi_i^{max}.$$

Introduzindo: $\bar{\xi}_i(0) = (\xi_i^{min} + \xi_i^{max})/2$ e $\sigma_i(0) = (\xi_i^{max} - \xi_i^{min})/2$, pode-se programar $\mathbf{X}(0)$ de:

$$X_{ij}(0) = \bar{\xi}_i(0) + \sigma_i(0)G_{i,j}, \quad (2.1)$$

onde $G_{i,j}$ é uma matriz de $N_p \times N$ com números aleatórios gerados de uma distribuição normal de média zero e com desvio padrão de uma unidade.

O próximo passo é calcular S para cada componente $\mathbf{X}(\mathbf{0})$, ordenando-os do mais baixo para o mais alto valor de S . Então os primeiros conjuntos N_{elite} de parâmetros são selecionados, os valores mais baixos das amostras N_{elite} , os quais serão chamados daqui para frente como a matriz da amostra elite \mathbf{X}^{elite} . Tendo determinado \mathbf{X}^{elite} e k th iteração, a média e o desvio padrão da amostra elite são calculados: $\bar{\mathbf{x}}_i^{elite}(k)$ e $\sigma_i^{elite}(k)$, respectivamente, usando:

$$\bar{\mathbf{x}}_i^{elite}(k) = \frac{1}{N_{elite}} \sum_{j=1}^{N_{elite}} X_{ji}^{elite}, \quad (2.2)$$

$$\sigma_i^{elite}(k) = \sqrt{\frac{1}{(N_{elite} - 1)} \sum_{j=1}^{N_{elite}} [X_{ji}^{elite} - \bar{\mathbf{x}}_j^{elite}(k)]^2}. \quad (2.3)$$

Para evitar convergência rápida para uma solução não ótima devido à rápida convergência intrínseca do método CE, Kroese, Rubinstein & Porostky (2006) sugeriram a implementação de um esquema fixo de homogeneização de $\bar{\mathbf{x}}_i^{elite,s}(k)$ and $\sigma_i^{elite,s}(k)$:

$$\bar{\mathbf{x}}_i^{elite,s}(k) = \alpha' \bar{\mathbf{x}}_i^{elite}(k) + (1 - \alpha') \bar{\mathbf{x}}_i^{elite}(k - 1), \quad (2.4)$$

$$\sigma_i^{elite,s}(k) = \alpha_d(k) \sigma_i^{elite}(k) + [1 - \alpha_d(k)] \sigma_i^{elite}(k - 1), \quad (2.5)$$

onde α' é um parâmetro constante ($0 < \alpha' < 1$) e $\alpha_d(k)$ é um parâmetro dinâmico na k -ésima iteração :

$$\alpha_d(k) = \alpha - \alpha (1 - k^{-1})^q, \quad (2.6)$$

com $0 < \alpha < 1$ e q sendo um número inteiro tipicamente entre 5 e 10 (Kroese et al.(2006)).

Como mencionado antes, tal parametrização impede que o algoritmo encontre uma solução mínima não-global desde que garanta êxito na convergência polinomial em vez de exponencial.

A matriz \mathbf{X} da k -th iteração é determinada analogamente a equação (1) :

$$X_{ij}(k) = \bar{\mathbf{x}}_i^{elite,s}(k) + \sigma_i^{elite,s}(k)G_{i,j}, \quad (2.7)$$

A otimização para quando o valor médio de $\sigma_i^{elite,s}$ é menor que o valor pré-definido ou o número máximo de iterações k_{max} é obtido.

2.0.2 Definindo a função probabilidade

Para implementar uma função objetiva usamos o resultado de uma função de probabilidade similar a uma proposta por Flannery & Johnson (1982) e Hernandez & David Vallas-Gabaud (2008) para ajustar isócronas teóricas à dados de aglomerados estelares. No primeiro trabalho eles obtiveram o que denominaram de *Near Point Estimator* fundamentado na máxima verossimilhança dos dados do aglomerado, onde há coincidência dos dados teóricos das isócronas e dos dados observacionais, assumindo assim uma distribuição uniforme de estrelas ao longo da isócrona. Os autores mostraram que a probabilidade de uma dada medida ser uma estrela de um aglomerado relacionado a uma isócrona teórica é dado por $\ln(Prob) \propto d_{min}^2$, onde d_{min}^2 é a distância mínima de um ponto observado à isócrona teórica, sendo válido para qualquer número de medidas distintas.

Posteriormente, os mesmos autores usam um método similar mas agregam a aproximação Bayesiana para resolver o problema, criando uma função de probabilidade muito similar ao *Near Point Estimator*. Ambos relatam a probabilidade de uma amostra de estrelas pertencer a um dado modelo

de isócrona para assim determinar distâncias no CMD (Diagrama Cor-Magnitude).

Neste trabalho adotamos um caminho similar ao de Flannery & Johnson (1982) e Hernandez & David Vallas-Gabaud (2008) para definir a função de probabilidade a qual será maximizada pelo método Cross-Entropy. A maior diferença é que foi incluído um fator de ponderação, que será discutido posteriormente, em uma aproximação semi-Bayesiana, a qual define o conhecimento a priori baseado num conjunto de dados observados. Ao contrário do trabalho de Flannery & Johnson (1982), não assumimos a distribuição uniforme de estrelas ao longo da isócrona, e sim uma função de massa inicial (IMF), que gera aleatoriamente um número de estrelas da original isócrona. Além disso, consideramos uma fração de binárias de 50%.

Uma vez que a IMF proporciona uma correta (homogênea) população do CMD (Diagrama Cor-Magnitude) não é necessário introduzir pesos ao longo da isócrona, além do que uma estatística que soma sobre todas as distâncias no espaço de magnitude de uma dada estrela observada aos pontos gerados fornece a probabilidade do ponto observado pertencer a um modelo teórico de isócrona, calculado por:

$$\begin{aligned}
 P(V, BV, UB|I_N)_l = \sum_m \frac{1}{\sigma_{V_l} \sigma_{BV_l} \sigma_{UB_l}} \times EXP \left[-\frac{1}{2} \left(\frac{V_l - I_{N,V_m}}{\sigma_{V_l}} \right)^2 \right] \times \\
 EXP \left[-\frac{1}{2} \left(\frac{BV_l - I_{N,BV_m}}{\sigma_{BV_l}} \right)^2 \right] \times EXP \left[-\frac{1}{2} \left(\frac{UB_l - I_{N,UB_m}}{\sigma_{UB_l}} \right)^2 \right] \quad (2.8)
 \end{aligned}$$

onde I_N é a função isócrona teórica definida por m pontos, V_l é a magnitude observada V , BV_l e UB_l são os índices de cor, σ_{V_l} é o erro na magnitude V da estrela l , σ_{BV_l} e σ_{UB_l} são os erros das cores BV e UB da estrela l .

Dado que a isócrona I_N é uma função discreta tabelada, o algoritmo de otimização descrito previamente foi adaptado para encontrar parâmetros mais próximos, o que leva a erros de resolução nos valores obtidos. A tabela utilizada é composta de isócronas de idades de $\log(age) = 6.6$ anos a

$\log(age) = 10.15$ anos com um intervalo de $\log(age) = 0.05$ anos. A incerteza resultante foi incorporada nos erros finais.

A função de densidade de probabilidade ponderada é dada de maneira usual por:

$$\mathcal{L} = \prod_l^{N_d} P(V, BV, UB | I_N)_l \times W_l \quad (2.9)$$

onde W_l é o peso para uma dada estrela, determinado a partir dos dados usando uma técnica não-paramétrica descrita na próxima seção.

A probabilidade acima é usada para definir a função objetiva $S(\mathbf{X})$ do algoritmo de otimização como segue:

$$S(\mathbf{X}) = -\log(\mathcal{L}(\mathbf{X})) \quad (2.10)$$

onde \mathbf{X} é o vetor dos parâmetros que define uma dada isócrona \mathbf{I}_N e a otimização é então feita com relação a N .

2.1 Determinando a função peso

Com o objetivo de evidenciar a assinatura de um aglomerado aberto no CMD, ou seja, deixar mais claro a sequência principal, *turn-off* e um possível ramo das gigantes, elaboramos um procedimento de descontaminação das estrelas de campo. A idéia é tentar fornecer um CMD mais descontaminado possível, inclusive com pesos diferentes para as estrelas, para assim aplicar o método CE e determinar os parâmetros fundamentais do aglomerado estudado.

Antes de determinarmos os pesos de cada estrela observada precisamos perceber que os dados não estão livres de contaminação do próprio campo. A contaminação é usualmente do campo das estrelas que podem estar em diferentes distâncias e ter diferentes valores de avermelhamento.

Portanto, devemos introduzir sistemas para filtrar a contaminação de es-

trelas, assim como para determinar quais estrelas são mais prováveis de pertencer ao aglomerado de forma que possa ser facilmente reproduzido através de parâmetros simples e claros.

2.1.1 Corte da Magnitude

O primeiro passo na descontaminação é verificar o limite de profundidade das magnitudes observadas. Em muitos casos as observações não são completas para as magnitudes mais fracas. Utilizamos um histograma da magnitude V , obtido com um intervalo de 0.5 mag, elimina-se as estrelas com magnitude maior que o valor máximo encontrado. Entretanto, este procedimento não é suficiente para remover a contaminação de estrelas que estão dentro do limite de completeza dos dados observados.

Essas estrelas constituem a principal fonte de contaminação das regiões mais fracas (mais baixa massa) do CMD onde erros maiores nos dados também contribuem para a confusão. Tipicamente quando um campo está muito denso e este tipo de contaminação é grande, isto pode ser identificado como uma região triangular onde as estrelas concentram com alta densidade e aglomeração, não evidente ao redor da sequência principal. Para tratar esta situação, introduzimos opcionalmente um corte da magnitude que pode ser definido pelo usuário. Já que o *turn-off* e a região do ramo das gigantes dos aglomerados abertos são as duas características mais importantes que restringem a determinação da distância e idade, este corte não afeta negativamente o valor na maioria das situações.

2.1.2 Perfil de Densidade

A principal suposição é que os aglomerados de estrelas estão concentrados numa região limitada do campo observado e também numa região bem específica do CMD, supondo que eles formaram uma única isócrona. Para determinar a região do campo observado onde o aglomerado de estrelas está localizado, usamos a posição central do aglomerado. Em alguns casos onde

esta informação não é fornecida, ela pode ser determinada pela obtenção de um histograma bidimensional das posições das estrelas e determinação da localização do pico, fornecido por um número suficiente de estrelas.

Com a posição de cada estrela com relação ao centro do aglomerado obtemos sua distância radial com relação ao centro (medida em pixels). Em seguida usamos essa distância radial para calcular o número de estrelas num dado raio através de um histograma. O tamanho do *bin* do histograma é calculado considerando o $bin = 0,05 \times MAX(\mathbf{r})$, onde \mathbf{r} é o vetor de todas as distâncias radiais das estrelas.

Para um dado aglomerado h bins serão determinados e densidade de estrelas como uma função de distância radial será estimada por: $\rho(\mathbf{r}_h) = N_h/4\pi\mathbf{r}_h^2$, onde N_h é o número de estrelas no h -ésima *bin*.

Tipicamente o perfil de densidade de um aglomerado diminui a medida que o raio aumenta. Integrando o perfil de densidade torna-se possível definir o raio do aglomerado onde encontramos uma porcentagem do número de estrelas do campo. O usuário define este valor de porcentagem, o qual chamamos fração estelar ou F_{star} , que é então usado para definir duas regiões, Aglomerado e Campo, usando a seguinte integral:

$$\int_0^{R_{cluster}} \rho(r)/N_{star} dr = F_{star} \quad (2.11)$$

onde $R_{cluster}$ é o raio do aglomerado para uma dada fração F_{star} .

2.1.3 Erro Fotométrico

Para determinar o peso de uma estrela precisamos também do erro fotométrico σ_{phot} do dado observado. O erro é definido em porcentagem e erros para qualquer magnitude e cor da estrela também são calculados usando esse fator. Para os erros nas cores assumimos que os erros fotométricos de cada filtro são independentes uns dos outros e portanto, calcula-se o erro com a equação de propagação usual.

Uma vez que poucos trabalhos na literatura incluem todo o estudo dos

erros envolvidos nas magnitudes obtidas, adotamos valores consistentes com os apresentados pelo completo estudo feito por Moitinho (2001), onde o autor apresenta valores dos erros para estrelas observadas várias vezes com o mesmo instrumento.

2.1.4 Função não-paramétrica de Ponderação

Com as regiões do aglomerado e campo e os erros fotométricos definidos, o peso para cada estrela é estimado comparando as características das estrelas numa área em torno da i -ésima estrela no CMD, definida como uma caixa com dimensões $3\sigma_{V_i}$ por $3\sigma_{(B-V)_i}$.

Em seguida calculamos a média de desvio padrão de V e $(B - V)$ das estrelas que caem dentro dessa região que pertencem ao aglomerado como definido anteriormente.

A idéia aqui é que essa estatística fornece a posição mais provável para uma estrela de um aglomerado na região CMD definida pela caixa de erro da i -ésima estrela observada. Este não é o caso quando não existe uma concentração detectável de estrelas de um aglomerado em relação as estrelas de campo dentro da caixa de erro. Esta situação é mais provável que aconteça em aglomerados com forte contaminação do campo e grandes erros de magnitude na parte inferior do CMD.

No entanto, como discutido anteriormente o corte em magnitude pode resolver esse problema com a eliminação dessas estrelas da amostra a ser ajustada.

Em seguida, nós calculamos o peso para a i -ésima estrela com a expressão:

$$W_i = \frac{1}{\sigma_{V_i}\sigma_{BV_i}\sigma_{UB_i}} \times EXP^{\frac{-(V_i - \bar{V}_c)^2}{2\sigma_{V_c}^2}} \times EXP^{\frac{-(BV_i - \bar{BV}_c)^2}{2\sigma_{BV_c}^2}} \times EXP^{\frac{-(UB_i - \bar{UB}_c)^2}{2\sigma_{UB_c}^2}} \times EXP^{2\left(\frac{-r_i^2}{\frac{R_{cluster}}{3}}\right)^2} \quad (2.12)$$

onde V_l , BV_l and UB_l são magnitudes observadas em V e os índices de cor da l -ésima, $\overline{V_c}$, $\overline{BV_c}$, $\overline{UB_c}$ são a média da magnitude em V e a média dos índices de cor das estrelas que estão dentro da região limitada de erro 3σ e pertencem ao aglomerado como definido anteriormente. Observe que de acordo com este procedimento as estrelas que ficam fora da região do aglomerado são automaticamente dadas com peso $W_l = 0$.

Na figura 2.1 mostramos os resultados das descontaminação do campo e o processo do peso para um aglomerado. Nota-se que o procedimento foi eficiente ao apresentar mais claramente as assinaturas do aglomerado no CMD. É também possível notar que o procedimento de descontaminação das estrelas de campo e de atribuição de pesos favoreceu em fornecer um CMD mais claro para a aplicação do método CE.

2.1.5 Implementando o algoritmo Cross-Entropy

A isócrona I_N é uma função tabelada tirada de um conjunto de modelos calculados pela base de dados da evolução estelar de Padova e isócronas de Girardi et al.(2000) e Marigo et al.(2008).

As isócronas tabeladas são definidas por dois parâmetros, idade e metalicidade, e para comparar os dados observacionais precisamos da distância e extinção as quais consideramos constantes. Estes são os parâmetros que desejamos otimizar ajustando a isócrona tabelada com os dados observados. A série de parâmetros para a geração \mathbf{X} são pré-definidos pelo usuário e deverá ser representativo do problema a ser otimizado. Em geral, o algoritmo CE é muito eficiente e rápido. O ajuste de isócrona feito nesse trabalho foi definido, nas regiões ótimas, pelo espaço de parâmetros, como segue:

1. **Age:** de $\log(age) = 6.60$ a $\log(age) = 10.15$ cobrindo toda a grade de isócronas teóricas;
2. **distance:** de 1 a 10000 parsecs
3. **E(B – V):** de 0.0 a 3.0

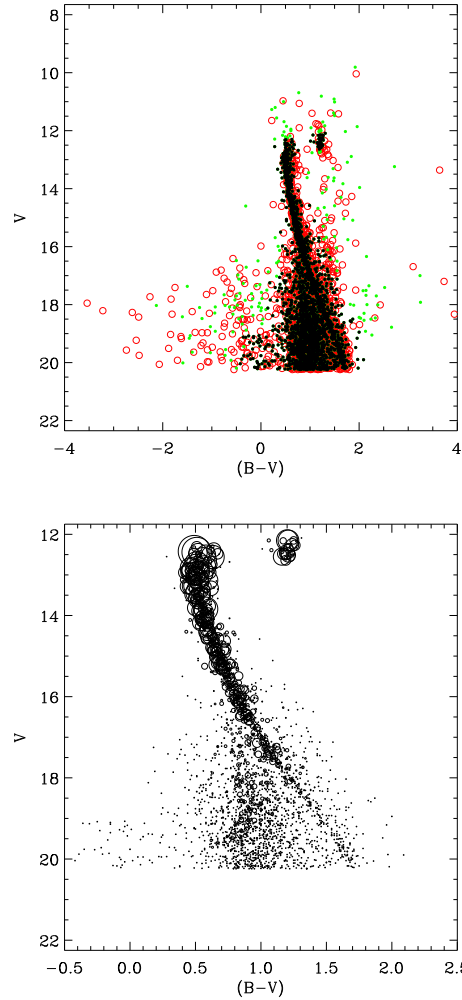


Figura 2.1: Resultado da descontaminação e do processo de pesos para o caso do aglomerado NGC 2477. Os pontos pretos da figura superior são as estrelas selecionadas após a descontaminação, os círculos abertos são as estrelas que caíram fora do raio definido para o aglomerado (portanto, são consideradas não membros) e os pontos claros são estrelas para as quais não foi possível fazer estatística devido ao pequeno número de pontos. No gráfico inferior os círculos têm escalas de tamanhos proporcionais aos pesos, com tamanhos maiores referentes a maiores pesos.

4. **Z**: fixo (metalicidade solar)

Um ponto importante a ser comentado é que embora o algoritmo possa ajustar todos os parâmetros simultaneamente, optamos fazer o procedimento usual de determinar o parâmetro $E(B - V)$ primeiramente, usando somente o diagrama cor-cor e a ZAMS (Zero Age Main Sequence), para depois ajustar distância e idade no CMD (como em Monteiro et al. 2010).

Uma vantagem do método CE é que ele permite a determinação de erros paramétricos através da técnica de Monte Carlo. Para aplicar essa técnica, realizamos o ajuste para cada conjunto de dados N_{Run} vezes, em cada vez executando uma reamostragem a partir dos dados originais a fim de aplicar o procedimento de *bootstrap* bem como realizando uma nova geração de pontos da isócrona a partir da IMF adotada, como descrito anteriormente.

Em cada vez nós também trocamos as estrelas escolhidas na nova amostra de *bootstrap* com aquelas obtidas a partir de uma geração aleatória de valores de $(U, B, V)_i$, obtidos de uma distribuição normal centrada nos dados originais e com $\sigma = \sigma_{phot}$. As incertezas finais em cada parâmetro determinado pelo ajuste usando o método CE são obtidas calculando o desvio padrão das N_{Run} vezes ajustados.

A tabela 2.1 apresenta os parâmetros utilizados para realização da descontaminação e pesos, com informações sobre o corte da magnitude V_{cut} , o perfil de densidade F_{star} , o erro fotométrico e fração binária referentes a cada aglomerado aberto estudado.

Tabela 2.1: Ajuste de parâmetros no CE para os aglomerados estudados. V_{cut} é o corte da magnitude adotado em V, ρ_{star} é a densidade de estrelas observadas no campo em função do raio determinado função do centro do aglomerado e $3\sigma_{phot}$ é o erro fotométrico descrito no texto.

Aglomerado	V_{cut} mag	ρ_{star} (%)	$3\sigma_{phot}$ (%)	<i>Binarity</i> (%)	Ref.
Arp-Madore 2		0.98	1.00	0.50	145
Berkeley 1	15.75	0.98	1.00	0.50	86
Berkeley 7	20.25	0.95	1.00	0.75	86
Berkeley 11	20.25	0.98	1.00	0.50	320
Berkeley 15	20.25	0.95	1.00	0.50	433
Berkeley 15		0.98	1.00	0.50	432
Berkeley 15	18.75	0.95	1.00	0.50	536
Berkeley 55	19.25	0.95	1.00	0.50	303
Berkeley 55	16.75	0.99	1.50	0.50	86
Berkeley 56	20.25	0.95	1.00	0.50	86
Berkeley 56	19.25	0.95	1.00	0.50	505
Berkeley 58		0.98	1.00	1.00	86
Berkeley 58	19.75	0.98	1.00	0.50	368
Bochum 1	18.75	0.95	1.00	0.50	343
Bochum 2		0.98	1.00	0.50	58
Bochum 10	19.25	0.95	1.00	0.50	281
Bochum 11	19.25	0.95	1.00	0.50	281
Collinder 232	12.75	0.95	1.00	0.50	55
Collinder 232	19.25	0.95	1.00	0.50	390
Collinder 272	17.00	0.98	1.00	0.50	155
Czernik 25	20.25	0.98	1.00	0.50	479
IC 0348	17.25	0.98	1.50	0.50	159
King 1	20.75	0.98	1.00	0.50	433
King 2	20.25	0.98	1.00	0.50	29
King 6	18.25	0.95	1.00	0.50	303
King 9	19.25	0.95	1.00	0.50	488
King 10	17.75	0.95	1.00	0.50	59
King 13		0.98	1.00	0.50	488
King 19	16.75	0.95	1.00	0.50	86

Continua na próxima página...

Aglomerado	V_{cut} mag	F_{star} (%)	$3\sigma_{phot}$ (%)	$Binarity$ (%)	Ref.
King 19	16.75	0.98	1.00	0.50	504
Melotte 105	16.75	0.95	1.00	0.50	32
Melotte 105	16.75	0.95	1.00	0.50	289
NGC 129	18.75	0.99	1.50	0.75	86
NGC 133	17.25	0.98	1.00	0.50	310
NGC 146	16.75	0.94	1.00	0.50	86
NGC 146		0.98	1.00	0.50	435
NGC 366	18.25	0.98	1.00	0.50	83
NGC 366		0.99	1.00	0.50	86
NGC 381	17.00	0.94	1.00	0.50	86
NGC 381	18.25	0.98	1.00	0.50	303
NGC 433	19.75	0.99	1.00	0.75	86
NGC 436	19.75	0.95	1.00	0.50	86
NGC 581	19.75	0.95	1.00	0.50	86
NGC 637	19.75	0.98	1.00	0.50	86
NGC 654	18.75	0.98	1.00	0.50	86
NGC 663	19.25	0.99	1.00	0.75	86
NGC 869	16.75	0.98	1.00	0.50	271
NGC 869	15.75	0.98	1.00	0.50	314
NGC 884	20.00	0.95	1.00	0.50	179
NGC 884	16.25	0.95	1.00	0.50	271
NGC 884	15.25	0.95	1.00	0.50	314
NGC 1348	19.75	0.95	1.00	0.50	303
NGC 1348		0.98	1.00	0.50	310
NGC 1582	18.75	0.98	1.00	0.50	336
NGC 1750	17.50	0.98	1.00	1.00	182
NGC 1798		0.98	1.00	0.50	208
NGC 1857	20.75	0.95	1.00	0.50	476
NGC 1893	16.75	0.98	1.00	0.50	158
NGC 1893	19.75	0.98	1.00	0.50	501
NGC 1960	18.75	0.98	1.00	0.50	505
NGC 2194	19.25	0.98	1.00	0.50	468
NGC 2244	16.75	0.98	1.00	0.50	302
NGC 2244	15.25	0.95	1.00	0.50	158
NGC 2266	18.75	0.98	1.00	0.50	41
NGC 2323	18.25	0.98	1.00	0.50	505

Continua na próxima página...

Aglomerado	V_{cut} mag	F_{star} (%)	$3\sigma_{phot}$ (%)	$Binarity$ (%)	Ref.
NGC 2401		0.99	1.00	0.50	458
NGC 2401	16.25	0.98	1.00	0.50	432
NGC 2421	18.75	0.95	1.00	0.50	42
NGC 2425	19.75	0.98	1.00	0.50	451
NGC 2479	18.75	0.98	1.00	0.50	532
NGC 2509	14.75	0.99	1.00	0.50	340
NGC 2588	20.25	0.95	1.00	0.50	367
NGC 2627	17.75	0.98	1.00	0.50	42
NGC 2658	17.25	0.98	1.00	0.50	42
NGC 2671		0.99	1.00	0.50	234
NGC 2849		0.98	1.00	0.50	403
NGC 2866	17.75	0.98	1.00	0.50	423
NGC 3293	17.75	0.98	1.00	0.50	337
NGC 3293	17.75	0.98	1.00	0.50	517
NGC 3590		0.99	1.00	0.50	517
NGC 4103	14.00	0.99	1.00	0.50	149
NGC 4103	16.00	0.98	1.00	0.50	517
NGC 4755	16.00	0.98	1.00	0.50	32
NGC 4755	16.00	0.98	1.00	0.50	90
NGC 4755	17.00	0.98	1.00	0.50	464
NGC 4815	19.00	0.93	1.00	0.50	32
NGC 5606	16.75	0.98	1.00	0.50	73
NGC 5606	18.25	0.98	1.00	0.50	517
NGC 5617	17.25	0.98	1.00	0.50	32
NGC 5662	18.25	0.98	1.00	0.50	149
NGC 6192	15.25	0.98	1.00	0.50	32
NGC 6204	16.75	0.98	1.00	0.50	32
NGC 6231	15.25	0.98	1.00	0.50	32
NGC 6231	14.50	0.98	1.00	0.50	172
NGC 6231	17.75	0.98	1.00	0.50	218
NGC 6530	16.75	0.98	1.00	0.50	242
NGC 6649	18.75	0.98	1.00	0.50	4
NGC 6823	13.75	0.95	1.00	0.75	45
NGC 6823	18.00	0.95	1.00	0.75	158
NGC 6910	16.25	0.98	1.00	0.50	229
NGC 6913	17.00	0.98	1.00	0.50	158

Continua na próxima página...

Aglomerado	V_{cut} mag	F_{star} (%)	$3\sigma_{phot}$ (%)	$Binarity$ (%)	Ref.
NGC 6997	19.25	0.95	1.00	0.50	369
NGC 7128	18.75	0.95	1.00	0.50	269
NGC 7235	15.25	0.98	1.00	0.50	158
NGC 7235		0.98	1.00	1.00	161
NGC 7419	17.75	0.98	1.00	0.50	65
NGC 7419	19.25	0.98	1.00	0.50	68
NGC 7419	19.25	0.98	1.00	0.50	530
NGC 7419	17.25	0.98	1.00	0.50	466
NGC 7654	17.25	0.98	1.00	0.50	220
NGC 7654	16.75	0.95	1.00	0.75	286
NGC 7654		0.98	1.00	1.00	500
NGC 7790		0.98	1.00	0.75	86
NGC 7790	17.75	0.98	1.00	0.50	282
Pismis 8	18.25	0.98	1.00	0.50	423
Pismis 20	17.25	0.98	1.00	0.50	91
Pismis 20		0.98	1.00	0.50	289
Shorlin 1	15.75	0.95	1.00	0.50	382
Tombaugh 5	19.75	0.98	1.00	0.50	368
Trumpler 1	19.25	0.98	1.00	0.50	86
Trumpler 1	19.75	0.98	1.00	0.50	320
Trumpler 14	13.25	0.98	1.00	0.50	55
Trumpler 14	16.75	0.98	1.00	0.50	135
Trumpler 14	15.75	0.98	1.50	0.50	348
Trumpler 14	17.25	0.98	1.00	0.50	390
Trumpler 15	19.25	0.98	1.00	0.50	307
Trumpler 15	16.25	0.98	1.00	0.50	348
Trumpler 16	13.25	0.98	1.00	0.50	55
Trumpler 16	16.25	0.98	1.50	1.00	348
Trumpler 16		0.98	1.00	0.50	390
vdBergh 1	18.75	0.98	1.00	0.50	180

Referências:

145 = Lee et al., 1997

86 = Phelps et al., 1994

320 = Yadav et al.,2002
433 = Lata et al.,2004
432 = Sujatha et al.,2004
536 = Tapia et al.,2010
505 = Sharma et al.,2006
343 = Yadav et al.,2003
58 = Turbide et al.,1993
281 = Patat et al.,2001
390 = Carraro 2004
155 = Vazquez et al.,1997
159 = Trullols et al.,1997
29 = Aparicio et al.,1990
488 = Subramaniam et al.,2007
59 = Mohan et al.,1992
504 = Turner et al.,2008
32 = Kjedsen et al.,1991
289 = Sagar et al.,2001
310 = Carraro et al.,2002
435 = Subramaniam et al.,2005
83 = Pandey et al.,1994
271 = Keller et al.,2001
314 = Slesnick et al.,2002
179 = Krzesinski et al.,1997
303 = Ann et al.,2002
336 = Baume et al.,2003
182 = Galadi-Enriquez et al.,1998
208 = Park et al.,1999
476 = Sujatha et al.,2006
158 = Massey et al.,1995
501 = Sharma et al.,2007
468 = Kyeong et al.,2005
302 = Park et al.,2002

41 = Kaluzny et al.,1991
458 = Baume et al.,2006
42 = Ramsay et al.,1992
451 = Moitinho,2006
532 = Piatti et al.,2010
340 = Sujatha et al.,2003
367 = Baume et al.,2004
234 = Pedreros et al.,2000
403 = Kyeong et al.,2004
423 = Giorgi et al.,2005
337 = Baume et al.,2003
517 = Delgado et al.,2007
149 = Sagar et al.,1997
90 = Sagar et al.,1995
464 = Lyra et al.,2006
73 = Vazquez et al.,1994
172 = Sung et al.,1998
4 = Walker et al.,1987
45 = Guetter et al.,1992
369 = Villanova et al.,2004
269 = Balog et al.,2001
161 = Pigulski et al.,1997
65 = Bhatt et al.,1993
68 = Beauchamp et al.,1994
530 = Joshi et al.,2008
466 = Subramaniam et al.,2006
220 = Choi et al.,1999
286 = Pandey et al.,2001
500 = Viskum et al.,1997
282 = Petrov et al.,2001
91 = Vazquez et al.,1995
382 = Shorlin,2004

348 = Tapia et al.,2003

180 = Turner et al.,1998

179 = Krzesinski et al.,1997

229 = Delgado et al.,2000

Capítulo 3

Resultados

Nesse trabalho utilizamos dados (UBV) obtidos da literatura através das facilidades da base de dados WEBDA (Mermilliod 1995) para cada aglomerado. A amostra selecionada consiste de aglomerados com dados em U e metalicidade solar, principalmente porque queríamos seguir Monteiro et al. (2010) aplicando os passos clássicos do *Main Sequence Fitting*. A restrição à metalicidades solares ocorreu principalmente pelas limitações computacionais, uma vez que executar o código para centenas de aglomerados com um intervalo grande de metalicidade poderia levar vários meses em computadores simples. Nesse sentido o grupo trabalha para re-escrever o código para ser executado em *clusters* de computadores, considerando inclusive a metalicidade como um parâmetro a ser determinado.

Dos 419 aglomerados previamente selecionados, somente 131 satisfizeram os critérios propostos, os quais foram estudados nesse trabalho através da técnica de ajuste.

Apresentamos os resultados de nossos ajustes que foram baseados nos parâmetros apresentados na tabela 2.1.

Os valores finais dos ajustes são apresentados na Tabela 3.1. Para facilitar as legendas adotamos FIT para representar nossos ajustes finais e LIT para indicar valores e ajustes da literatura. Além do nome do aglomerado (fornecido na primeira coluna) são apresentados também as referências (como

definidas no catálogo WEBDA) de cada aglomerado estudado. Enfatizamos que as distâncias são fornecidas em kpc e a idade em log.

A comparação de nossos resultados com valores apresentados na literatura não é uma tarefa fácil e direta pois os valores da literatura são obtidos usando diferentes métodos e análises do CMD, além de isócronas obtidas de diferentes modelos de estrutura e evolução estelar. Mesmo com essas limitações optamos por fornecer e comparar os resultados com os valores originais da literatura obtidos com o mesmo conjunto de dados. Devido ao grande número de aglomerados podemos esperar que essas diferenças apareçam diluídas na análise global, embora possivelmente contribuam para maiores dispersões.

Tabela 3.1: Tabela dos resultados finais. Os números da última coluna são os códigos das referências do WEBDA, $E(B - V)$ é o excesso de cor em $(B - V)$, d é a distância do aglomerado, $\log(age)$ o logaritmo da idade (em anos) considerando metalicidade igual a solar.

Aglomerado	Fit			Literatura			
	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	Ref
	mag	anos	kpc	mag	anos	kpc	
Arp-Madore 2	0.55 ± 0.018	8.85 ± 0.18	13.70 ± 0.310	0.57 ± 0.03	9.70 ± 0.10	8.87 ± 0.65	145
Berkeley 1	0.21 ± 0.060	9.20 ± 0.40	1.452 ± 0.250	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	86
Berkeley 7	0.81 ± 0.020	7.65 ± 0.42	2.200 ± 0.100	0.80	6.30 ± 0.30	2.57	86
Berkeley 11	1.12 ± 0.010	8.20 ± 0.00	2.292 ± 0.042	0.95 ± 0.05	8.04 ± 0.04	2.60 ± 0.10	320
Berkeley 15	0.98 ± 0.030	8.20 ± 0.16	2.600 ± 0.200	0.88 ± 0.05	8.50 ± 0.10	3.00 ± 0.30	433
Berkeley 15	0.49 ± 0.060	9.28 ± 0.20	1.704 ± 0.364	0.46	9.70	1.26 ± 0.13	432
Berkeley 15	0.33 ± 0.050	9.70 ± 0.36	1.116 ± 0.182	0.23 ± 0.03	9.95 ± 0.05	1.20	536
Berkeley 55	0.15 ± 0.060	9.25 ± 0.22	1.316 ± 0.058	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	303
Berkeley 55	0.88 ± 0.010	8.15 ± 0.07	4.010 ± 0.290	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	86
Berkeley 56	0.68 ± 0.050	8.85 ± 0.16	2.030 ± 0.130	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	86
Berkeley 56	0.80 ± 0.020	7.80 ± 0.45	1.630 ± 0.084	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	505
Berkeley 58	0.16 ± 0.006	8.75 ± 0.05	3.467 ± 0.136	0.55	8.40	3.71 ± 9999	86
Berkeley 58	0.96 ± 0.038	8.90 ± 0.09	1.894 ± 0.099	0.70 ± 0.03	8.00 ± 0.05	3.03 ± 0.17	368
Bochum 1	0.48 ± 0.040	8.60 ± 0.10	3.002 ± 0.238	0.47 ± 0.10	7.00	2.80 ± 0.40	343
Bochum 2	0.88 ± 0.040	6.85 ± 0.60	4.750 ± 0.500	0.89 ± 0.05	6.70	5.50	58

Continua...

Aglomerado	Fit			Literatura			
	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	Ref
	mag	anos	kpc	mag	anos	kpc	
Bochum 10	0.72 ± 0.050	7.75 ± 0.65	2.280 ± 0.105	0.47 ± 0.05	6.85	2.70	281
Bochum 11	0.60 ± 0.040	8.20 ± 0.32	3.576 ± 0.240	0.58 ± 0.05	6.60	3.50	281
Collinder 232	0.39 ± 0.090	8.05 ± 0.44	1.651 ± 0.458	<i>NaN</i>	99990	<i>NaN</i>	55
Collinder 232	0.35 ± 0.020	7.20 ± 0.60	2.470 ± 0.055	0.48 ± 0.12	7.30	2.30 ± 0.30	390
Collinder 272	0.38 ± 0.030	8.00 ± 0.56	1.678 ± 0.088	0.45 ± 0.06	7.11 ± 0.03	2.30 ± 0.20	155
Czernik 25	0.19 ± 0.030	8.65 ± 0.00	6.650 ± 0.250	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	479
IC 0348	0.72 ± 0.040	8.35 ± 0.85	0.302 ± 0.041	0.71 ± 0.24	6.70 ± 0.2	0.26 ± 0.02	159
King 1	0.69 ± 0.008	8.95 ± 0.15	2.180 ± 0.066	0.70 ± 0.05	9.20 ± 0.1	1.90 ± 0.20	433
King 2	0.22 ± 0.030	9.35 ± 0.20	4.447 ± 0.939	0.32 ± 0.02	9.80	5.75	29
King 6	0.51 ± 0.040	8.50 ± 0.33	0.604 ± 0.330	0.50 ± 0.10	8.40 ± 0.10	0.87 ± 0.15	303
King 9	0.33 ± 0.050	9.35 ± 0.27	3.767 ± 0.741	0.37 ± 0.04	9.50	7.90 ± 1.10	488
King 10	1.09 ± 0.030	7.60 ± 0.22	2.917 ± 0.223	1.16 ± 0.20	7.70	3.21 ± 0.15	59
King 13	0.67 ± 0.030	8.70 ± 0.12	3.750 ± 0.170	0.82 ± 0.02	8.50	3.10 ± 0.33	488
King 19	0.52 ± 0.020	8.47 ± 0.06	2.651 ± 0.102	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	86
King 19	0.45 ± 0.050	8.97 ± 1.12	1.703 ± 0.276	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	504
Melotte 105	0.51 ± 0.040	8.50 ± 0.09	2.180 ± 0.240	0.52 ± 0.04	8.18	2.20 ± 0.20	32
Melotte 105	0.52 ± 0.030	8.40 ± 0.07	2.100 ± 0.150	0.52	8.44 ± 0.06	2.30 ± 0.20	289
NGC 129	0.52 ± 0.020	7.37 ± 0.57	1.270 ± 0.048	0.57	7.70	1.74	86
NGC 133	0.78 ± 0.020	8.55 ± 0.15	2.020 ± 0.270	0.60 ± 0.10	7.00	0.63 ± 0.15	310
NGC 146	0.53 ± 0.020	7.12 ± 0.47	2.215 ± 0.160	0.70	7.00	4.78	86
NGC 146	0.47 ± 0.030	7.17 ± 0.37	2.230 ± 0.120	0.55 ± 0.04	7.13 ± 0.10	3.47 ± 0.31	435
NGC 366	1.19 ± 0.050	7.50 ± 0.25	1.684 ± 0.121	1.25	7.40	2.15 ± 0.13	83

Continua...

Aglomerado	Fit			Literatura			
	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	Ref
	mag	anos	kpc	mag	anos	kpc	
NGC 366	1.02 ± 0.050	7.40 ± 0.22	2.002 ± 0.110	1.37	6.78	3.16	86
NGC 381	0.35 ± 0.026	8.90 ± 0.03	1.263 ± 0.257	0.36	9.04	1.06	86
NGC 381	0.38 ± 0.009	8.60 ± 0.12	1.658 ± 0.056	0.40 ± 0.10	8.50 ± 0.10	1.15 ± 0.15	303
NGC 433	0.62 ± 0.020	8.02 ± 0.35	2.520 ± 0.110	0.86	7.90	2.32	86
NGC 436	0.55 ± 0.008	7.97 ± 0.14	2.899 ± 0.116	0.50	7.62	3.24	86
NGC 581	0.43 ± 0.009	7.77 ± 0.23	2.839 ± 0.057	0.44	7.20 ± 0.20	2.69	86
NGC 637	0.60 ± 0.020	7.17 ± 0.39	2.393 ± 0.093	0.65	6.60	2.88	86
NGC 654	0.91 ± 0.017	7.15 ± 0.26	2.190 ± 0.069	0.90	7.22 ± 0.29	2.69	86
NGC 663	0.72 ± 0.020	7.45 ± 0.31	2.240 ± 0.071	0.80	7.27 ± 0.20	2.82	86
NGC 869	0.58 ± 0.004	7.50 ± 0.20	1.587 ± 0.072	0.54 ± 0.02	7.10 ± 0.10	2.24 ± 0.06	271
NGC 869	0.53 ± 0.020	7.15 ± 0.30	1.670 ± 0.077	0.56 ± 0.01	7.10 ± 0.06	2.34 ± 0.05	314
NGC 884	0.48 ± 0.030	7.22 ± 0.40	2.191 ± 0.257	0.50 ± 0.05	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	179
NGC 884	0.55 ± 0.008	7.10 ± 0.27	1.437 ± 0.060	0.54 ± 0.02	7.10 ± 0.10	2.24 ± 0.06	271
NGC 884	0.54 ± 0.020	7.17 ± 0.30	1.542 ± 0.064	0.56 ± 0.01	7.10 ± 0.03	2.34 ± 0.05	314
NGC 1348	0.98 ± 0.040	8.25 ± 0.59	2.050 ± 0.150	1.02 ± 0.05	8.10 ± 0.10	1.82 ± 0.23	303
NGC 1348	1.10 ± 0.040	8.40 ± 0.30	1.420 ± 0.122	0.85 ± 0.15	7.70	1.90 ± 0.50	310
NGC 1582	0.41 ± 0.040	8.95 ± 0.07	1.750 ± 0.110	0.35 ± 0.03	8.50 ± 0.20	1.10 ± 0.01	336
NGC 1750	0.30 ± 0.020	7.82 ± 0.72	0.758 ± 0.045	0.34	<i>NaN</i>	0.51 ± 0.03	182
NGC 1798	0.81 ± 0.040	8.40 ± 0.07	4.250 ± 0.300	0.51 ± 0.04	9.15 ± 0.08	4.20 ± 0.30	208
NGC 1857	0.49 ± 0.020	8.25 ± 0.09	6.650 ± 0.430	0.49	8.10 ± 0.10	5.75 ± 0.80	476
NGC 1893	0.32 ± 0.020	8.47 ± 0.55	1.201 ± 0.076	0.53 ± 0.02	6.40 ± 0.10	4.38 ± 0.22	158
NGC 1893	0.43 ± 0.020	7.70 ± 0.30	2.437 ± 0.078	0.50 ± 0.10	6.30	3.25 ± 0.20	501

Continua...

Aglomerado	Fit			Literatura			
	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	Ref
	mag	anos	kpc	mag	anos	kpc	
NGC 1960	0.23 ± 0.009	8.12 ± 0.20	1.100 ± 0.021	0.22	8.40	1.33	505
NGC 2194	0.47 ± 0.030	8.70 ± 0.08	3.062 ± 0.126	0.44 ± 0.04	8.80	2.75 ± 0.22	468
NGC 2244	0.37 ± 0.030	7.27 ± 0.45	0.838 ± 0.043	0.47 ± 0.04	6.28	1.70	302
NGC 2244	0.27 ± 0.190	7.35 ± 0.57	0.741 ± 0.146	0.49 ± 0.04	6.30 ± 0.30	1.88 ± 0.85	158
NGC 2266	0.16 ± 0.010	8.80 ± 0.05	3.341 ± 0.245	0.10	<i>NaN</i>	3.40	41
NGC 2323	0.27 ± 0.010	8.20 ± 0.15	1.043 ± 0.017	0.20	8.00	0.95	505
NGC 2401	0.25 ± 0.006	8.55 ± 0.13	5.725 ± 0.250	0.36 ± 0.01	7.40 ± 0.10	6.30 ± 0.50	458
NGC 2401	0.54 ± 0.000	7.52 ± 0.28	5.421 ± 0.171	0.36 ± 0.01	9.00	3.47 ± 0.41	432
NGC 2421	0.52 ± 0.040	7.83 ± 0.25	2.740 ± 0.216	0.47 ± 0.05	<i>NaN</i>	1.87	42
NGC 2425	0.29 ± 0.010	8.80 ± 0.14	3.488 ± 0.160	0.21	9.34	3.55	451
NGC 2479	0.08 ± 0.008	9.10 ± 0.17	2.300 ± 0.140	0.10	9.00	1.20	532
NGC 2509	0.15 ± 0.030	9.80 ± 0.13	0.939 ± 0.100	0.15	9.90	0.91 ± 0.02	340
NGC 2588	0.24 ± 0.010	8.90 ± 0.10	4.340 ± 0.220	0.30 ± 0.02	8.65 ± 0.05	4.95 ± 0.20	367
NGC 2627	0.02 ± 0.020	9.25 ± 0.08	2.150 ± 0.210	0.63 ± 0.04	8.20	3.31	42
NGC 2658	0.37 ± 0.020	8.50 ± 0.05	3.790 ± 0.250	0.40 ± 0.02	8.48	3.80	42
NGC 2671	0.56 ± 0.050	9.10 ± 0.20	0.852 ± 0.121	1.04 ± 0.02	7.90	1.66 ± 0.34	234
NGC 2849	0.50 ± 0.006	8.77 ± 0.08	5.939 ± 0.600	0.50 ± 0.04	8.80 ± 0.10	6.11 ± 0.46	403
NGC 2866	0.60 ± 0.020	8.25 ± 0.06	2.390 ± 0.092	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	423
NGC 3293	0.26 ± 0.010	6.95 ± 0.28	1.729 ± 0.114	0.29 ± 0.06	6.90 ± 0.05	2.75 ± 0.25	337
NGC 3293	0.25 ± 0.020	6.95 ± 0.25	1.683 ± 0.085	0.29 ± 0.04	6.80 ± 0.40	2.51 ± 0.23	517
NGC 3590	0.50 ± 0.030	7.80 ± 0.00	2.914 ± 0.084	0.52 ± 0.08	7.20 ± 0.20	2.18 ± 0.19	517
NGC 4103	0.28 ± 0.040	7.12 ± 0.72	1.752 ± 0.068	0.31	7.48	2.00 ± 0.30	149

Continua...

Aglomerado	Fit			Literatura			
	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	Ref
	mag	anos	kpc	mag	anos	kpc	
NGC 4103	0.31 ± 0.007	7.70 ± 0.25	2.154 ± 0.062	0.32 ± 0.04	7.30 ± 0.20	1.99 ± 0.17	517
NGC 4755	0.41 ± 0.010	7.70 ± 0.44	2.004 ± 0.112	0.40 ± 0.02	6.80	2.35 ± 0.15	32
NGC 4755	0.39 ± 0.010	7.75 ± 0.02	2.031 ± 0.036	0.41 ± 0.05	7.00	2.10 ± 0.20	90
NGC 4755	0.37 ± 0.006	7.30 ± 0.00	1.748 ± 0.089	0.35 ± 0.07	7.20 ± 0.20	1.95 ± 0.10	464
NGC 4815	0.85 ± 0.040	8.35 ± 0.13	2.963 ± 0.329	0.78 ± 0.03	8.30	2.80 ± 0.35	32
NGC 5606	0.53 ± 0.030	6.95 ± 0.25	1.775 ± 0.089	0.51	6.82	2.400	73
NGC 5606	0.47 ± 0.020	7.17 ± 0.41	1.397 ± 0.047	0.49 ± 0.05	7.00 ± 0.30	2.29 ± 0.20	517
NGC 5617	0.49 ± 0.020	8.30 ± 0.08	1.970 ± 0.127	0.48 ± 0.02	7.85	2.05 ± 0.20	32
NGC 5662	0.35 ± 0.030	7.60 ± 0.56	0.780 ± 0.070	0.34	7.90	0.80 ± 0.10	149
NGC 6192	0.64 ± 0.030	8.25 ± 0.12	1.563 ± 0.098	0.68 ± 0.04	7.95	1.70 ± 0.15	32
NGC 6204	0.44 ± 0.020	7.00 ± 0.43	1.081 ± 0.061	0.45 ± 0.03	8.34	1.20 ± 0.15	32
NGC 6231	0.64 ± 0.030	8.25 ± 0.12	1.535 ± 0.127	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	32
NGC 6231	0.44 ± 0.020	7.45 ± 0.08	1.034 ± 0.031	0.46 ± 0.05	7.81	1.58	172
NGC 6231	0.42 ± 0.030	6.92 ± 0.25	1.031 ± 0.053	0.43 ± 0.04	7.00	1.99 ± 0.20	218
NGC 6530	0.36 ± 0.020	6.75 ± 0.17	0.737 ± 0.034	0.35	6.17 ± 0.10	1.80 ± 0.20	242
NGC 6649	1.25 ± 0.020	8.25 ± 0.24	1.269 ± 0.071	1.35 ± 0.02	<i>NaN</i>	1.58 ± 0.11	4
NGC 6823	0.82 ± 0.020	7.25 ± 0.13	1.530 ± 0.073	0.74 ± 0.01	6.81 ± 0.50	2.10 ± 0.10	45
NGC 6823	0.80 ± 0.020	7.05 ± 0.26	1.072 ± 0.073	0.89 ± 0.0	6.69 ± 0.22	<i>NaN</i>	158
NGC 6910	0.96 ± 0.030	7.30 ± 0.35	1.299 ± 0.104	1.02 ± 0.13	6.81 ± 0.27	1.74 ± 0.15	229
NGC 6913	0.86 ± 0.030	7.45 ± 0.54	0.963 ± 0.035	1.03 ± 0.04	6.70 ± 0.10	2.19 ± 0.16	158
NGC 6997	0.55 ± 0.020	8.75 ± 0.09	0.944 ± 0.031	0.52 ± 0.08	8.54 ± 0.07	0.76 ± 0.07	369
NGC 7128	1.08 ± 0.040	7.08 ± 0.26	2.910 ± 0.180	1.03 ± 0.06	7.00	3.98 ± 0.35	269

Continua...

Aglomerado	Fit			Literatura			
	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	Ref
	mag	anos	kpc	mag	anos	kpc	
NGC 7235	0.84 ± 0.050	7.72 ± 0.50	1.370 ± 0.200	0.93 ± 0.02	6.93 ± 0.16	3.38 ± 0.18	158
NGC 7235	0.80 ± 0.120	7.30 ± 0.70	1.080 ± 0.250	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	161
NGC 7419	1.57 ± 0.100	8.00 ± 0.20	1.600 ± 0.400	1.71 ± 0.19	7.60	2.00	65
NGC 7419	1.88 ± 0.050	7.15 ± 0.42	1.532 ± 0.210	2.02 ± 0.01	7.15	2.30 ± 0.30	68
NGC 7419	1.50 ± 0.050	8.15 ± 0.24	1.601 ± 0.122	1.70 ± 0.20	7.35 ± 0.05	3.10 ± 0.30	530
NGC 7419	1.62 ± 0.180	7.90 ± 0.21	1.600 ± 0.403	1.65 ± 0.15	7.40 ± 0.10	2.90 ± 0.40	466
NGC 7654	0.61 ± 0.020	8.00 ± 0.11	1.440 ± 0.080	0.62 ± 0.05	8.00	1.51 ± 0.13	220
NGC 7654	0.64 ± 0.008	7.60 ± 0.25	1.276 ± 0.046	0.57	8.20	1.38 ± 0.07	286
NGC 7654	0.64 ± 0.008	7.60 ± 0.25	1.276 ± 0.044	0.58 ± 0.02	8.20	1.40 ± 0.20	500
NGC 7790	0.57 ± 0.030	8.45 ± 0.28	3.900 ± 0.166	0.55	7.85	3.72	86
NGC 7790	0.33 ± 0.030	8.25 ± 0.61	2.827 ± 0.170	<i>NaN</i>	8.10	<i>NaN</i>	282
Pismis 8	0.69 ± 0.05	7.30 ± 0.60	1.412 ± 0.136	0.79	6.84	1.99	423
Pismis 20	1.10 ± 0.05	7.02 ± 0.30	1.823 ± 0.152	1.24 ± 0.07	6.70 ± 0.10	3.63 ± 0.30	91
Pismis 20	1.10 ± 0.03	8.15 ± 0.21	3.067 ± 0.776	1.20	6.77 ± 0.10	3.55 ± 0.35	289
Shorlin 1	0.27 ± 0.02	8.80 ± 0.17	2.273 ± 0.055	1.60 ± 0.02	<i>NaN</i>	14.5 ± 1.60	382
Tombaugh 5	0.85 ± 0.01	8.20 ± 0.16	1.919 ± 0.060	0.80 ± 0.05	8.30 ± 0.20	1.75 ± 0.16	368
Trumpler 1	0.58 ± 0.03	7.15 ± 0.35	2.144 ± 0.113	0.61	7.43	2.63	86
Trumpler 1	0.62 ± 0.02	8.07 ± 0.20	2.213 ± 0.071	0.60 ± 0.05	7.60 ± 0.10	2.60 ± 0.10	320
Trumpler 14	0.43 ± 0.03	6.90 ± 0.20	1.370 ± 0.087	0.50	<i>NaN</i>	3.61 ± 0.28	55
Trumpler 14	0.51 ± 0.02	6.85 ± 0.20	1.770 ± 0.094	0.56 ± 0.13	6.17	3.10 ± 0.32	135
Trumpler 14	0.60 ± 0.02	6.77 ± 0.23	2.062 ± 0.082	0.47 ± 0.19	6.47 ± 0.17	2.70 ± 0.30	348
Trumpler 14	0.46 ± 0.01	7.15 ± 0.24	2.293 ± 0.281	0.57 ± 0.12	7.30	2.50 ± 0.30	390

Continua...

Aglomerado	Fit			Literatura			
	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	$E(B - V)$	Log(Age)	Distance	Ref
	mag	anos	kpc	mag	anos	kpc	
Trumpler 15	0.53 ± 0.02	6.75 ± 0.10	1.849 ± 0.089	0.52 ± 0.07	6.60	2.40 ± 0.30	307
Trumpler 15	0.56 ± 0.03	7.30 ± 0.11	2.049 ± 0.075	0.42	7.33 ± 0.86	2.90	348
Trumpler 16	0.46 ± 0.02	6.77 ± 0.16	1.766 ± 99990	<i>NaN</i>	<i>NaN</i>	3.15 ± 0.13	55
Trumpler 16	0.58 ± 0.01	6.95 ± 0.00	2.083 ± 0.038	0.42	6.78	2.53 ± 0.58	348
Trumpler 16	0.65 ± 0.01	7.80 ± 0.00	3.305 ± 0.090	0.61 ± 0.15	6.70	3.98 ± 0.50	390
vdBergh 1	0.82 ± 0.04	7.15 ± 0.07	1.994 ± 0.287	0.75 ± 0.02	8.04	1.65 ± 0.03	180

3.1 Comparação com os valores de Paunzen & Netopil (2006)

Como comentado por Monteiro et al. (2010) a comparação com os valores apresentados por Paunzen & Netopil (2006) pode ser útil devido ao fato dos autores apresentarem valores médios obtidos a partir de pelo menos 5 estudos diferentes. Dessa forma podemos esperar que as diferenças comentadas acima (métodos, análises, erros fotométricos) sejam representadas pelos erros dos valores médios dos parâmetros apresentados. Nós apresentamos a comparação comentando os resultados de Paunzen & Netopil (2006) para 7 aglomerados em comum nas figuras 3.1 .

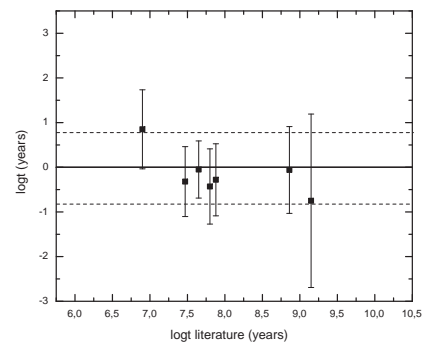
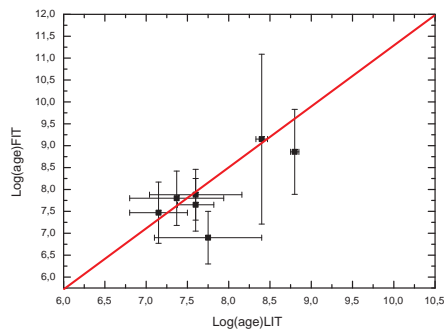
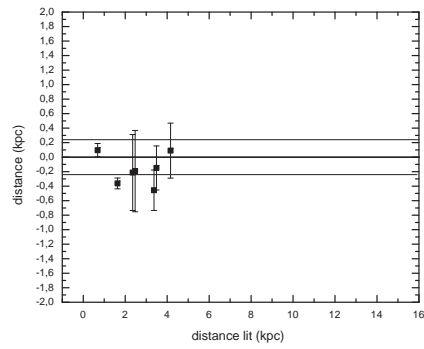
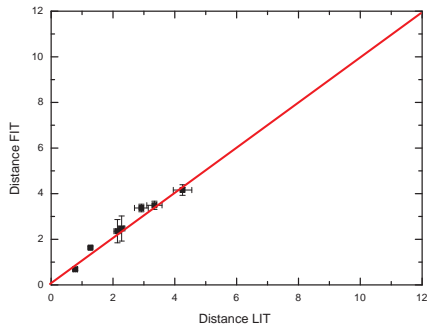
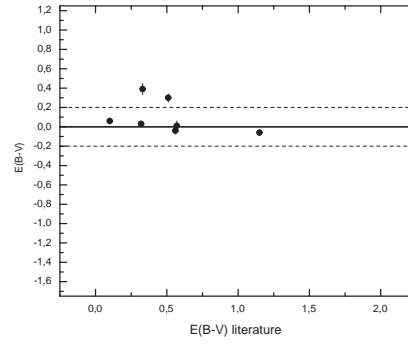
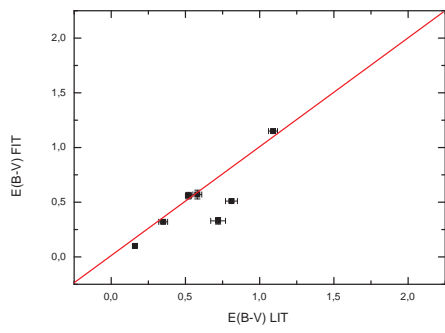


Figura 3.1: Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados por Pauzen.

Tabela 3.2: Comparação com os valores de Paunzen & Netopil (2006). O $E(B-V)$ é o excesso de cor em $(B-V)$, d é a distância do aglomerado, $\log(age)$ o logaritmo da idade (em anos) considerando metalicidade igual a solar.

Aglomerado	Fit			Paunzen		
	$E(B-V)$	Log(Age)	Distance	$E(B-V)$	Log(Age)	Distance
	mag	anos	kpc	mag	anos	kpc
Bochum 10	0.72 ± 0.05	7.75 ± 0.65	2.280 ± 0.105	0.33 ± 0.03	$6.90 \pm 0,60$	$2.47 \pm 0,55$
King 10	1.09 ± 0.03	7.60 ± 0.22	2.917 ± 0.223	1.15 ± 0.01	7.65 ± 0.60	3.37 ± 0.16
NGC 129	0.52 ± 0.02	7.37 ± 0.57	1.270 ± 0.048	0.56 ± 0.03	7.80 ± 0.62	1.63 ± 0.06
NGC 1798	0.81 ± 0.04	8.40 ± 0.07	4.250 ± 0.300	0.51 ± 0.01	9.15 ± 1.94	4.16 ± 0.23
NGC 2266	0.16 ± 0.01	8.80 ± 0.05	3.341 ± 0.245	0.10 ± 0.01	8.86 ± 0.97	3.49 ± 0.18
NGC 5662	0.35 ± 0.03	7.60 ± 0.56	0.780 ± 0.070	0.32 ± 0.01	7.88 ± 0.58	0.68 ± 0.06
Trumpler 1	0.58 ± 0.03	7.15 ± 0.25	2.144 ± 0.113	0.57 ± 0.04	7.47 ± 0.70	2.36 ± 0.51

A média e desvio padrão das diferenças para essa amostra em comum são:

1. $\mathbf{E(B - V)}$: 0.0 ± 0.2 mag
2. **distância**: -0.3 ± 1.7 kpc
3. **log (Age)**: 0.2 ± 0.7 anos

Uma vez que apenas 7 aglomerados são comuns entre as duas amostras, optamos por realizar uma análise estatística através da comparação com os dados originais da literatura. No entanto, vale mencionar que as diferenças obtidas para esses aglomerados entre nossos ajustes e os valores de Paunzen & Netopil (2006) são pequenas, indicando a boa qualidade de nossos resultados.

3.2 Comparação com os valores originais da literatura

Com o objetivo de realizar uma investigação com uma base estatística, comparamos diretamente nossos valores com os originais publicados. Todos os valores são apresentados na Tabela 3.1 e as comparações são apresentadas nas Figuras 3.2 para o parâmetros $\mathbf{E(B-V)}$, distância e idade.

Nas figuras 3.3, 3.4 e 3.5 apresentamos a mesma comparação porém por faixas de idades, considerando aglomerados jovens ($\log(age) \leq 7.0$ (100 Manos)), de idade intermediária ($7.1 \leq \log(age) \leq 8.5$ (300 Manos)) e velhos ($8.5 \leq \log(age)$).

Os resultados das diferenças obtidas para cada parâmetro são apresentados na Tabela 3.3.

As diferenças entre os valores obtidos em nosso trabalho e aqueles originais da literatura são pequenas e seguem uma distribuição gaussiana e

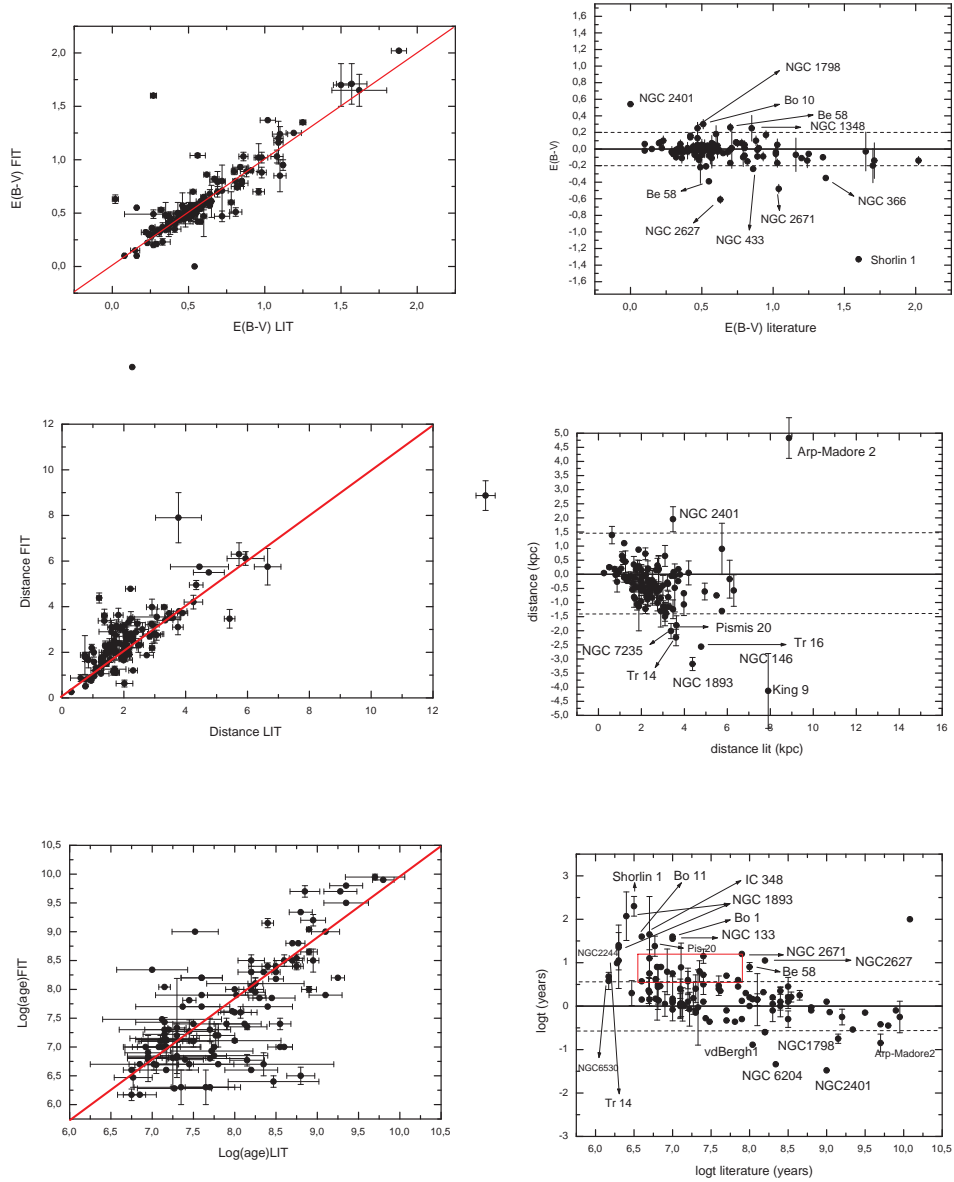


Figura 3.2: Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados originalmente na literatura.

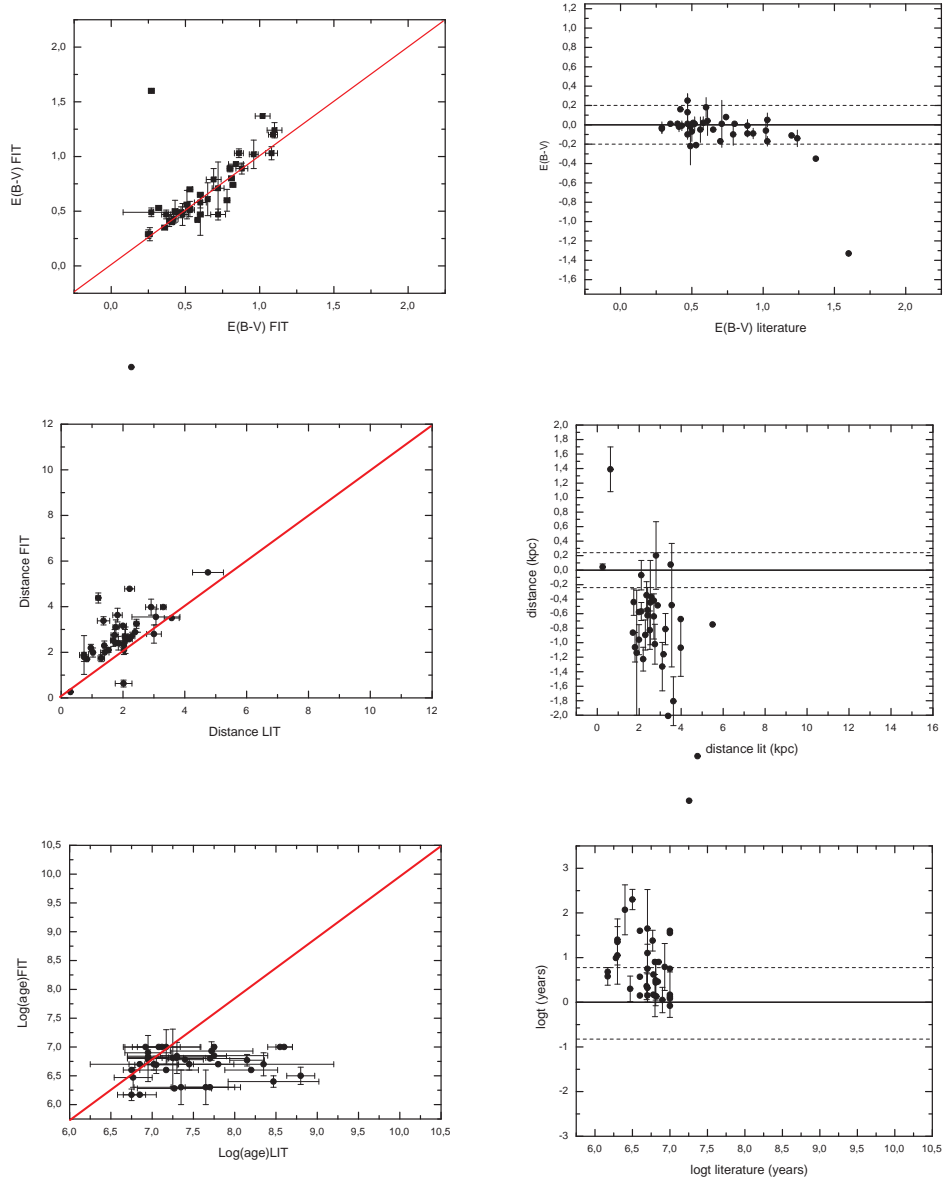


Figura 3.3: Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados originalmente na literatura para aglomerados jovens.

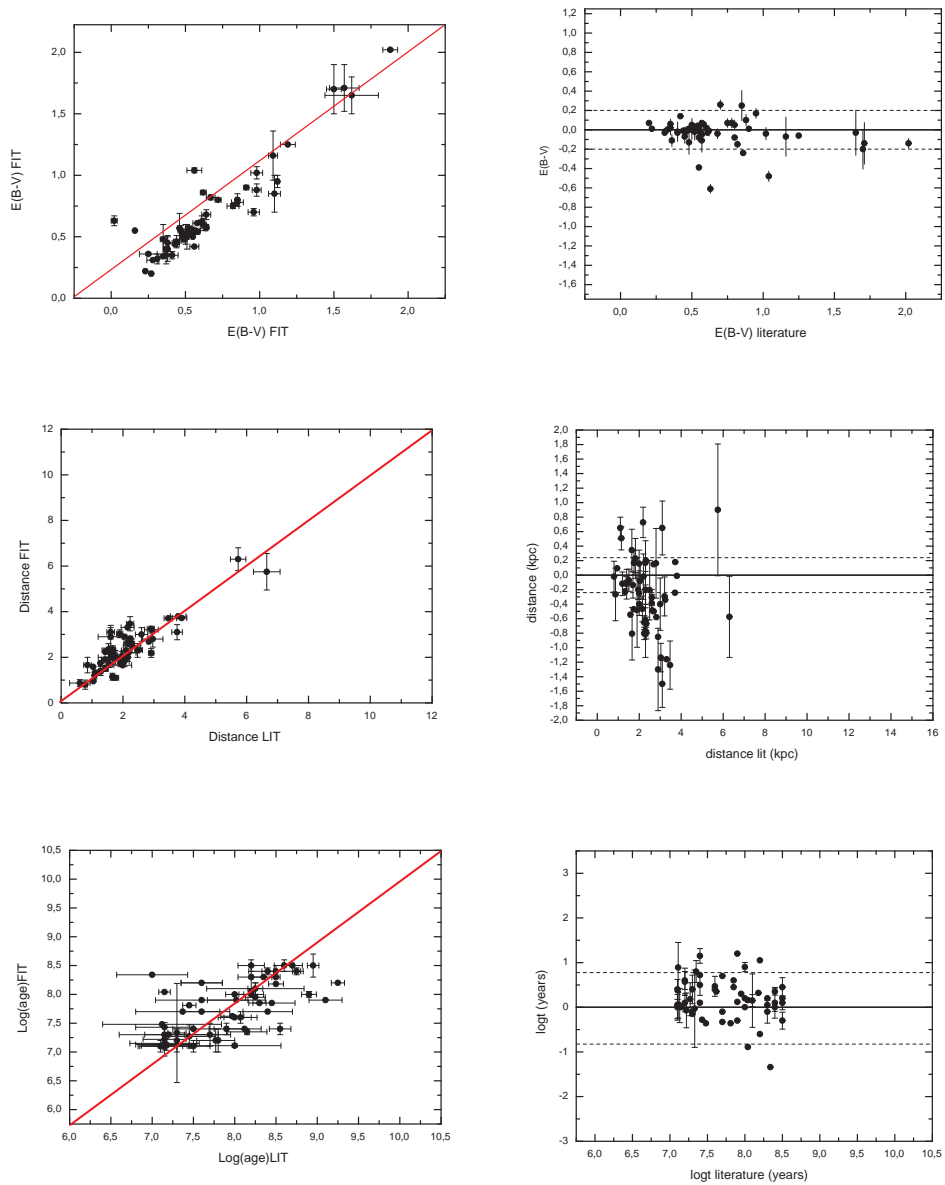


Figura 3.4: Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados originalmente na literatura para aglomerados intermediários.

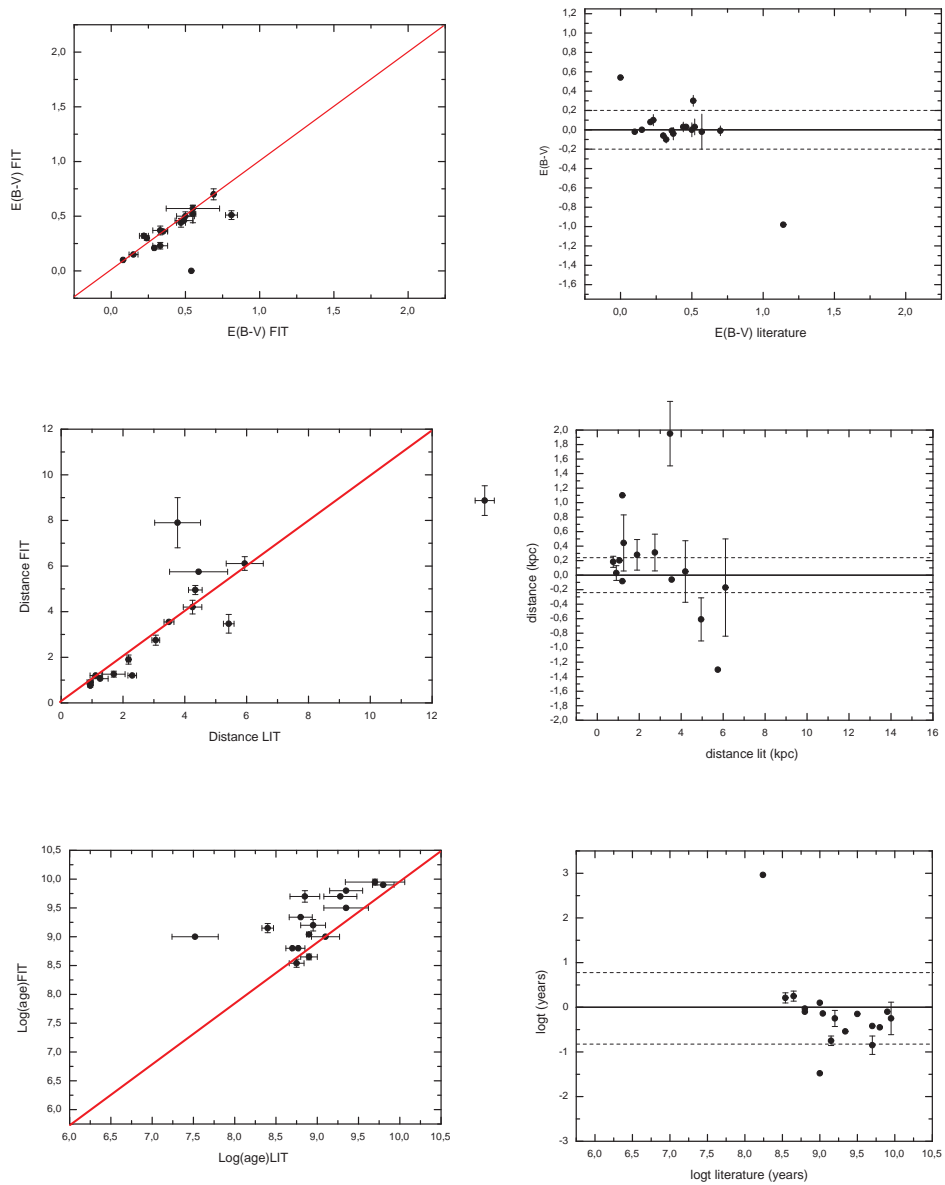


Figura 3.5: Comparações dos valores finais obtidos pelos nossos ajustes com os publicados originalmente na literatura para aglomerados velhos.

Tabela 3.3: Comparações

Amostra	ΔE_{B-V} mag	$\Delta distance$ kpc	$\Delta \log(age)$ anos	number
todos	0.0 ± 0.2	-0.4 ± 1.4	0.3 ± 1.0	131
jovens	0.00 ± 0.07	-1.1 ± 0.7	0.1 ± 0.5	45
intermediários	0.0 ± 0.2	-0.2 ± 0.8	0.4 ± 1.1	57
velhos	-0.09 ± 0.33	-0.6 ± 3.0	0.3 ± 0.8	28

não surpreendentemente, 68% dos aglomerados encontram-se dentro de 1σ da média das diferenças. Nas figuras dos parâmetros vs as diferenças são apresentados em linhas tracejadas os limites de $\pm 1\sigma$, e discriminados os aglomerados fora desse limite. Esses casos são discutidos individualmente no capítulo seguinte.

3.3 Aglomerados Jovens

Através da tabela 3.3 e das figuras 3.3 pode-se perceber que há uma diferença sistemática não desprezível nas diferenças das distâncias encontradas para os aglomerados jovens.

Em nossa investigação notamos que os valores em distância são sistematicamente menores que as da literatura principalmente porque existe diferenças nos ajustes na parte das estrelas menos brilhantes do CMD. Enquanto há concordância para as estrelas mais azuis há uma grande diferença para as mais vermelhas.

Em geral notamos que o corte em magnitude tende a privilegiar as estrelas mais brilhantes para esses casos de aglomerados jovens e praticamente proporciona menor peso para as estrelas mais fracas da sequência principal. Em nossas análises notamos que não realizar o corte em magnitude favorece a melhores ajustes em distâncias. Em outras palavras proporciona distâncias maiores que as que estávamos obtendo com o corte automático. No entanto, esse procedimento pode gerar idades mais velhas.

Finalmente vale a pena mencionar que nossos ajustes são compatíveis

com os pesos dados as estrelas no CMD. As idades sistematicamente maiores (porém aceitáveis) ocorrem por causa dos pesos dados causados por alguma contaminação de campo ou pelo espalhamento da sequência principal.

Para tentar solucionar esse problema testamos realizar os ajustes sem aplicar o corte em magnitude. Feito isso consegue-se diluir os pesos entre toda a SP considerando apenas o perfil de king e as distâncias ao centro, além disso também testamos a não utilização prévia do diagrama cor-cor para determinar o EBV.

Como resultado, para alguns casos obtivemos ajustes melhores em distâncias, e valores de EBV e idade não alterados significativamente.

Finalmente, dentre os 14 conjuntos de dados de aglomerados jovens analisados nesse trabalho, 8 casos (3 aglomerados) merecem atenção especial. Trata-se dos aglomerados Trumpler 14, Trumpler 15 e Trumpler 16 localizados próximos de eta Carina. Os 3 aglomerados encontram-se numa região de avermelhamento variável. Em geral os autores adotam $R_v = 3.2$ para essa região ao investigação de 3.1 adotado em nosso trabalho. Os CMDs desses 3 aglomerados apresentados nas figuras ?? e ?? mostram a dificuldade dos ajustes, devido principalmente a dificuldade no processo de filtragem das estrelas de campo.

Capítulo 4

Análise dos casos com resultados diferentes

No capítulo anterior apresentamos uma comparação global dos nossos resultados finais com os resultados da literatura. Nota-se que para a maioria dos casos as diferenças encontradas são pequenas, mas para alguns deles as diferenças são maiores que $\pm 1\sigma$.

Nesse capítulo nos dedicamos a discutir os casos com diferenças maiores que $\pm 1\sigma$, que são indicados nas figuras 3.2 do capítulo anterior.

Vale lembrar que os aglomerados jovens ($\log(\text{age}) \leq 7.0$ anos) já foram analisados no capítulo anterior devido à diferenças sistemáticas encontradas.

Com relação aos aglomerados velhos (NGC 1798, Arp-Madore 2, NGC 2323, NGC 2401) em geral nosso procedimento encontra limitações importantes no processo de filtragem das estrelas de campo, pois esses casos apresentam *turn-off* na parte menos brilhante do CMD. Para a maioria desses casos investigados nossa filtragem de estrelas não consegue eliminar eficientemente as estrelas acima do *turn-off*. Verificamos que para os aglomerados velhos é preciso não utilizar o corte em magnitude e realizar um corte no perfil de king menor que $\approx 94\%$, mas mesmo assim não é certo de obter um bom ajuste.

4.1 Arp-Madore 2

Nossos valores finais são muito diferentes dos valores publicados por Lee (1997) para o aglomerado Arp-Madore 2. Enquanto Lee considera que o aglomerado está a cerca de 9 kpc, nosso ajuste coloca o aglomerado à cerca de 13 kpc. Essa diferença em distância reflete-se também em diferença em idade.

Devemos chamar a atenção para o fato de que esse aglomerado pode encontra-se a uma distância maior que 10 kpc (Ortolani et al. 1995), o que implicou em revisarmos nosso espaço de parâmetros para realizar o ajuste. Feito isso, aumentamos o intervalo do parâmetro distância de 10kpc para 20kpc, e com o novo ajuste obtivemos os valores apresentados na Tabela 4.1.

Ortolani et al. (1995) utilizando apenas os filtros V e I também encontram valores bastante diferentes dos obtidos por Lee (1997) para distância. No entanto os autores utilizaram isócrona com metalicidade diferente da solar em seus ajustes ($Fe/H \approx -0,3$, o que implica em $Z \approx 0,010$).

Mesmo com a diferença em metalicidade adotada nossos resultados concordam dentro do erro com os valores estimados por Ortolani et al. ($E(B - V) = 0,44$ mag, distância = 12,4 kpc e $\log(age) = 9,4$ anos, adotando idade similar ao NGC 2682). Note que ambos ajustes consideram o ramo horizontal das gigantes em $V \approx 17,7$ mag.

Possivelmente a diferença entre as idades deve-se ao fato de diferentes metalicidades adotadas. É preciso verificar no entanto se uma metalicidade não solar se ajusta melhor aos dados através do nosso método.

4.2 Bochum 1

A diferença encontrada entre nosso valor de idade e o valor determinado por Yadav & Sagar (2003) (ref 343) é devido ao fato de as duas amostras de dados não serem exatamente as mesmas. Nas análises dos autores foram adicionadas as estrelas mais brilhantes ($V \geq 11,5$ mag) obtidas de Vogat

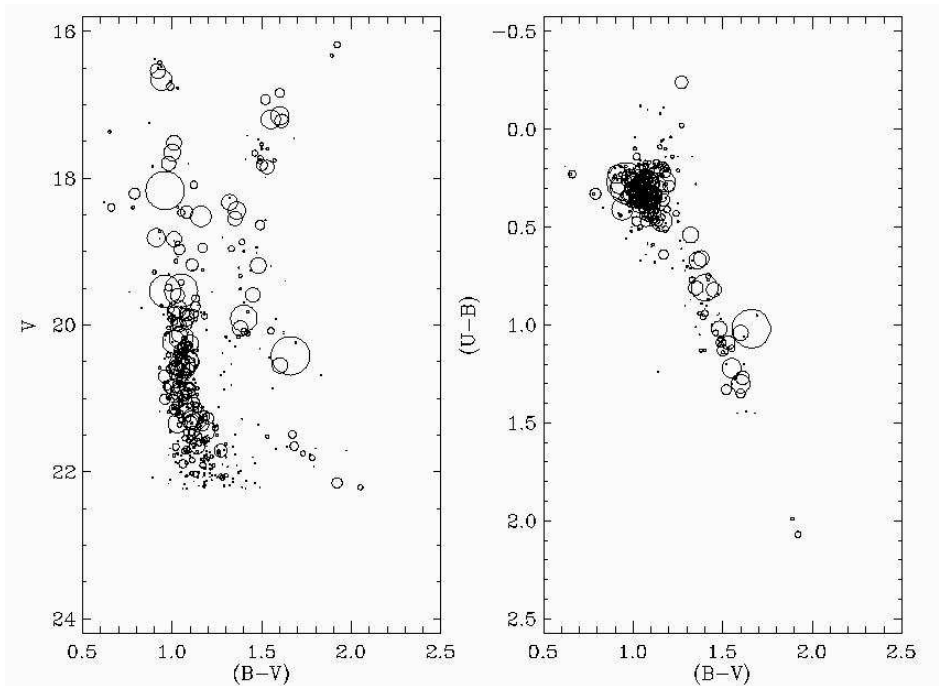


Figura 4.1: Arp-Madore 2-ref382

& Moffat (1975). Essas estrelas foram consideradas com grande peso nas análises dos autores para determinação da distância e principalmente idade do aglomerado Bochum 1. Apesar de os autores terem considerado uma análise fotométrica e cinemática de membros, conforme indicado na figura 6 do artigo, é possível perceber que a diferença nas idades determinadas ocorre porque nossa análise foi feita apenas nos dados originais que contém estrelas com $V \geq 12$ mag, faltando portanto as estrelas mais brilhantes e azuis da seqüência principal.

Dessa forma, apesar da diferença encontrada nas idades determinadas, podemos considerar que nossos resultados são coerentes com o conjunto de dados utilizados e conforme apresentado na figura A.3 o ajuste é totalmente satisfatório.

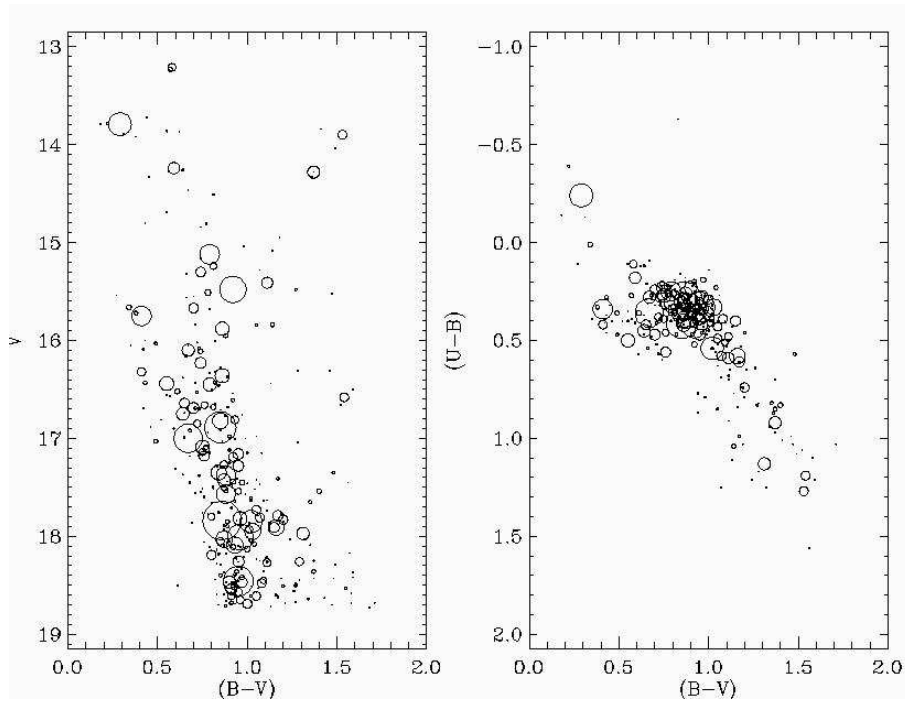


Figura 4.2: Bochum1-ref382

4.3 Collinder 272

Os valores fornecidos pelo nosso ajuste diferem significativamente dos valores publicados por Vázquez et al. (1997) especialmente quanto à distância. As diferenças ocorrem principalmente porque nosso processo de filtragem não foi eficiente para remover as estrelas de campo que estão à frente do aglomerado (ver CMD na Fig 4.3). Trata-se de um aglomerado jovem e que portanto nosso ajuste enfrentou os problemas já relatados no procedimento de filtragem e peso adequado das estrelas. Além disso, para esse aglomerado nota-se uma sequência principal com grande espalhamento e uma população de campo (ver sequência vermelha no CMD da Fig 4.3) que atrapalha muito o ajuste pois está na direção do aglomerado e essas estrelas dão peso para um ajuste de menor distância.

Com essas considerações acreditamos que os parâmetros determinados por

Vázquez et al. (1997) se adequam melhor aos dados.

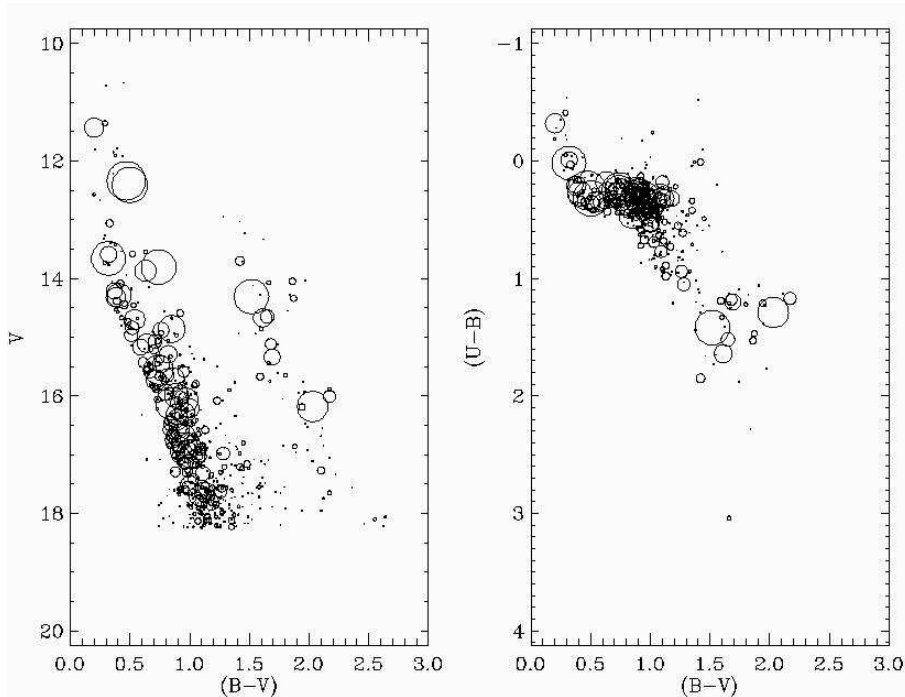


Figura 4.3: Collinder 272-ref155

4.4 King 9

Os resultados para o aglomerado King 9 mostram valores bem diferentes em distância e idade com relação aos valores publicados por Subramaniam & Bhatt (2007) (ref 488).

Há para esse caso dois pontos importantes que justificam as diferenças. O primeiro, de caráter mais global, é a dificuldade no processo de filtragem das estrelas de campo para aglomerados mais velhos, que apresentam portanto *turn-off* na parte menos brilhante do CMD. Em geral, para esses casos nossa filtragem de estrelas não consegue eliminar eficientemente as estrelas acima do *turn-off*. Verificamos que para os aglomerados velhos é preciso não utilizar o corte em magnitude e realizar um corte no perfil de king me-

nor que $\approx 94\%$. Mesmo com esse procedimento nosso resultado ainda se mantém insatisfatório porque no CMD pode-se perceber duas possibilidades de *turn-off*: uma em $V \approx 16$ mag e outra em $V \approx 18$ mag, que é o correto.

Com os pesos dados pelo nosso processo de filtragem (ver Fig 4.4 o ajuste considerou o *turn-off* em $V \approx 16$ mag, implicando em distâncias e idades inferiores às da literatura.

Para comprovar isso realizamos um ajuste forçado que chegou à valores de distância e idade compatíveis com os da literatura. Esse ajuste juntamente com os pesos e parâmetros adotados é fornecido na Figura 4.4.

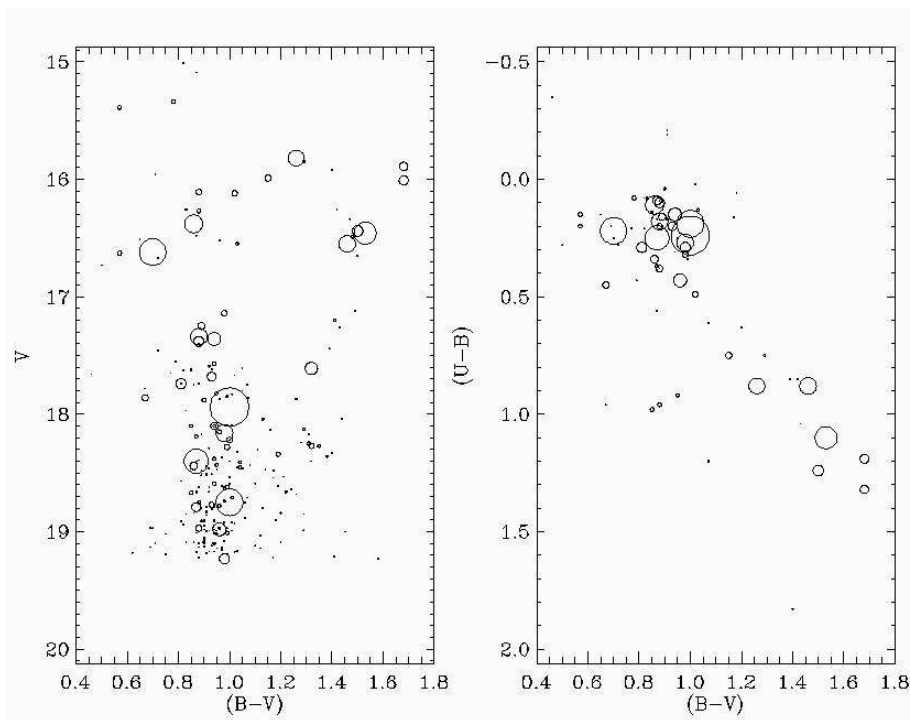


Figura 4.4: King 9-ref488

Um segundo ponto importante e comentado por Subramaniam & Bhatt (2007) é que esse os dados do aglomerado King 9 são melhor ajustados por uma isócrona de metalicidade $Z = 0,08$.

Pelos motivos mencionados acima os valores da literatura são considera-

dos mais adequados ao conjunto de dados.

4.5 NGC 146

Nossos resultados apresentam uma diferença significativa para a distância determinada do aglomerado NGC 146 com relação ao valor determinado por Phelps et al. (1994) (ref 86). A diferença de mais de 2 kpc pode ser explicada principalmente pela região do CMD (ou mais precisamente da sequência principal) ($8.5 < V < 15.0$ mag) utilizada pelos autores para determinação da distância. Além disso, o aglomerado ainda está embebido na nuvem que o originou implicando em um avermelhamento variável, que pode ser percebido no diagrama cor-cor 4.5. Isso implica em maior dificuldade em determinar com precisão o valor de $E(B - V)$.

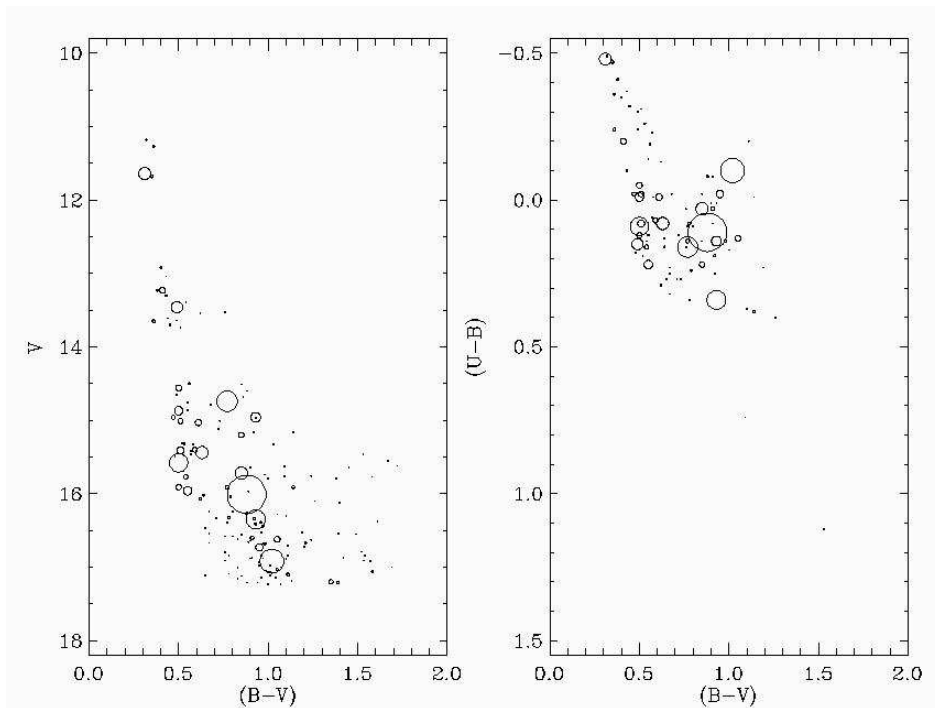


Figura 4.5: NGC 146-ref86

Uma vez que não utilizamos apenas uma pequena faixa da sequência

principal para determinar a distância e que determinamos os parâmetros simultaneamente, o grande espalhamento da sequência principal no CMD também nos proporciona um pouco mais de dificuldades.

Finalmente, dois trabalhos publicados que estudaram esse aglomerado apresentam valores distâncias bem menores que 4,78 kpc determinado por Phelps et al. (1994). Kimeswenger & Weinberger (1989) determinaram uma distância de 3,3 kpc e Subramaniam et al. (2005) apresentaram a distância de 3,47 kpc. Assim como nosso ajuste, todas as referências citadas consideram o aglomerado NGC 146 como jovem ($\log(age) \approx 7$ anos).

A análise realizada aponta para que o jovem aglomerado NGC 146 deva ter uma distância por volta de 3 kpc e não 4,8 kpc como determinado pela Phelps et al. (1994), o que torna nossos resultados mais adequados aos dados.

4.6 NGC 366

Para o aglomerado NGC 366 o valor de distância determinado pelo nosso ajuste é bem menor que o determinado por Phelps & Janes (1994) (ref 86) (2,7 kpc contra 3,2 kpc). Isso ocorreu especialmente devido à região da sequência principal selecionada para fazer o ajuste da ZAMS pelos autores. Vale mencionar que nossos valores concordam muito bem com os valores publicados em DAML02 (originais de Loktin & Matkin (1994)) e que Nesci et al. (1995) reportam uma distância menor (2,45 kpc) determinada através de um estudo espectroscópico e confirmam idade de $\log(age) = 8.0$ anos para o aglomerado NGC 366. Com essas informações e comparando nossos valores com os das outras duas publicações acreditamos que nosso ajuste seja mais adequado aos dados.

4.7 NGC 433

Para o caso do aglomerado NGC 433 encontramos uma diferença significativa em $E(B - V)$ com relação ao valor determinado por Phelps & Janes (1994)

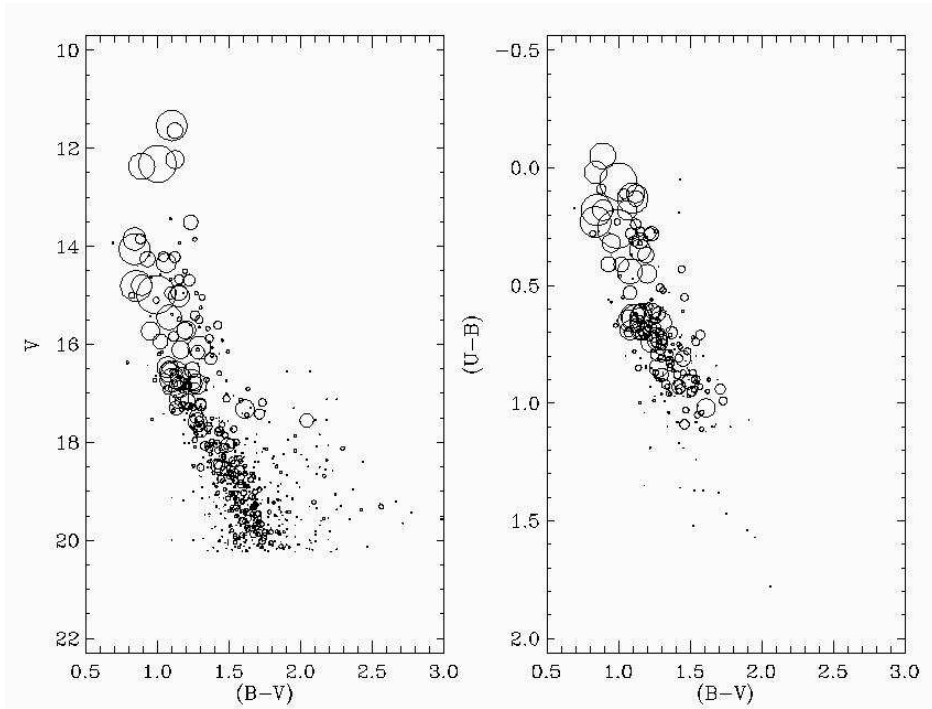


Figura 4.6: NGC 366-ref86

(ref 86). Para esse caso encontramos a mesma dificuldade relacionada aos ajustes de aglomerados jovens, já comentada anteriormente. No entanto, a diferença em $E(B - V)$ se deve à presença de duas sequências azuis no diagrama cor-cor, uma em $E(B - V) = 0,64$ mag e outra em $E(B - V) = 0,86$ mag, conforme discutido por Phelps & Janes (1994). Também há uma não uniformidade do avermelhamento devido a presença de nuvens moleculares de CO na direção do aglomerado. Um estudo espectroscópico realizado por Battinelli et al. (1994) indica o valor mais alto de $E(B - V) = 0,82$ mag em maior concordância com Phelps & Janes (1994) do que o valor de nosso ajuste.

Nesse caso, dadas as dificuldades de selecionar as estrelas adequadamente dentre as duas sequências no diagrama cor-cor acreditamos que o valor final obtido por Phelps & Janes (1994) seja mais adequado, embora nosso ajuste não seja inconsistente com os dados.

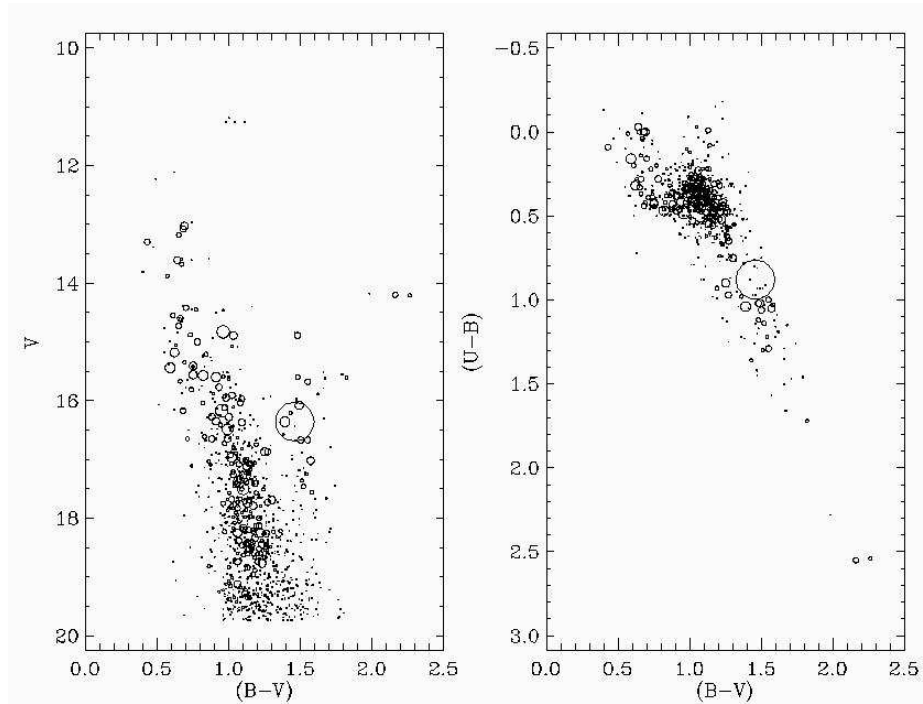


Figura 4.7: NGC 433-ref86

4.8 NGC 637

A diferença encontrada entre nosso valor de distância e principalmente idade e o valor determinado por Phelps & Janes (1994) (ref 86) se deve ao fato de que as duas amostras de dados utilizadas não serem exatamente as mesmas. Os autores utilizaram dados de Huestamendia et al. (1991) referentes às estrelas saturadas nas suas observações. Esse subconjunto é composto pelas estrelas com $V \geq 11$ mag (ver Figura 26a de Phelps & Janes (1994)). Os autores também mencionam grandes (e não explicadas) diferenças em U-B para esses dados.

Dessa forma e observando o CMD (A.4) e os ajustes 4.8 acreditamos que nosso ajuste seja adequado ao conjunto de dados utilizado.

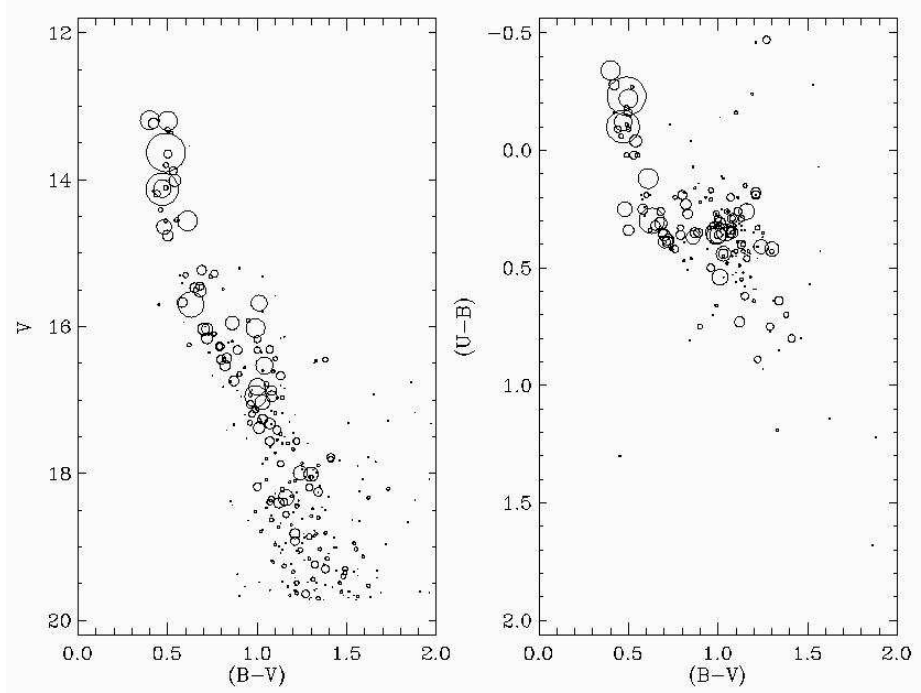


Figura 4.8: NGC 637-ref86

4.9 NGC 1798

Para o aglomerado NGC 1798 encontramos diferenças nos parâmetros fundamentais com relação aos valores determinados por Park & Lee (1999) (ref 208), e outros trabalhos publicados, pois esse é um dos aglomerados em comum com a amostra de Paunzen & Netopil (2006).

As diferenças encontradas são explicadas pelos métodos diferentes de ajuste das isócronas (e ZAMS) no CMD e principalmente pelo fato de Park & Lee (1999) terem adotado metalicidade subsolar para esse aglomerado ($Fe/H = -0,47$ index o que implica em $Z = 0,006$).

O mesmo acontece com os valores publicados em nosso catálogo DAML02 ($E(B-V) = 0,51$ mag; distância = 4,57 kpc; $\log(age) = 8,90$ anos, Shuster et al. 2006), pois a referência adotou ($Fe/H \approx -0.03$, $Z \approx 0.017$). Note que praticamente esses são os mesmos valores fornecidos por Paunzen & Netopil

(2006), o que indica que a maioria dos autores que estudaram o aglomerado adotaram metalicidade diferente da solar.

Por último vale mencionar os parâmetros determinados por Maciejewski et al. (2007), foram portanto posterior a análise estatística de Paunzen & Netopil (2006). Os autores utilizaram apenas os filtro B e V e obtiveram $E(B - V) = 0,37 \pm 0,16$ mag, distância = $3,55 \pm 1,22$ kpc e $\log(age) = 9.20$ anos, através do ajuste de isócronas de metalicidade solar no CMD.

A grande diferença de resultados entre os vários trabalhos publicados na literatura não deixa dúvidas sobre a necessidade de estudos espectroscópicos para a determinação precisa da metalicidade do aglomerado NGC 1798, fator que decidirá quais os parâmetros fundamentais mais adequados aos ajustes no CMD.

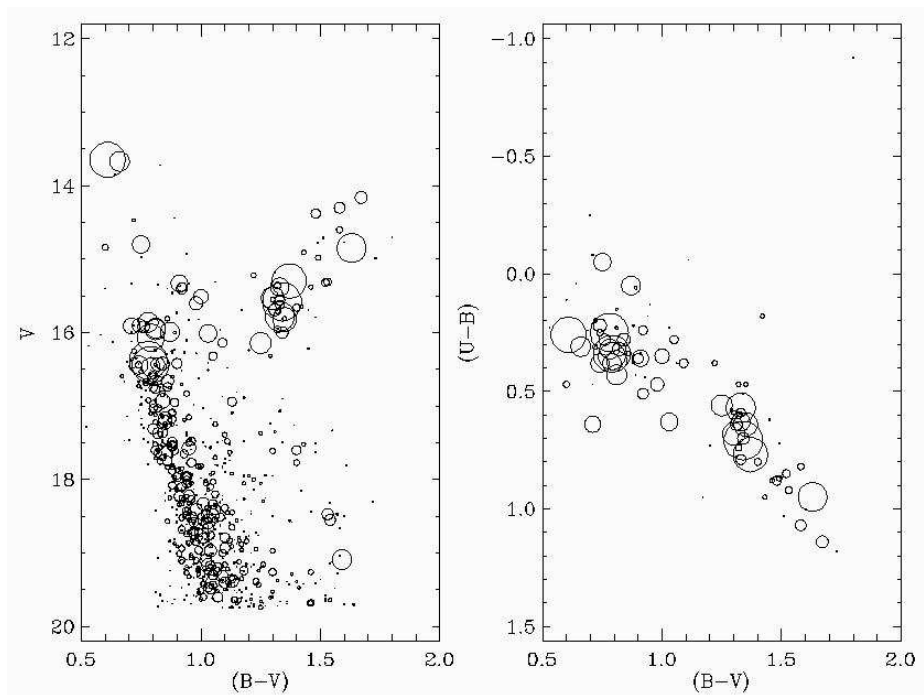


Figura 4.9: NGC 1798-ref208

4.10 NGC 2401

O aglomerado aberto NGC 2401 encontra-se numa região de grande contaminação de estrelas de campo o que proporciona grande confusão na parte das estrelas menos brilhantes no CMD. Esse aglomerado foi estudado por Moitinho et al. (2006) que determinaram parâmetros diferentes dos determinados pelo nosso ajuste (ver Tabela 4.1).

Basicamente a diferença em idade ocorre devido à diferença em distância. Nosso ajuste encontra uma distância cerca de 500 pc menor e idade diferente que a de Moitinho et al. Isso ocorre principalmente pelo fato de nosso processo de filtragem e pesos não favorecer as mesmas estrelas que os referidos autores além do fato de encontrarmos as dificuldades relacionadas aos ajustes de aglomerados jovens. Há possibilidade de estrelas pré-sequência principal, *turn-off* em $V \approx 17 - 18$ mag, que junto com as estrelas de campo proporcionarem menores distâncias em nossos ajustes.

O fato de Moitinho et al. (2006) estudarem cuidadosamente o aglomerado NGC 2401 inclusive utilizando dados espectroscópicos, além das nossas dificuldades no ajuste, favorecem aos valores publicados pelos autores.

4.11 NGC 2627

Os valores determinados pelo nosso ajuste discordam dos valores determinados por Ramsay & Pollaco (1992) (Ref 42), especialmente quanto à idade. Enquanto os autores consideram o aglomerado de idade intermediária nosso ajuste implica em que o aglomerado NGC 2627 seja velho. A análise dos resultados (ver diagramas na Fig 4.11) indica que mesmo os valores de $E(B-V)$ e distância determinados por Ramsay & Pollaco (1992) não comportam um *turn-off* em $V \approx 15$ mag (ver figura 25 do artigo dos autores). Isso implicaria necessariamente em um ajuste de uma isócrona de idade maior do que a adotada. Por outro lado nossos valores concordam muito bem com os publicados em DAML02 ($E(B-V) = 0.12$ mag, distância = 2000 pc e $\log(age) = 9.15$

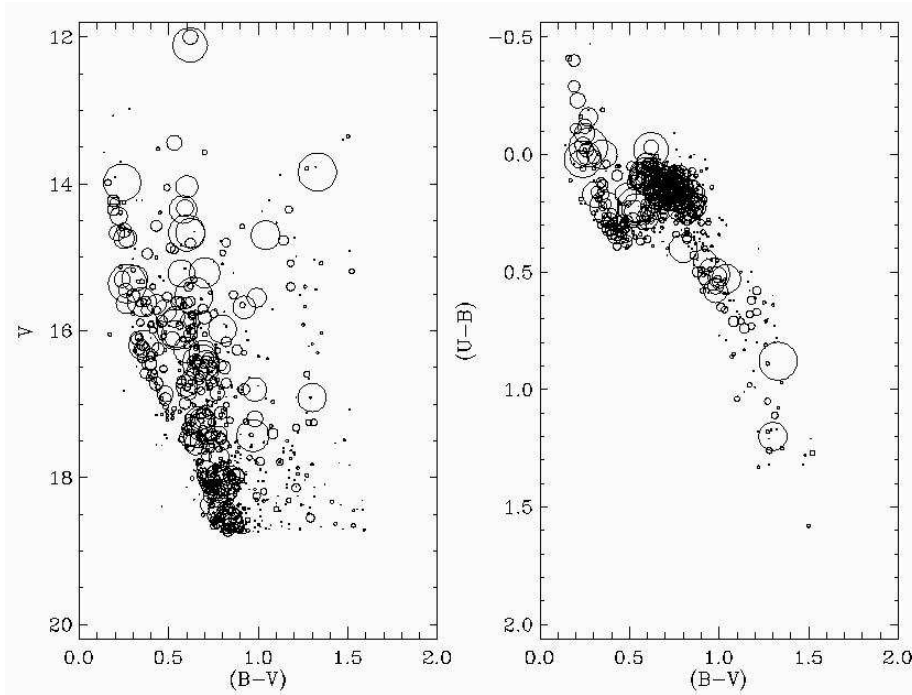


Figura 4.10: NGC 2401-ref458

anos) determinados por Piatti et al. (2003). Com isso acreditamos que nosso ajuste fornece valores de parâmetros fundamentais mais adequados ao conjunto de dados da ref 42.

4.12 NGC 2671

Os resultados obtidos pelo nosso ajuste mostram uma diferença em todos os parâmetros com relação ao valor estimado por Pedreros (2000) (ref 234), único estudo do aglomerado NGC 2671 até o momento. Essa diferença encontrada ocorreu principalmente pela diferença na definição da sequência principal no diagrama cor-cor e da localização da região do *turn-off* no CMD. A figura A.15 apresenta nossos ajustes comparados com os da literatura onde pode-se perceber que ambos ajustes consideram um *turn-off* em $V \approx 14,5$ mag. A diferença em idade deve-se à diferente distância ajustada que por sua

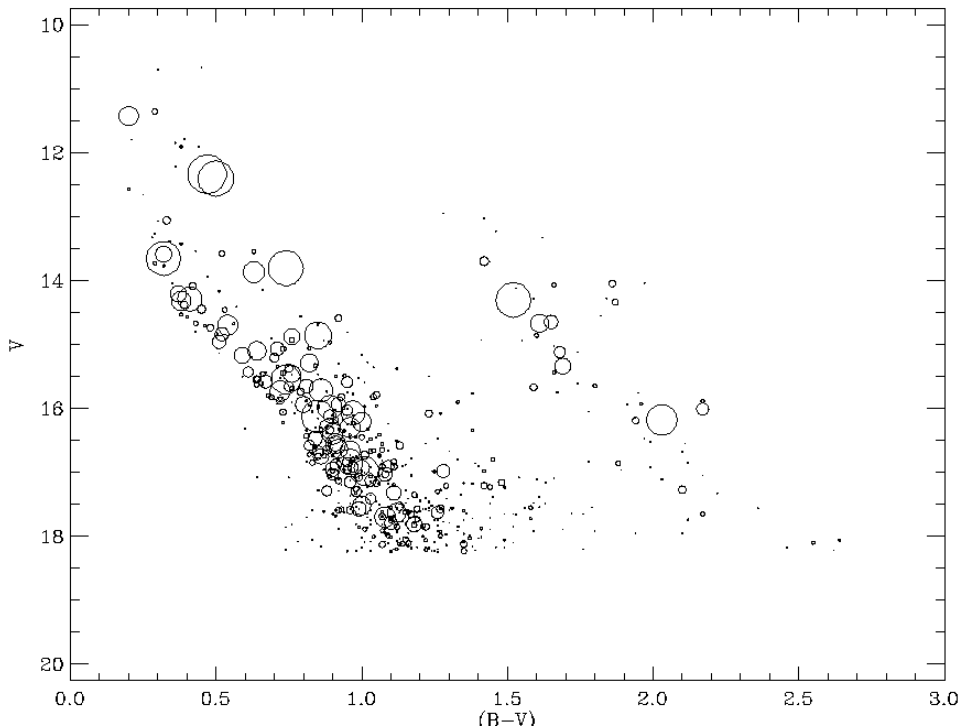


Figura 4.11: NGC 2627-ref42

vez sofreu com as grandes diferenças em $E(B - V)$. Note que os valores da literatura são o dobro dos determinados em nosso ajuste. Isso implicou numa idade determinada pelo nosso ajuste ($\log(age) \approx 9.0$ anos) muito maior que a idade da literatura ($\log(age) \approx 7.90$ anos). O interessante é que Pedreros (2000) usa um programa automático para determinação dos parâmetros fundamentais descrito em Pedreros (1984). A pouca quantidade de estrelas, o espalhamento da sequência principal e os possíveis erros envolvidos não permitem uma conclusão sobre qual resultado é mais adequado aos dados.

Nesse caso, para a solução da dúvida acreditamos ser necessário uma nova observação mais profunda e precisa do aglomerado NGC 2671 bem como a utilização de uma análise cinemática para a determinação de pertinência das estrelas para um melhor processo de seleção dos membros, que pode tornar mais claras as assinaturas do aglomerado no CMD.

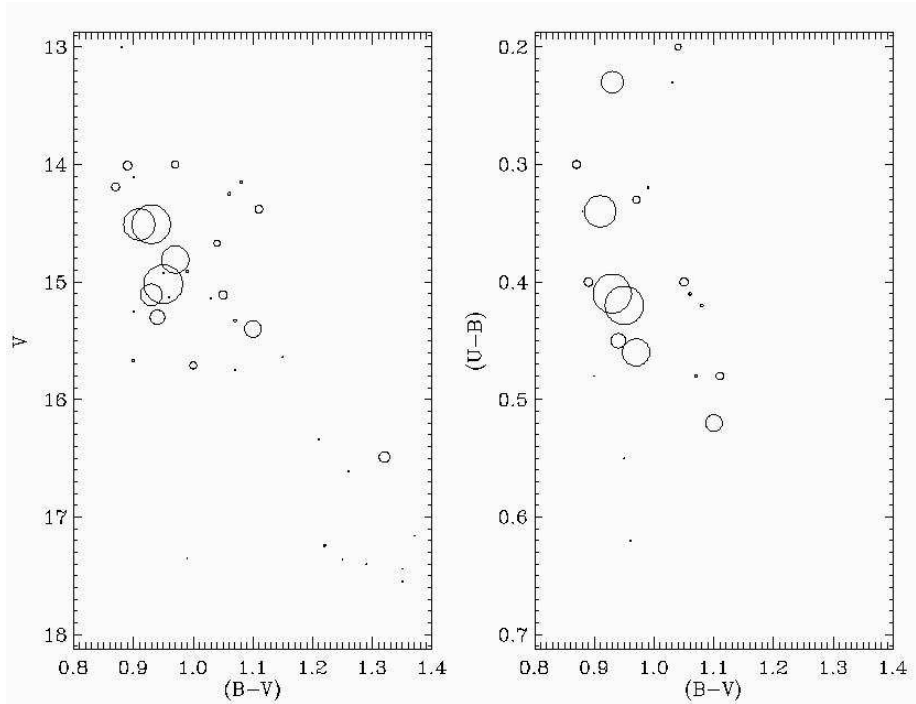


Figura 4.12: NGC 2671-ref234

4.13 NGC 3590

Os valores fornecidos pelo nosso ajuste para o aglomerado NGC 3590 diferem dos valores publicados na literatura (Delgado et al. 2007 - ref 517) tanto em distância quanto em idade (ver tabela 4.1).

As diferenças ocorrem devido à seleção das estrelas com maior peso no CMD para o ajuste da ZAMS e determinação da distância. Enquanto os autores deram maior peso às estrelas da parte superior da seqüência principal ($V \leq 12$) mag em nosso ajuste não realizamos filtro em magnitude, mas apenas um corte em $B - V \geq 1.5$ mag para minimizar a contaminação de campo, fator que proporciona estimativas de distâncias menores para casos de aglomerados jovens. Um CMD com os pesos dados pelo nosso método é apresentado na Fig 4.13.

Essa é a razão que explica as diferenças de idades encontradas.

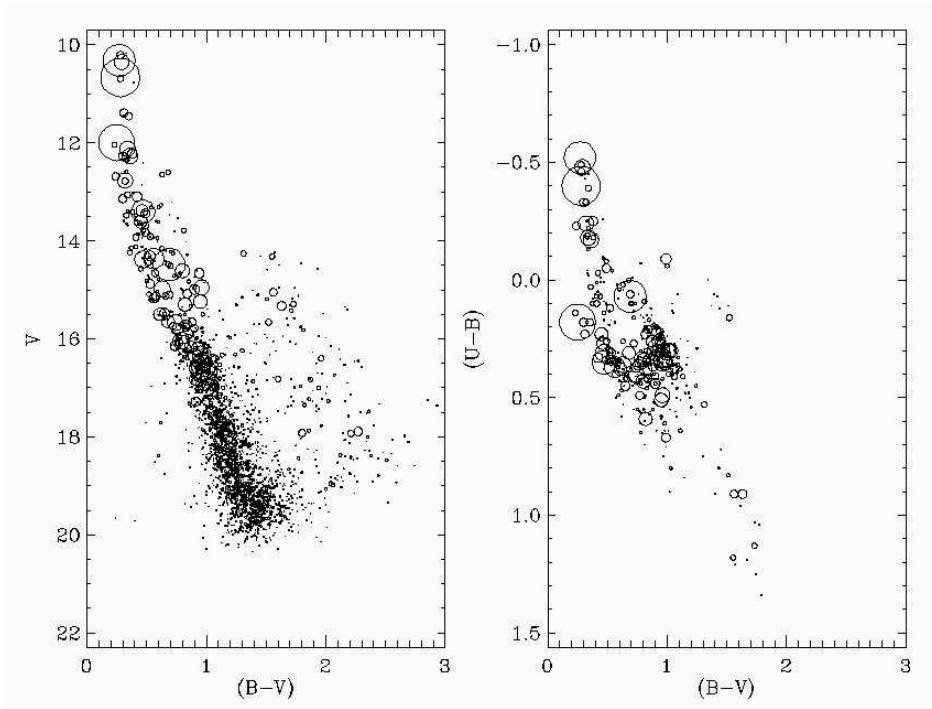


Figura 4.13: NGC 3590-ref517

No entanto, nosso ajuste não pode ser desconsiderado, pois apresenta concordância com a interpretação de outros autores. Moffat e Vogt (1975) estimaram a distância em 2060 pc e Clariá (1976) estimou uma distância de 2280 pc e idade de $\log(age) = 7,56$ anos, valores mais próximos aos fornecidos pelo nosso ajuste. Por outro lado, Kharchenko et al. 2005, utilizando estrelas Tycho 2, portanto com limite de magnitude $V \approx 12 - 13$ mag, estimou a distância de 1651pc e idade de $\log(age) = 7,55$ anos para o aglomerado.

Dada a grande dispersão de valores encontrado na literatura para distância e idade do aglomerado NGC 3590 e as dificuldades apresentadas para a realização dos ajustes consideramos que nosso ajuste se adéqua bem aos dados e concorda dentro dos erros com os valores publicados.

4.14 NGC 4815

Nossos valores discordam significativamente dos valores obtidos por Kjeldsen & Frandsen (1991) (ref 32) inclusive sobre a interpretação das características do aglomerado NGC 4815. Enquanto o nosso ajuste afirma que o aglomerado é de idade intermediária ($\log(\text{age}) = 8.30$ anos) Kjeldsen & Frandsen (1991) adotam uma idade muito mais jovem ($\log(\text{age}) = 6.80$ anos). A diferença encontrada em $E(B-V)$ pode explicar a diferença encontrada nas distâncias mas não explica a variação obtida para a idade. Ambos estudos adotaram metalicidade solar, restando a hipótese de filtragem das estrelas de campo e peso para as estrelas no CMD como explicação.

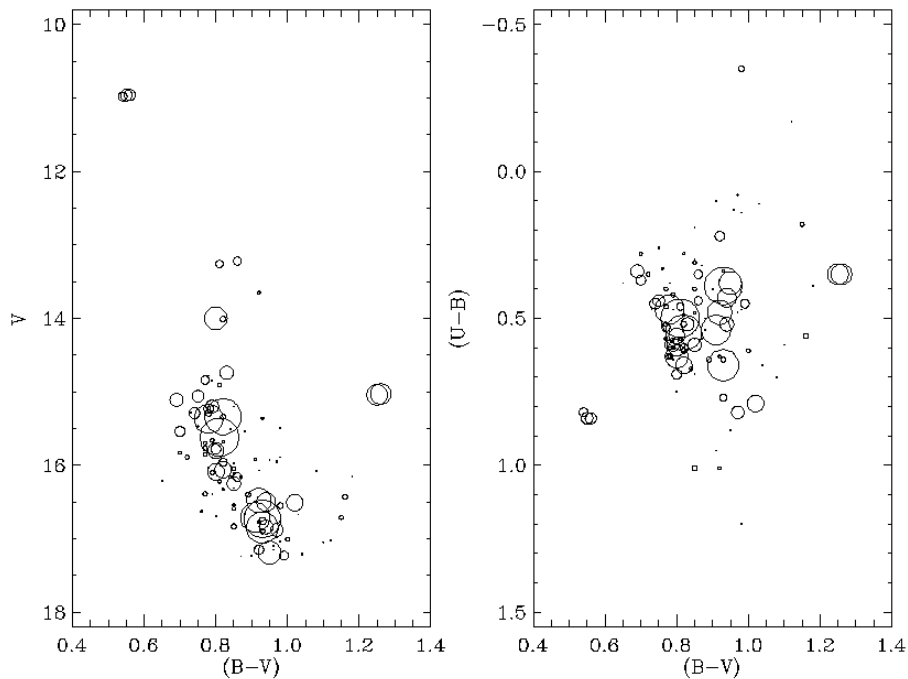


Figura 4.14: NGC 4815-ref32

No entanto, considerando os erros envolvidos, nossos valores concordam bastante bem com os valores publicados no catálogo DAML02 ($E(B-V) = 0.808$ mag, distância= 3079 pc e $\log(\text{age}) = 8.369$ anos (Loktin e Matkin

(1994)) e com os valores publicados por Sagar et al. (2001) ($E(B-V) = 0.72$ mag, distância= 2750 pc e $\log(age) = 8.60$ anos).

Dessa forma e com as comparações apresentadas acima optamos pelo nosso ajuste para os dados da ref 32.

4.15 NGC 6204

A diferença de idade encontrada entre nosso valor e o valor publicado por Kjeldsen & Frandsen (1991) (ref 32) se deve ao fato de que nosso ajuste não considerou o *turn-off* em $V \approx 12$ mag. Ao analisar o CMD (B.3) é possível perceber um certo espalhamento na sequência principal e que nossa filtragem considerou como membros estrelas com $V \geq 12$ mag, provavelmente diferentemente de Kjeldsen & Frandsen (1991).

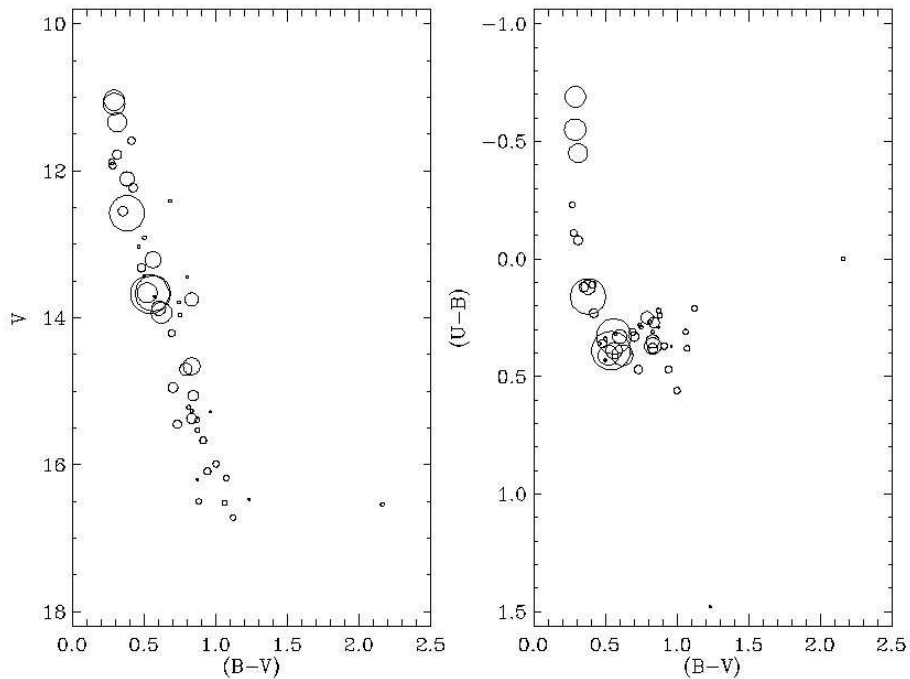


Figura 4.15: NGC 6204-ref32

Devido à concordância das estimativas de $E(B - V)$ e distância e ao bom acordo visual do ajuste ao CMD, bem como os erros envolvidos, consideramos nosso ajuste como mais adequados aos dados de Turner et al. (1998).

4.16 NGC 7419

Os resultados obtidos para o aglomerado NGC 7419 apresentam uma diferença relativamente grande de distância e idade com relação aos valores de Joshi et al. (2008) (ref 530).

Essa diferença não é facilmente explicável a não ser pelo peso dados as estrelas no CMD. O *turn-off* e ramo das gigantes é facilmente visível em $V \approx 13,5 - 14,0$ mag, porém há uma grande contaminação de estrelas de campo ($V < 17,5$ mag) que poderiam prejudicar o ajuste. No entanto, isso não acontece uma vez que encontramos distâncias muito menores que as de Joshi et al. (2008) (1,6 kpc contra 3,2 kpc).

O valor de distância adotado pela literatura parece alto, o que é corroborado por distâncias menores encontradas por outros autores obtidos com outros conjuntos de dados (2 kpc conforme apresentado na tabela 4.1).

Apesar de nossos valores de distância e idade diferirem da referência original acreditamos que nosso ajuste está bastante adequado aos dados, conforme pode ser observado na fig 4.16. Esse argumento é reforçado quando comparamos os resultados obtidos com os dados das outras referências. Nota-se que apenas o valor de distância de Joshi et al. (2008) e o valor de $E(B - V)$ de Beauchamp et al. (1994) (ref 68) são discrepantes.

4.17 NGC 7790

Para o aglomerado NGC 7790 nosso ajuste fornece idade bem diferente do valor estimado por Phelps & Janes (1994).

Essa diferença pode ser explicada pelo fato do ajuste dos autores ser

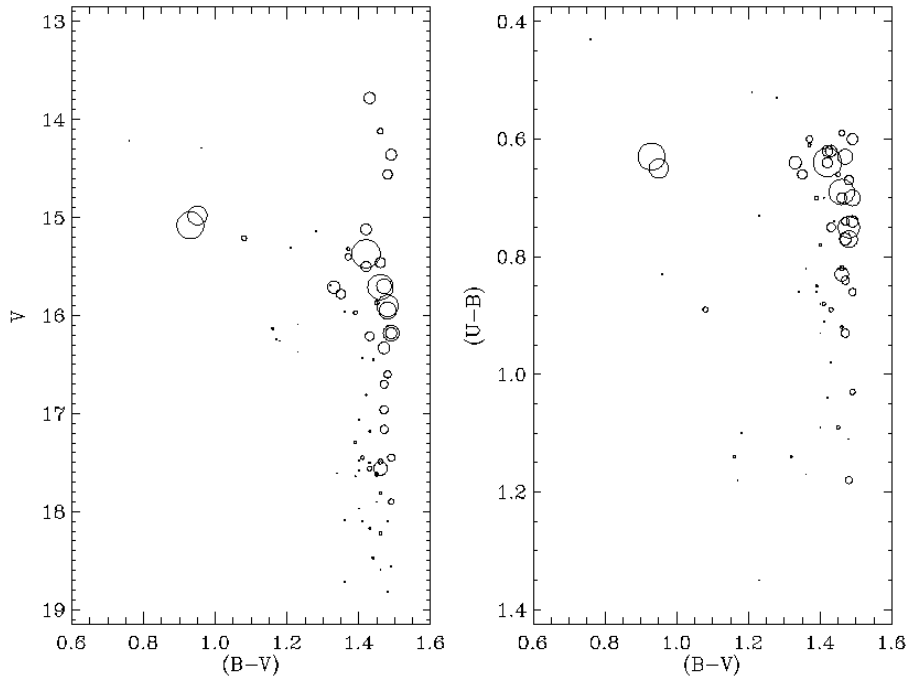


Figura 4.16: NGC 7419-ref530

fortemente baseado em 3 cefeidas membros do aglomerado em $V \approx 11,0$ mag. Note que essas 3 estrelas não aparecem em nosso CMD (B.9) o que explica a diferença em idade, pois nosso processo de pesos sem essas estrelas encontra o *turn-off* em $V \approx 13,5$ mag e não $V \approx 11,0$ mag como Phelps & Janes (1994).

Outro ponto interessante é que os próprios autores mencionam a possibilidade de valores de idade $\log(age) = 8.0$ anos como bom ajuste.

Com isso, levando em conta apenas o conjunto de dados originais podemos considerar nosso ajuste satisfatório e adequado aos dados.

4.18 Shorlin 1

Nossos valores apresentam grande diferença nos parâmetros fundamentais ajustados com relação aos valores determinados por Shorlin et al. (2004) (ref

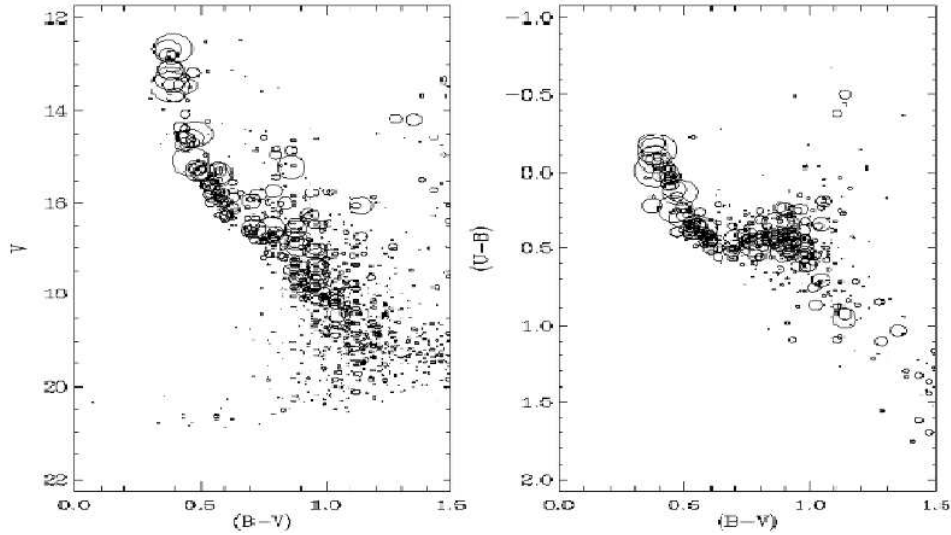


Figura 4.17: NGC7790-ref86

382). A explicação para as diferenças encontradas encontra-se no fato de que nossos ajustes foram feitos para uma população de estrelas que estão no braço de Carina (a cerca de 2,5 kpc) e portanto bem na frente do aglomerado Shorlin 1. Para uma explicação detalhada das populações de estrelas encontradas na direção do aglomerado Shorlin 1 indicamos o artigo de Carraro & Costa (2009). O nosso processo de filtragem das estrelas de campo não conseguiu para esse caso separar a população estelar correta no diagrama cor-cor, que está a frente do aglomerado, e isso comprometeu os valores do nosso ajuste final tornando nossos resultados não adequados para o aglomerado Shorlin 1.

4.19 vdBergh 1

Nossos resultados finais apresentam diferença de idade e distância com relação ao valor determinado por Turner et al. (1998) (ref180) para o aglomerado vdBergh 1.

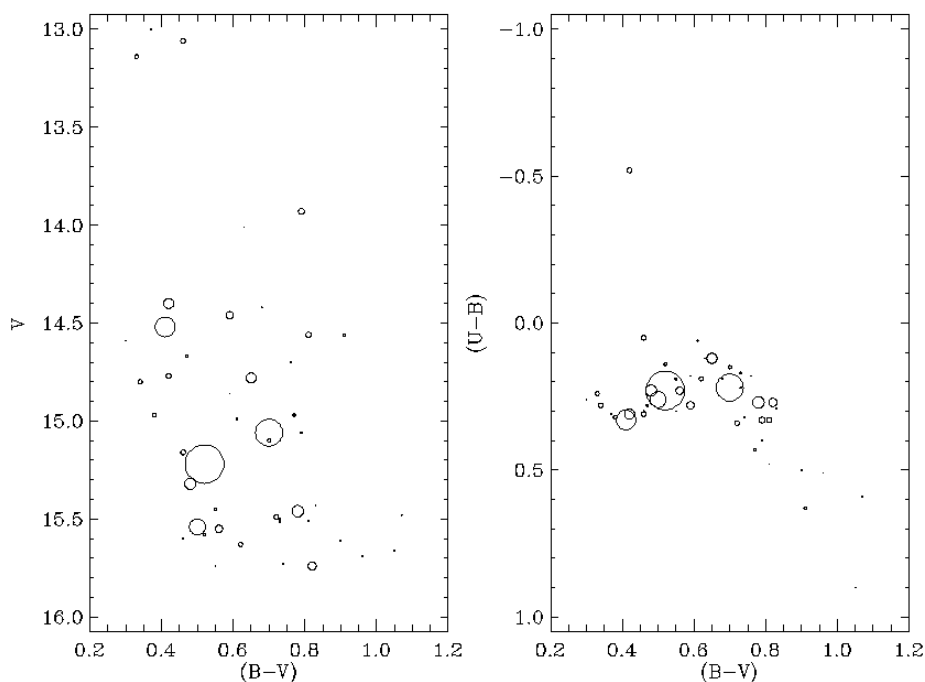


Figura 4.18: Shorlin1-ref382

Ao analisar o caso, é preciso ter atenção ao fato de que no artigo de Turner parece que o aglomerado analisado foi um outro aglomerado (CV Monocerotis) que está na mesma região do vdBergh 1.

A grande dispersão dos parâmetros determinados para esse aglomerado se deve à grande contaminação do campo (diferentes populações nessa direção) e ao avermelhamento diferencial causado pela presença de nuvens moleculares a cerca de 900 a 1100 pc. Turner et al. comentam que na direção do aglomerado há evidência da presença de dois grupos ao fundo, sendo um imediatamente após o aglomerado (distância de 1,86 kpc) e outro mais distante a 3,02 kpc.

Ao comparar nosso CMD com os de Turner et al. (ver Fig 4 do artigo) nota-se que não se trata do mesmo conjunto de dados, pois os autores utilizaram também dados de observações fotoelétricas de outros autores em suas análises.

Com a dificuldade em realizar a comparação direta dos resultados, re-

alizamos uma compilação dos resultados apresentados na literatura para o aglomerado dessa região, tentando verificar a real existência de dois aglomerados na direção. Para uma discussão detalhada sugerimos a leitura do artigo de Hoyle et al. (2003).

Outros dois trabalhos foram dedicados a estudar o aglomerado: An et al. (2007) estimaram $E(B - V) = 0,573 \pm 0,014$ mag, distância= 1400 pc, porém sem mencionar estimativas de idade, uma vez que o estudo foi com foco na relação aglomerado e cefeida. No entanto, na filtragem realizada no CMD apresentado na Fig 1 do artigo, fica claro uma estimativa de idade menor que a determinada por Turner et al. (1998) (ref180).

Hasegawa et al. (2008) determinaram $E(V - I) = 0,88$ mag (implica em $E(B - V) = 0,70$ mag usando a relação $E(V - I) = 1,25 \times E(B - V)$) distância = 2654 pc e $\log(age) = 8,90$ anos usando metalicidade solar. Nesse caso, embora os autores tenham considerado o aglomerado ligeiramente mais velho, como em nossa análise, colocaram o aglomerado 1000 pc mais distante, porém não muito coerente com os grupos ao fundo descritos por Turner et al.

Finalmente mencionamos os valores publicados em DAML02 ($E(B - V) = 0,710$ mag, distância= 1687 pc e $\log(age) = 8,025$ anos, determinados por Loktin e Matkin (1994)).

A discussão apresentada acima baseada em vários trabalhos publicados deixa claro que o aglomerado vdBergh 1 e CV Monocerotis devem ser o mesmo objeto. A distância deve ser de cerca de 1,6 kpc porém sem haver uma convergência quanto a estimativa de idade. Embora nosso ajuste seja compatível com os dados utilizados (ver 4.19) preferimos os valores de Turner et al. (1998) que foi baseado numa análise realizada com maior conjunto de dados.

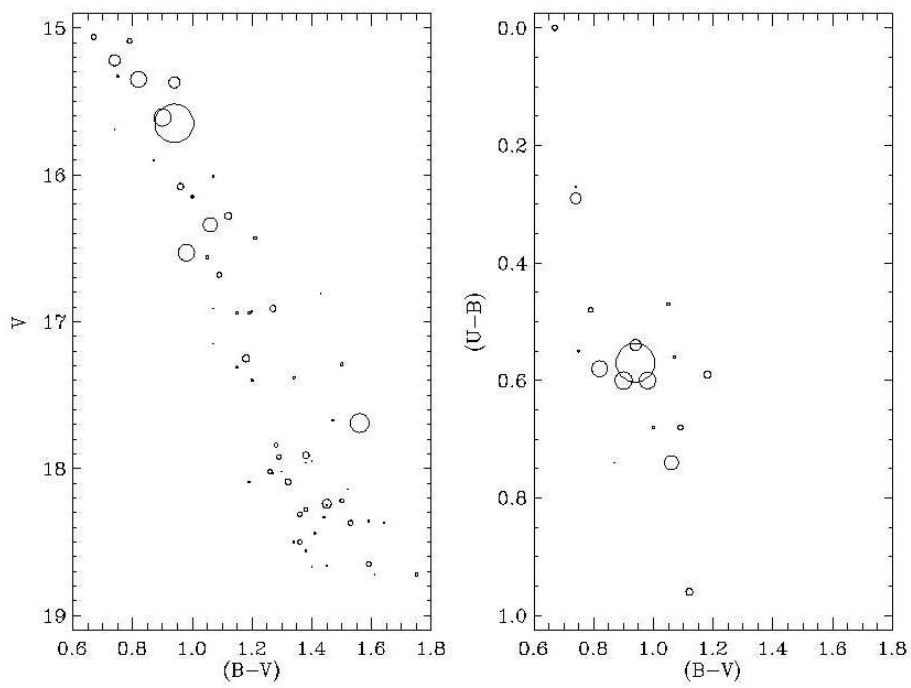


Figura 4.19: vdBergh1-ref180

Capítulo 5

Conclusões e perspectivas futuras

Nosso grupo desenvolveu uma nova técnica para ajustar modelos de isócronas aos dados fotométricos no diagrama cor-cor e cor-magnitude. Todos os testes e detalhes de aplicações em aglomerados bem estudados na literatura foram apresentados em Monteiro et al. (2010).

No presente trabalho apresentamos resultados da análise de 131 aglomerados abertos cujos dados (UBV) foram obtidos da literatura através das facilidades da base de dados WEBDA. A amostra contou com 45 aglomerados jovens ($\log(\text{age}) \leq 7.0$ (100 Manos)), 58 de idade intermediária ($7.1 \leq \log(\text{age}) \leq 8.5$ (300 Manos)) e 28 aglomerados velhos ($8.5 \leq \log(\text{age})$), conforme nossas determinações.

Os resultados dos parâmetros fundamentais obtidos pelos ajustes com o método Cross-Entropy foram comparados com resultados originais da literatura e os casos discrepantes analisados detalhadamente no capítulo 4.

A comparação de nossos valores com os valores da literatura deve ser tomada com cuidado pois estão envolvidos diferentes métodos e análises dos CMDs, diferentes modelos de isócronas, diferentes considerações sobre os erros nos dados. Em geral os ajustes visuais investigam primeiramente a distância do objeto utilizando a ZAMS para depois realizar os ajustes de

isócronas e determinar suas idades. Por outro lado nosso método realiza o ajuste simultâneo desses parâmetros. Com essas considerações os resultados das comparações apresentadas no capítulo 4 mostram bom acordo dos valores obtidos pelos nossos ajustes com os valores da literatura.

A análise das diferenças dos valores obtidos com relação aos valores publicados pela literatura original, apresentada no capítulo 5 apresentou explicação satisfatória para todos os casos discutidos.

A realização da análise estatística de todos os casos possibilitou a detecção das seguintes limitações do nosso ajuste, que é causada pelas limitações no processo de filtragem das estrelas de campo. Essas limitações referem-se basicamente aos aglomerados jovens e velhos.

Os ajustes dos aglomerados jovens ($\log(age) \leq 7.0$ anos) sofrem com o processo de filtragem das estrelas de campo, que normalmente privilegia a parte mais azul e brilhante dos dados. Isso praticamente proporciona menor peso para as estrelas mais fracas da sequência principal, que favorece a menores distâncias. A ausência de um *turn-off* claro para esses casos também prejudica a determinação precisa das idades, que por sua vez tendem a ser maiores devido ao espalhamento nessa mesma parte do CMD.

Como possível solução pode-se evitar o corte em magnitude e não limitar demasiadamente no perfil de king, e às vezes, dependendo do conjunto de dados não utilizar previamente o diagrama cor-cor para estimar EBV, mas mesmo assim não é certo de obter um bom ajuste.

Com relação aos aglomerados velhos em geral nosso procedimento encontra limitações importantes no processo de filtragem das estrelas de campo, pois esses casos apresentam *turn-off* na parte menos brilhante do CMD. Para a maioria desses casos investigados nossa filtragem de estrelas não consegue eliminar eficientemente as estrelas acima do *turn-off*. Verificamos que para os aglomerados velhos é preciso não utilizar o corte em magnitude e realizar um corte mais forte no perfil de king (menor que $\approx 94\%$), mas mesmo assim não é certo de obter um bom ajuste.

Nossas análises indicam que dentre os 19 casos com diferença significativa, 6 resultados da literatura para alguns aglomerados são preferíveis ao nosso enquanto que 11 ajustes nossos são mais adequados para outros. Destes apenas 2 aglomerados continuam sem uma solução clara e nosso trabalho enfatiza a necessidade de realização de mais observações somadas a outras técnicas para filtragem de estrelas de campo.

Finalmente podemos lembrar que os resultados permitirão a atualização do catálogo DAML02 através de um método robusto e aplicado de forma homogênea a um grande conjunto de aglomerados.

Como perspectivas esse trabalho indica diferentes possibilidades, como:

- testar a eficiência do método sem a utilização do filtro U;
- aplicar o método tendo a metalicidade como parâmetro livre;
- aplicar o método com informação de probabilidade de pertinência das estrelas através de seus movimentos próprios;
- aplicar do método utilizando os dados 2MASS.

Apêndice A

Diagramas Cor-Magnitude - FIT vs LIT

Nesse trabalho utilizamos dados (UBV) obtidos da literatura através das facilidades da base de dados WEBDA. No total foram estudados 131 aglomerados abertos.

Apresentamos abaixo os diagramas Cor-Magnitude de nossos ajustes que foram baseados nos parâmetros apresentados na tabela 2.1. Classicamente determina-se o avermelhamento pelo ajuste da ZAMS (Zero Age Main Sequence) observada no diagrama cor-cor (usualmente (B-V) vs. (U-B)) do aglomerado e então, mantém-se esse valor fixado, para determinação da distância e idade nos diagramas cor-magnitude. Pode-se notar que em alguns casos não fizemos o procedimento clássico. Para facilitar as legendas adotamos FIT para representar nossos ajustes finais e LIT para indicar valores e ajustes da literatura.

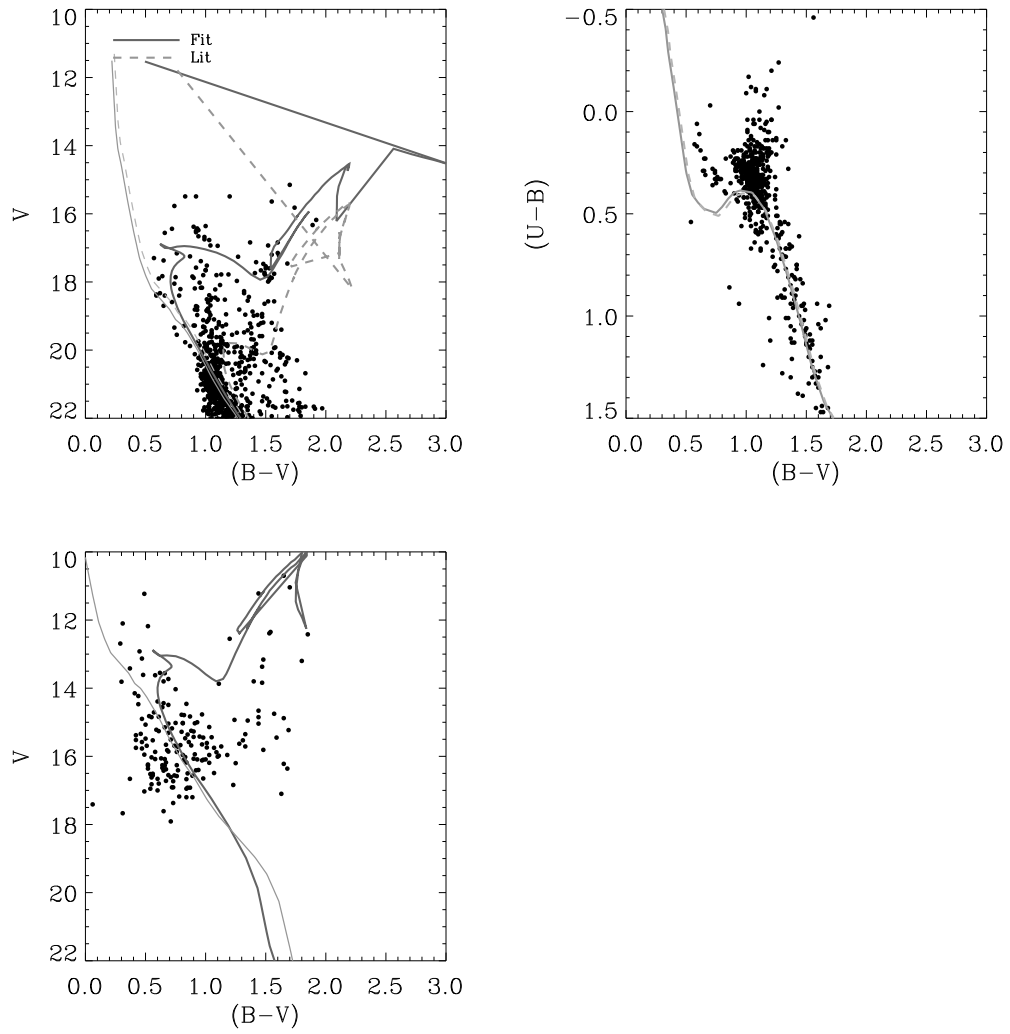


Figura A.1: Resultados finais dos nossos ajustes (FIT) e os ajustes publicados originalmente na literatura (LIT). Cada linha refere-se aos aglomerados: Arp-Madore 2-ref145, Berkeley 1-ref86.

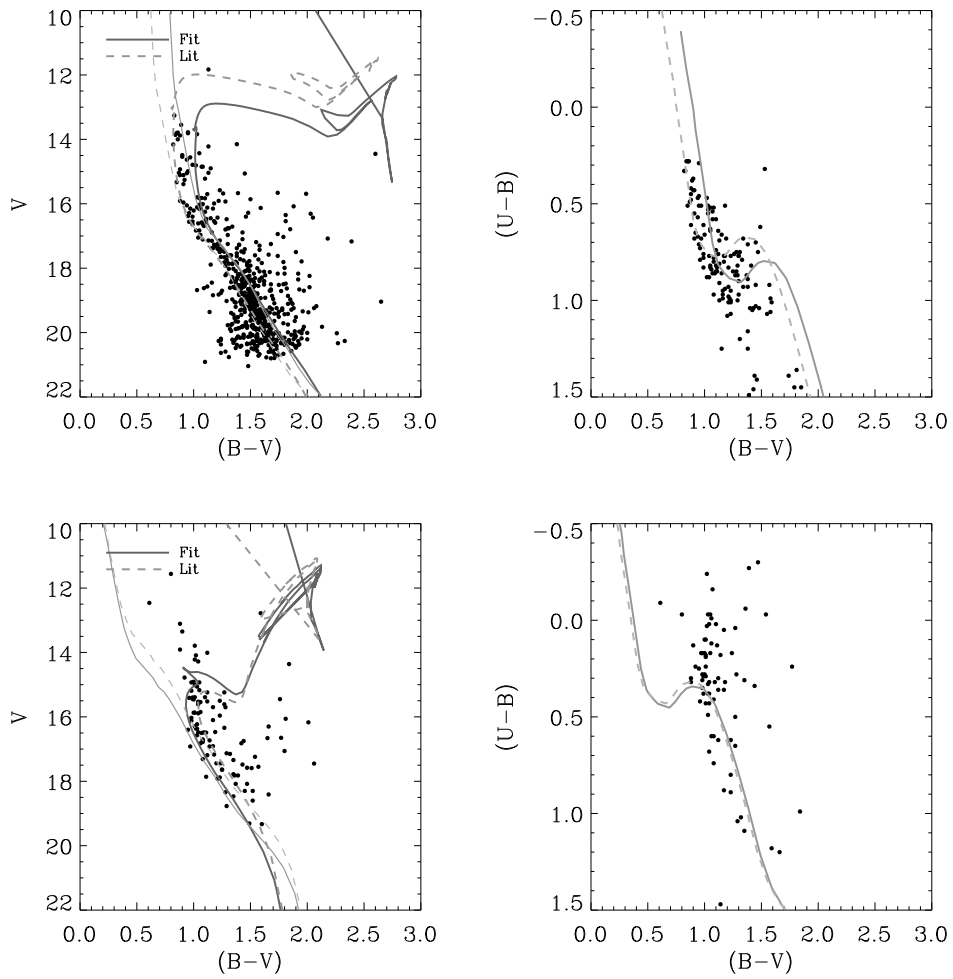


Figura A.2: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Berkeley 11-ref320, Berkeley 15-ref432.

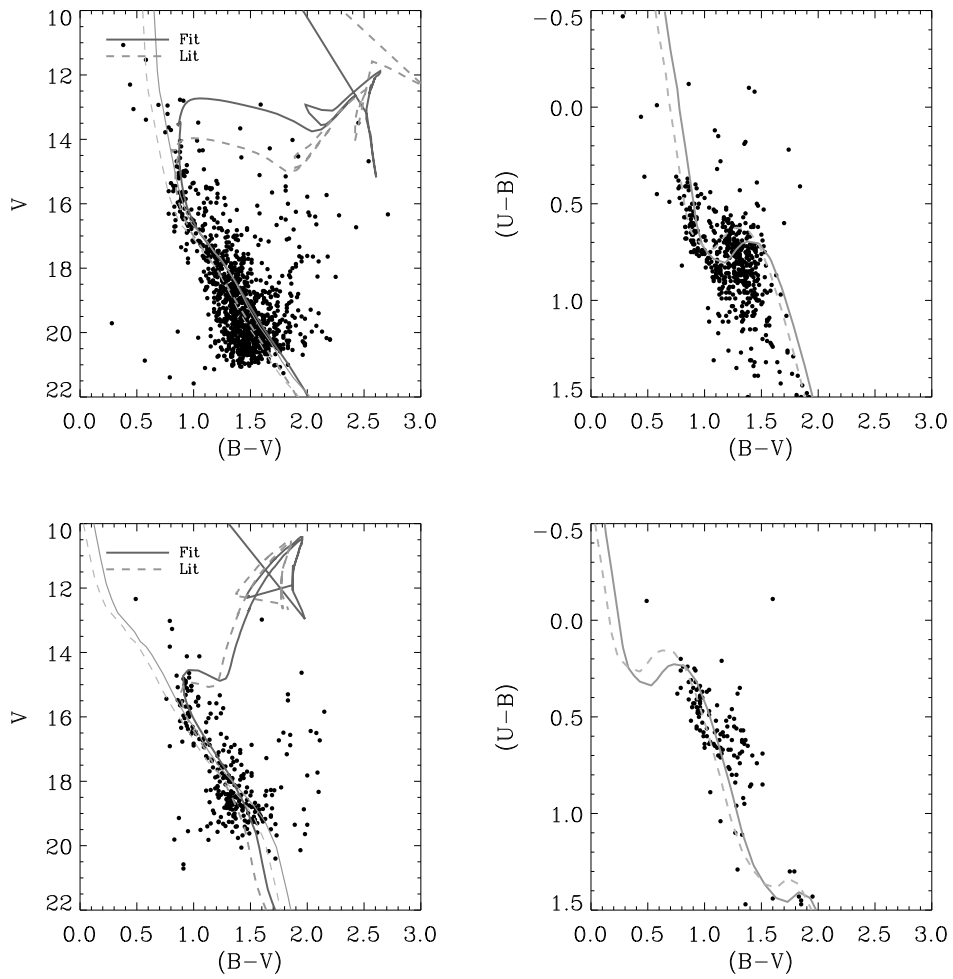


Figura A.3: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Berkeley 15-ref433, Berkeley 15-ref8536.

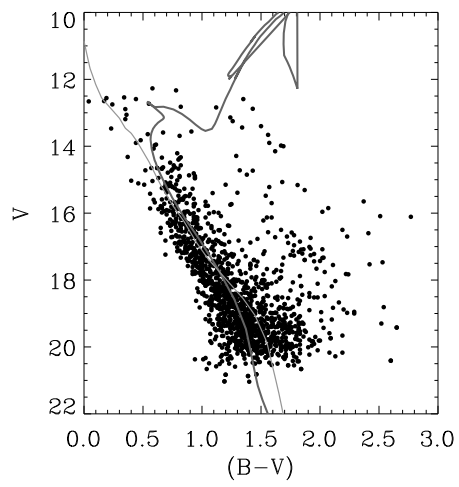
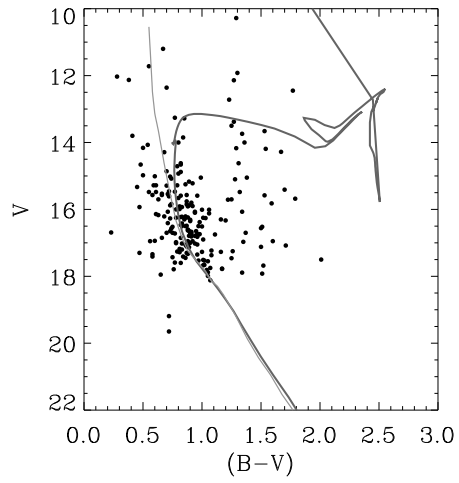


Figura A.4: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Berkeley 55-ref86, Berkeley 55-ref303.

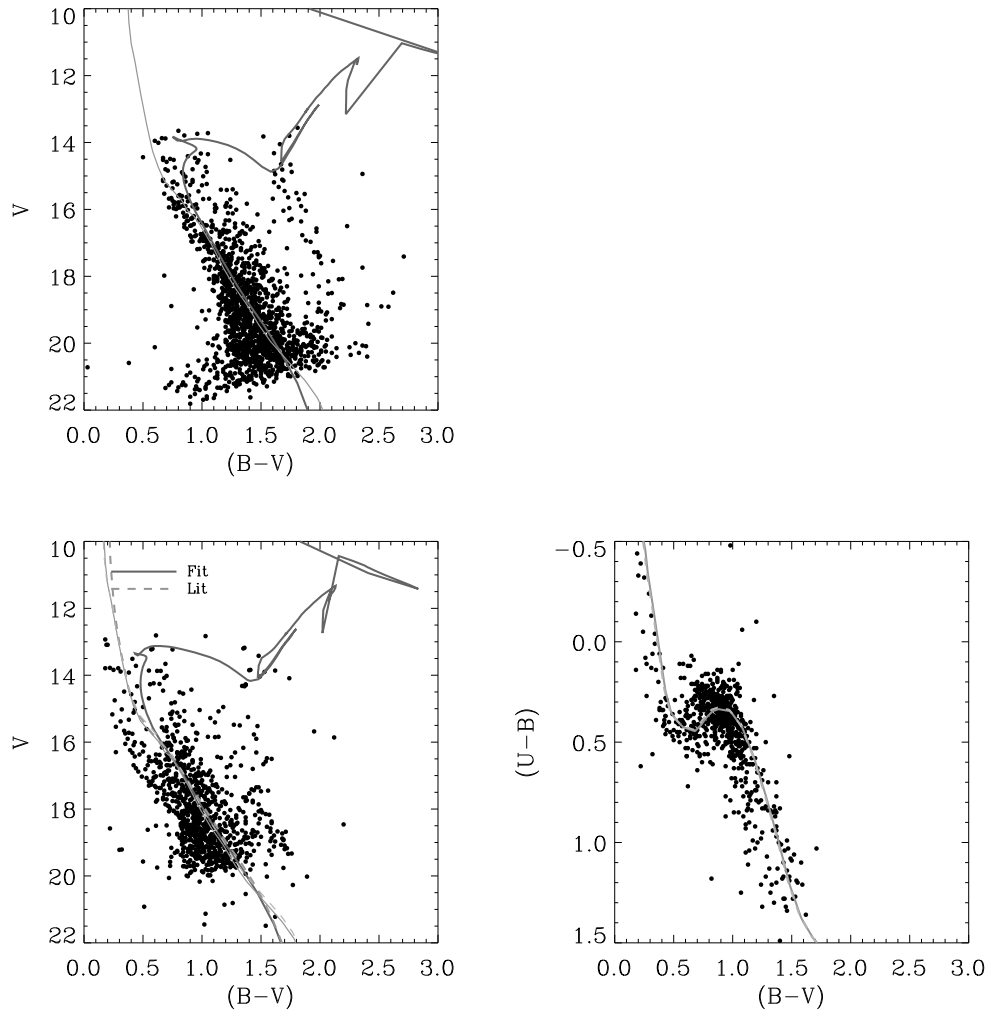


Figura A.5: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Berkeley 56-ref86,Bochum 1-ref343.

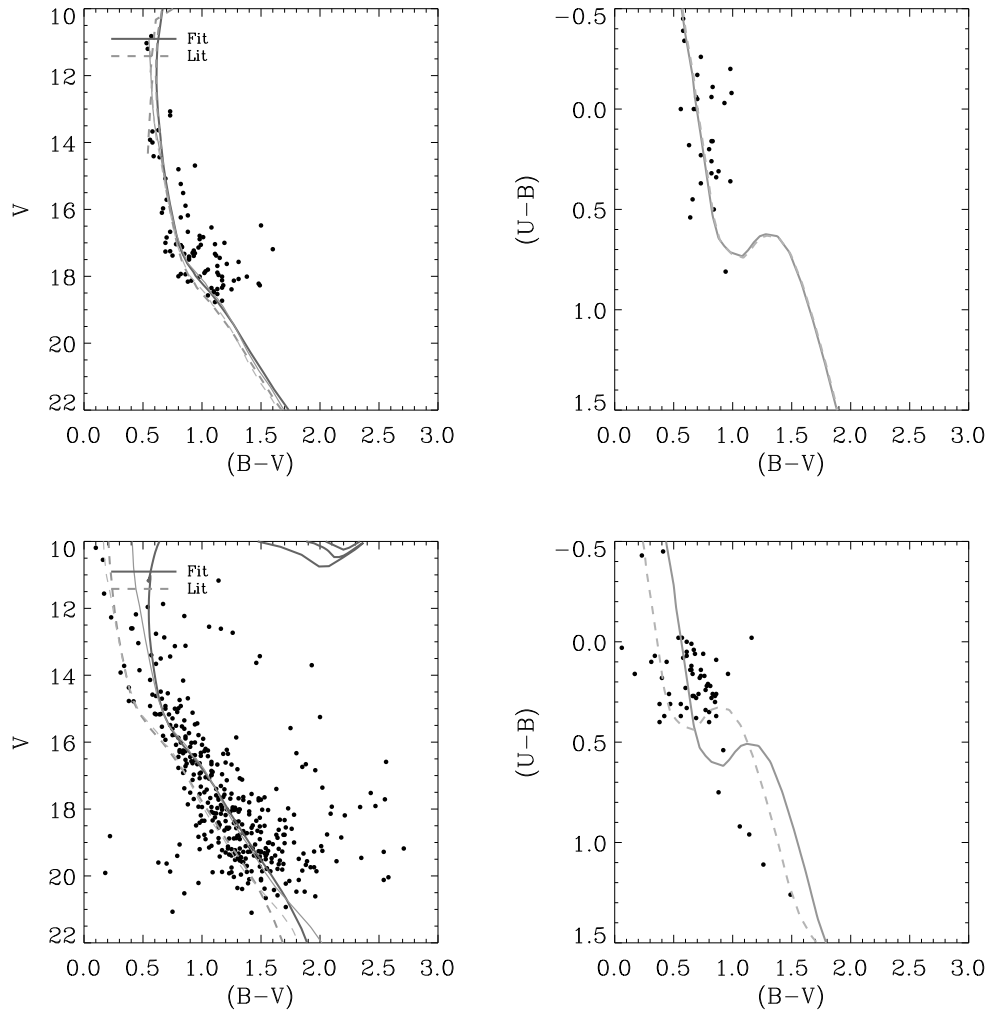


Figura A.6: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Bochum 2-ref58, Bochum 10-ref281.

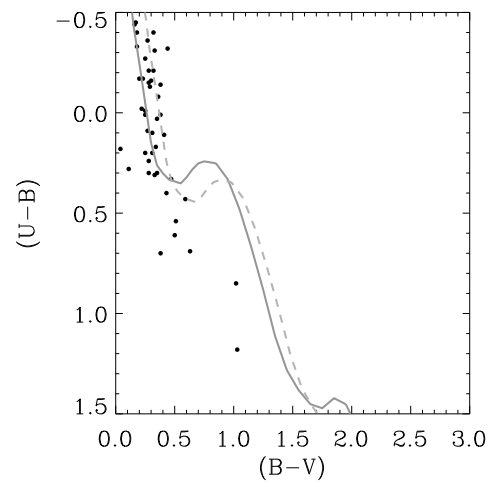
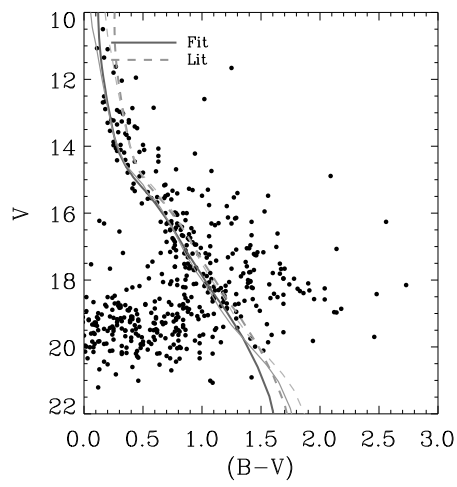
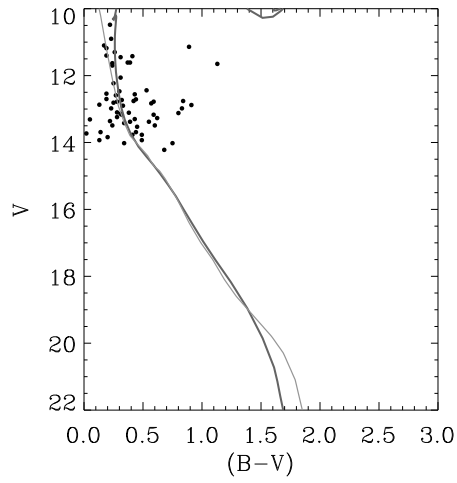


Figura A.7: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Collinder 232-ref55, Collinder 232-ref390.

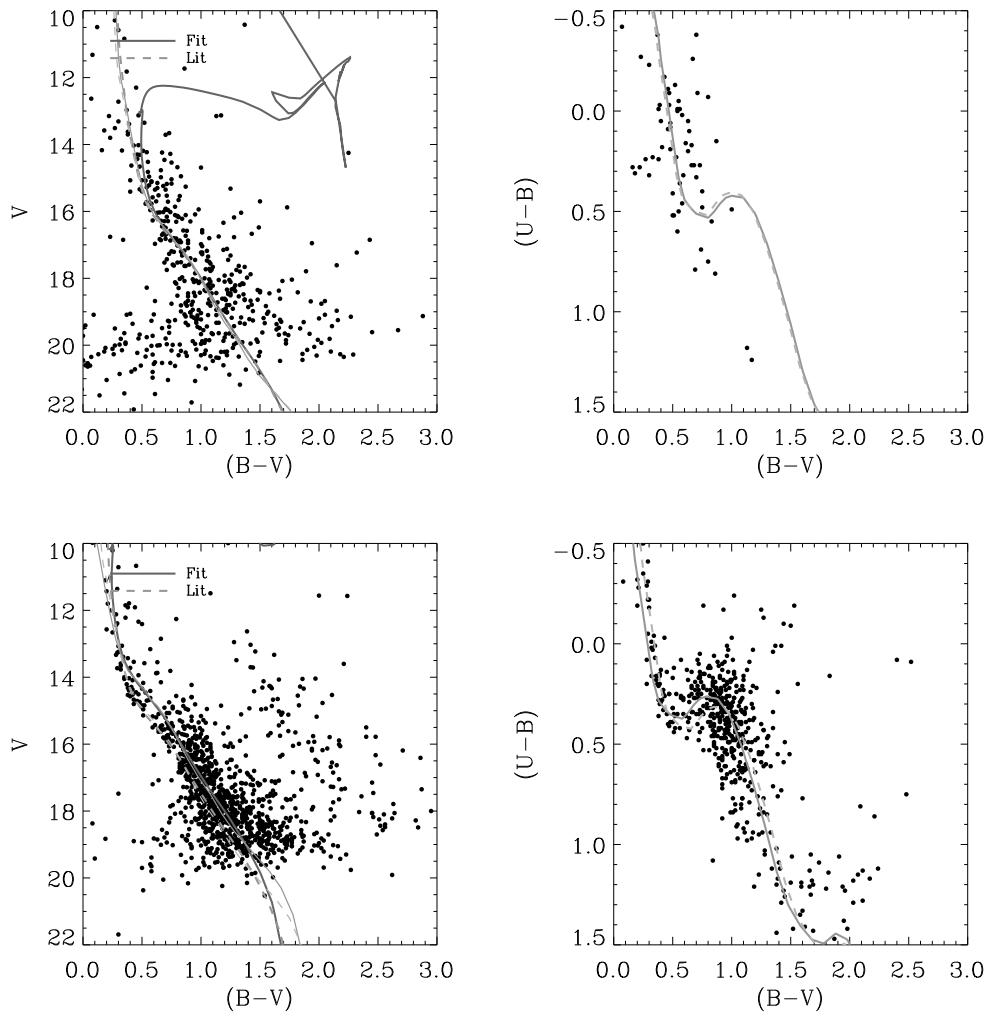


Figura A.8: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Bochum 11-ref281, Collinder 272-ref155.

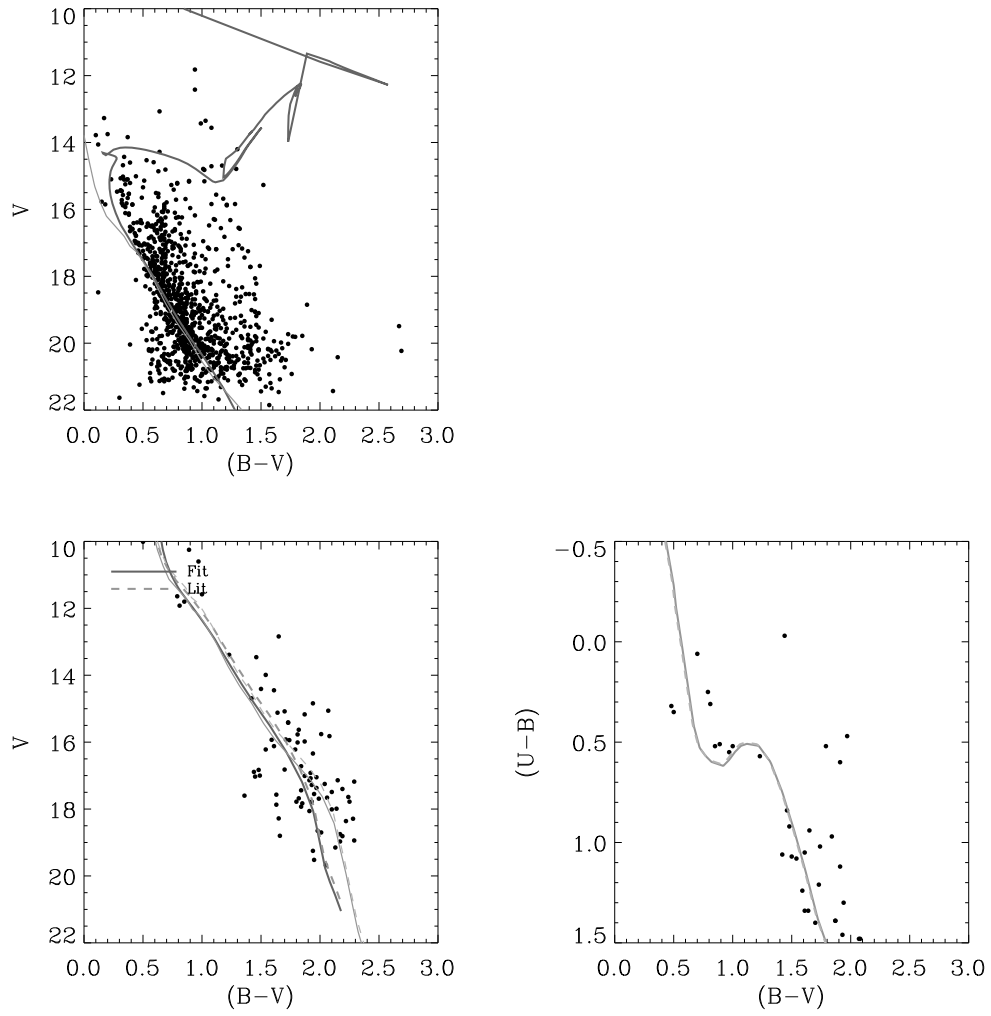


Figura A.9: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Czernik 25-ref479, IC 0348-ref159.

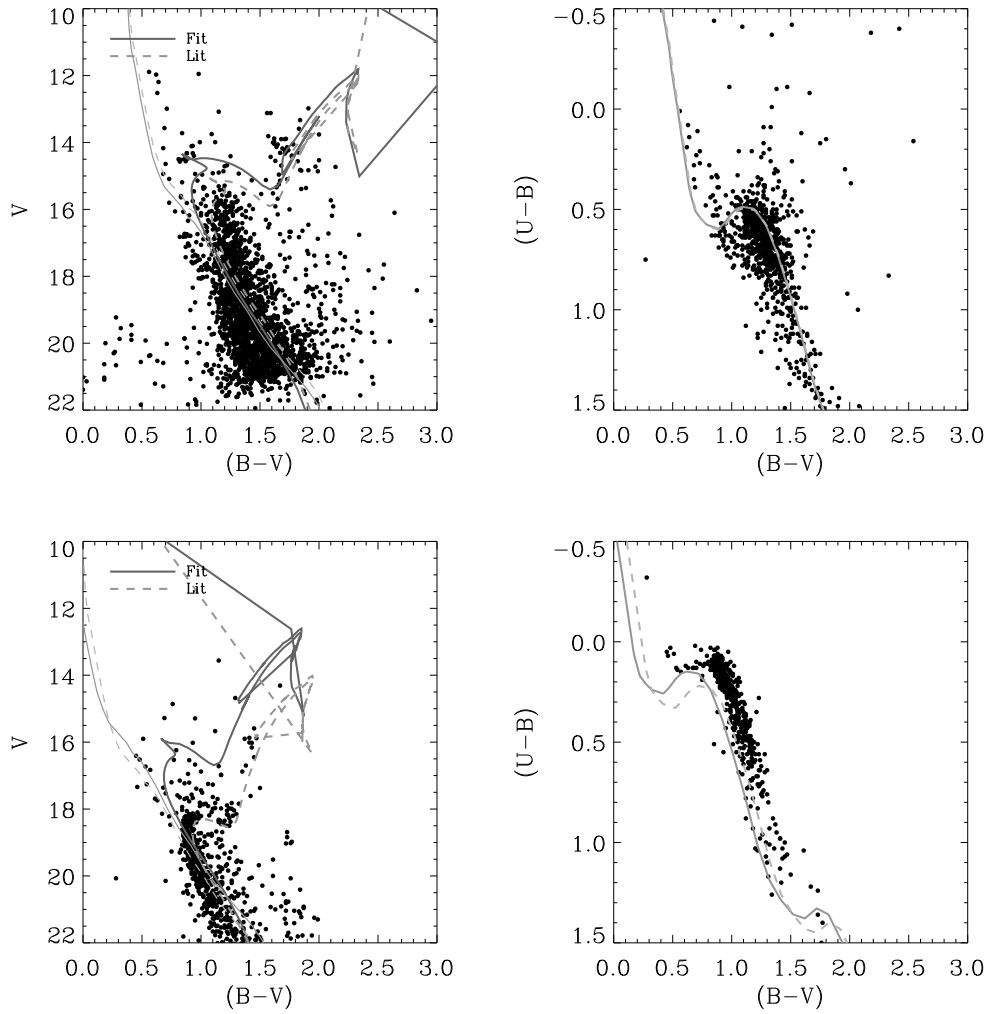


Figura A.10: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: King 1-ref433, King 2-ref29.

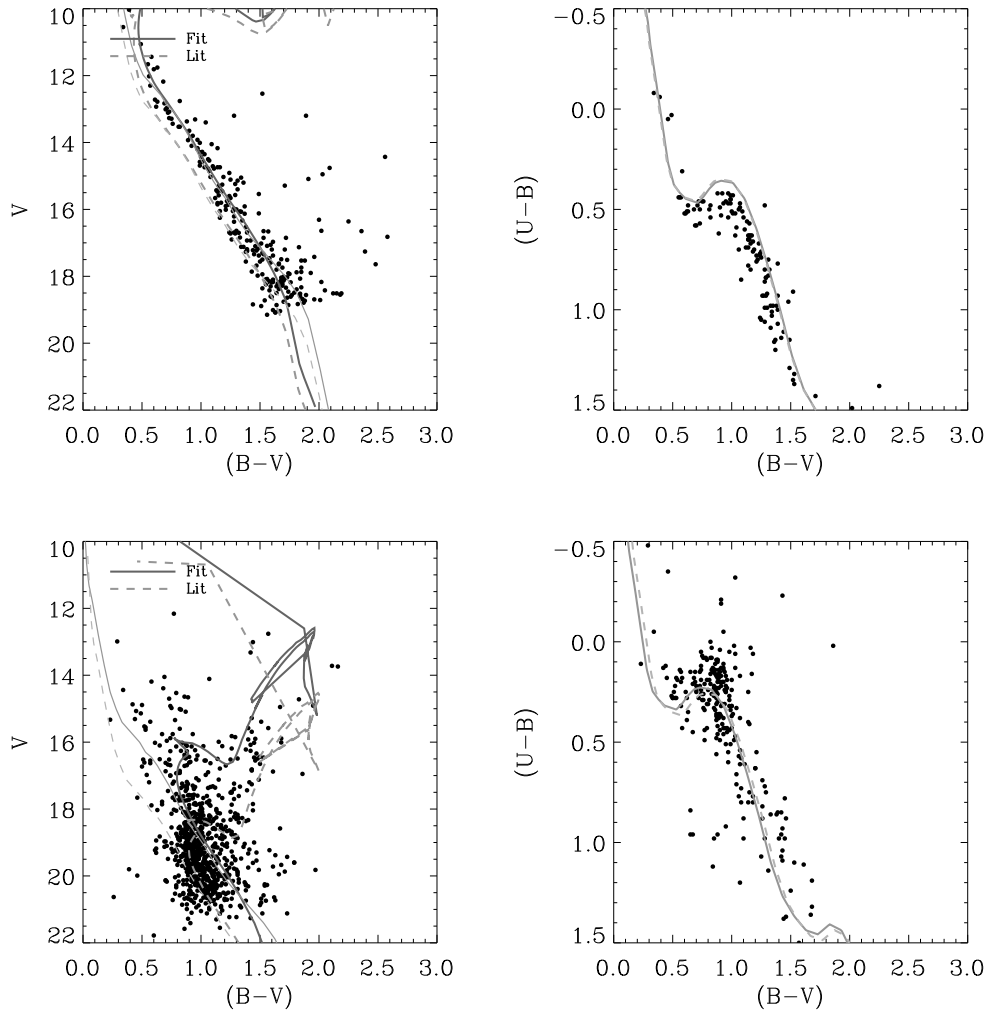


Figura A.11: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: King 6-ref303, King 9-ref488.

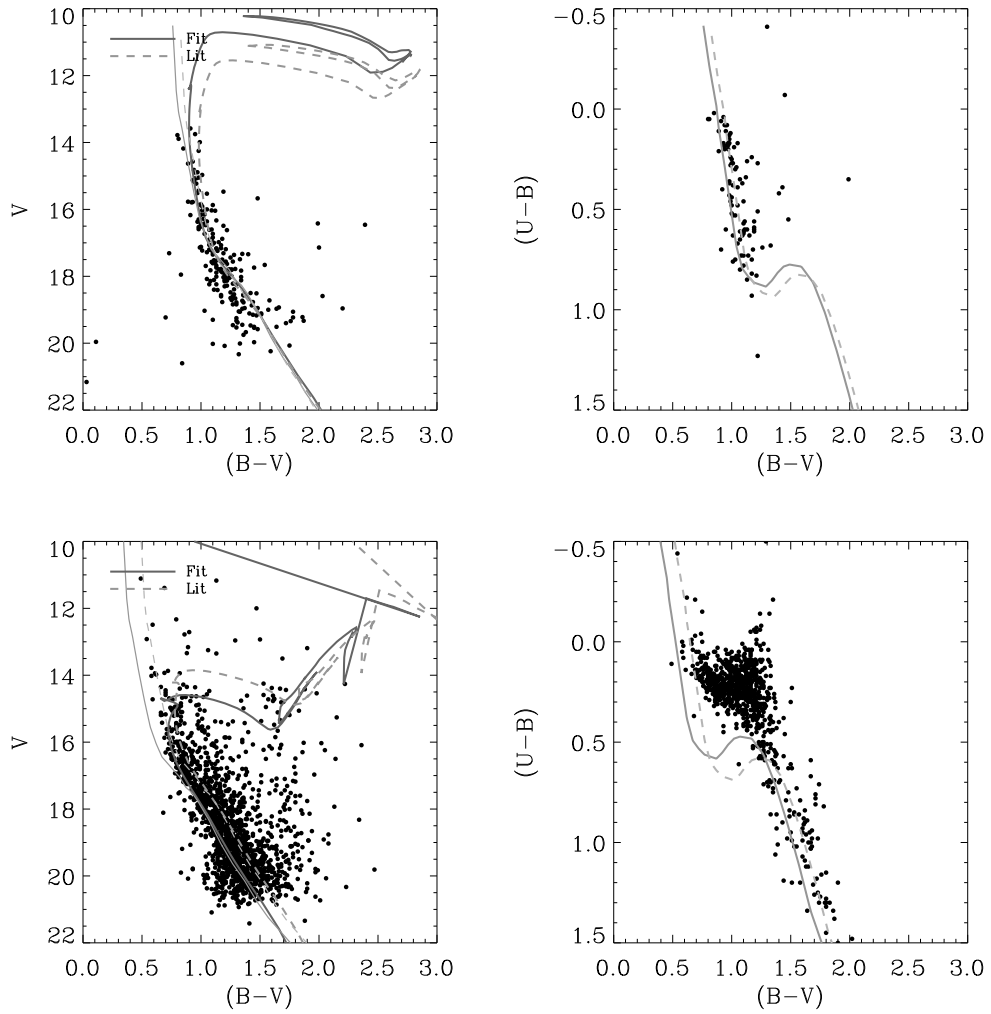


Figura A.12: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: King 10-ref59, King 13-ref488.

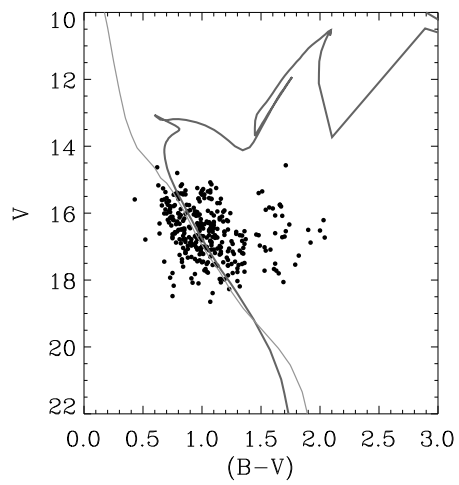
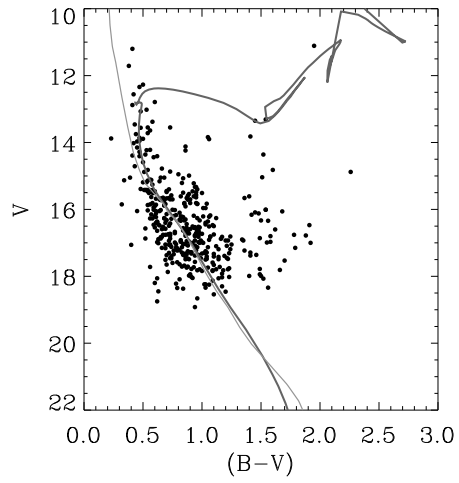


Figura A.13: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: King 19-ref86, King 19-ref504.

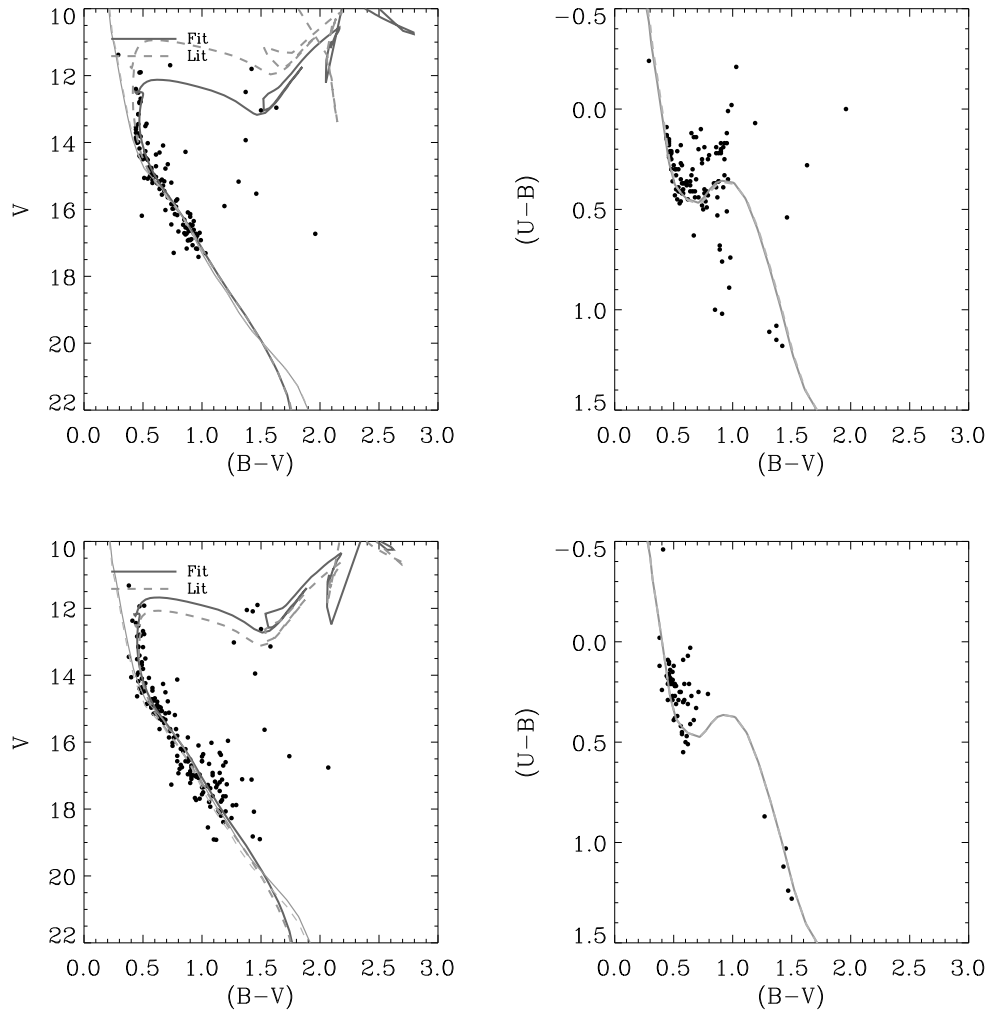


Figura A.14: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Melotte 105-ref32, Melotte 105-ref289.

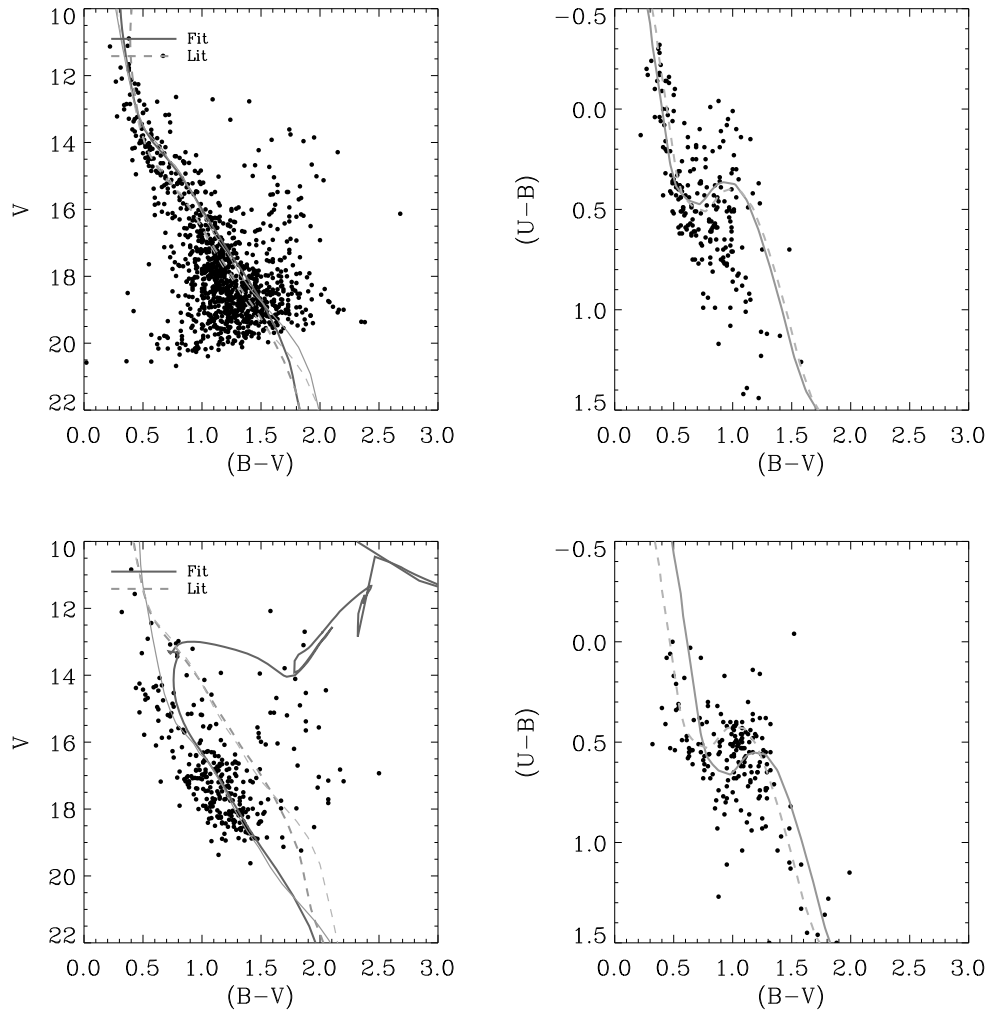


Figura A.15: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 129-ref86, NGC 133-ref310.

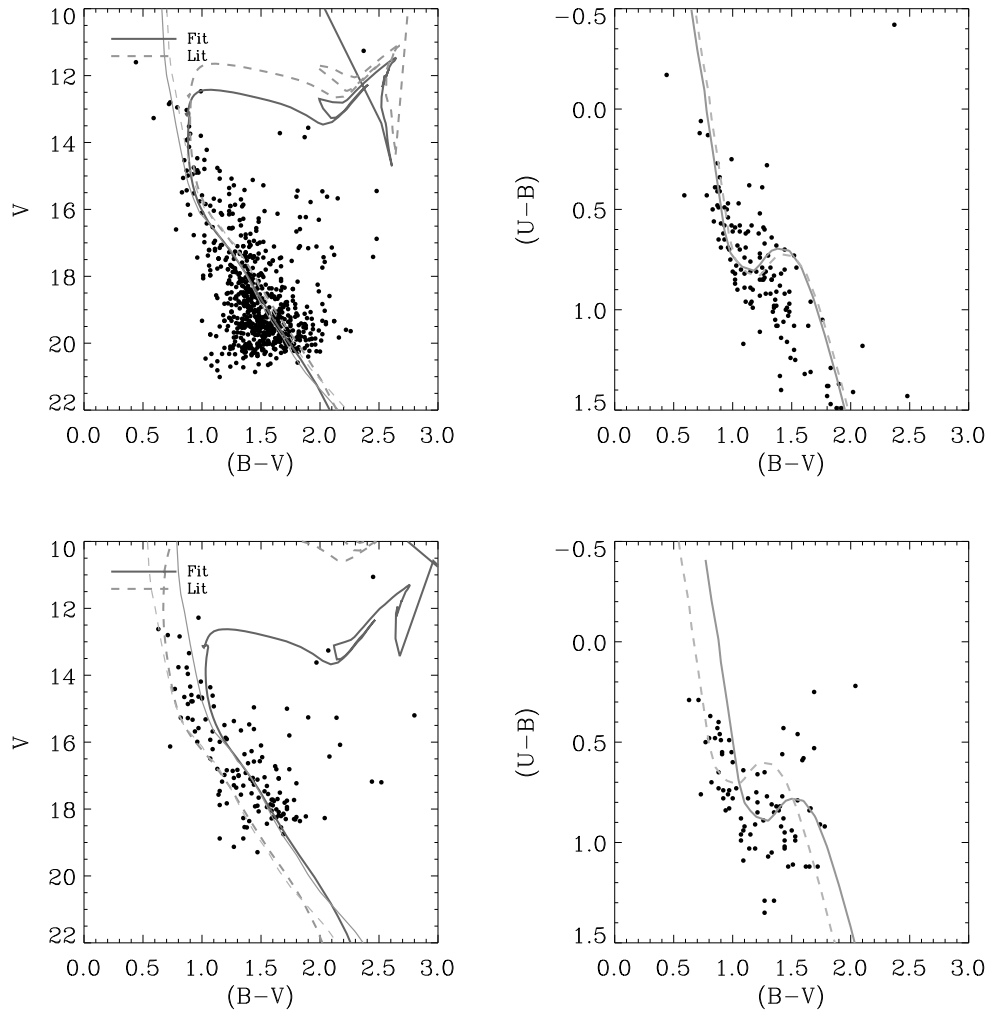


Figura A.16: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1348-ref303, NGC 1348-ref310.

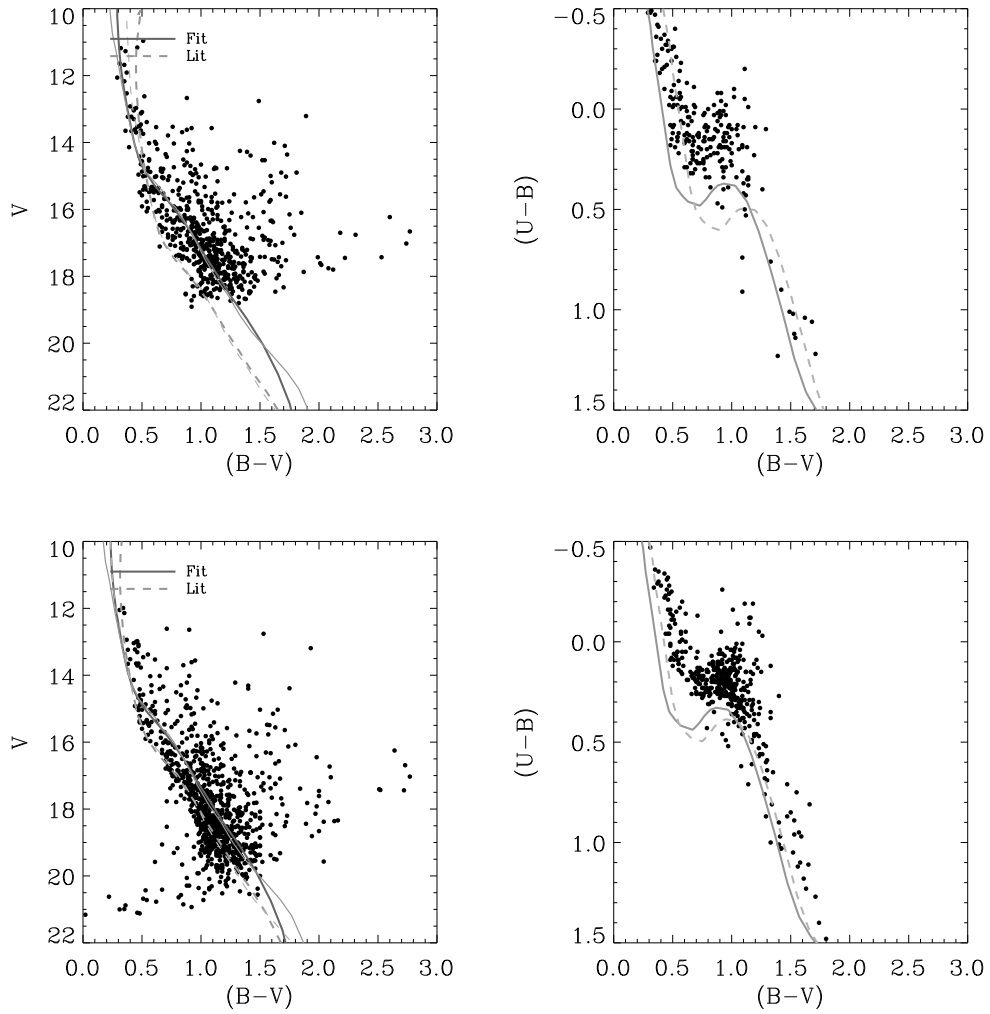


Figura A.17: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 146-ref86, NGC 146-ref435.

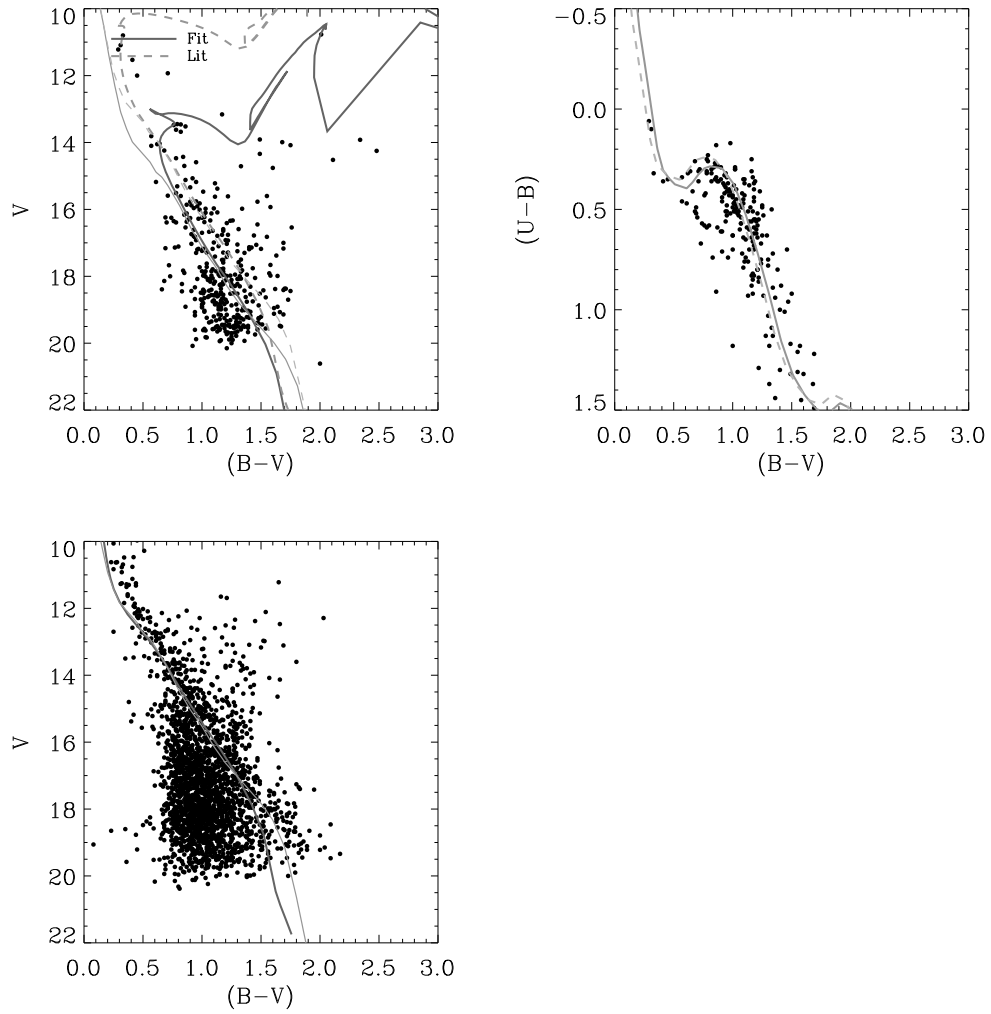


Figura A.18: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1582-ref336, NGC 1750-ref182.

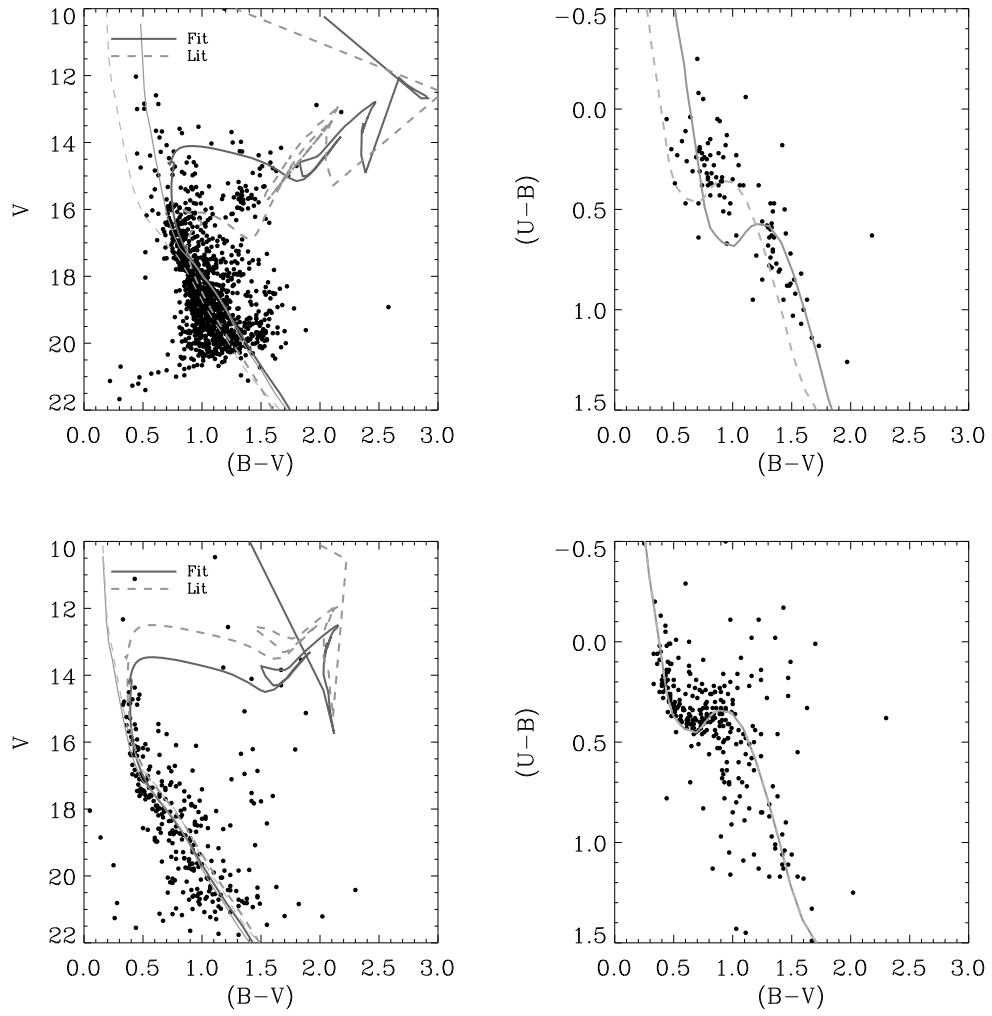


Figura A.19: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1798-ref208, NGC 1857-ref476.

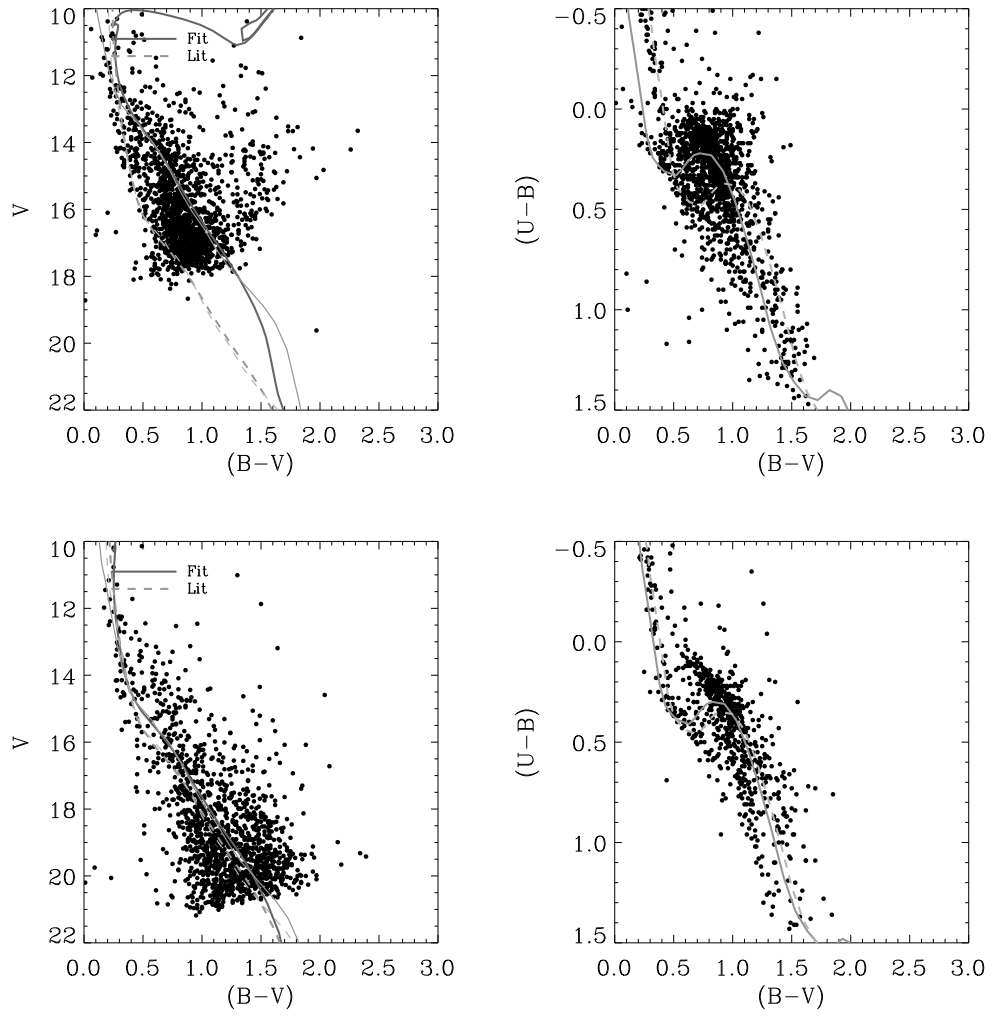


Figura A.20: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1983-ref158, NGC 1893-ref501

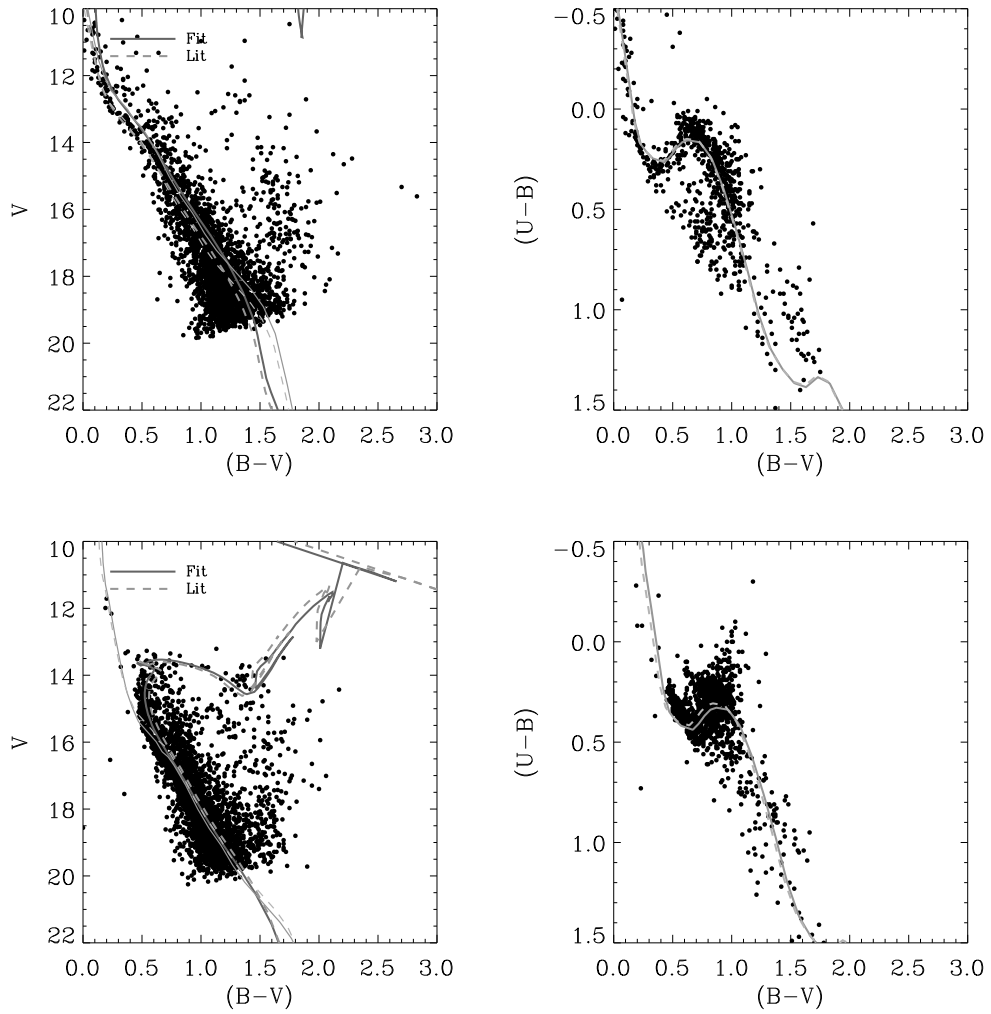


Figura A.21: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1960-ref505, NGC 2194-ref468.

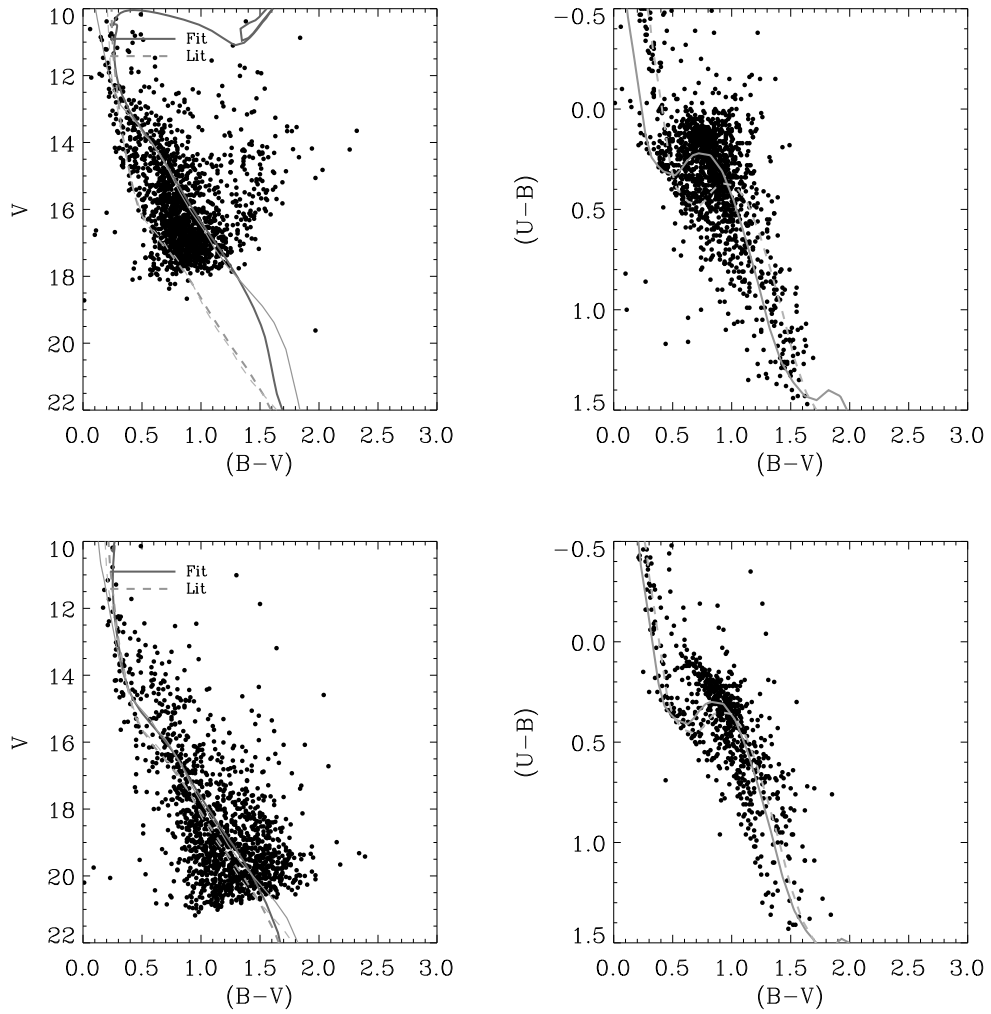


Figura A.22: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1983-ref158, NGC 1893-ref501

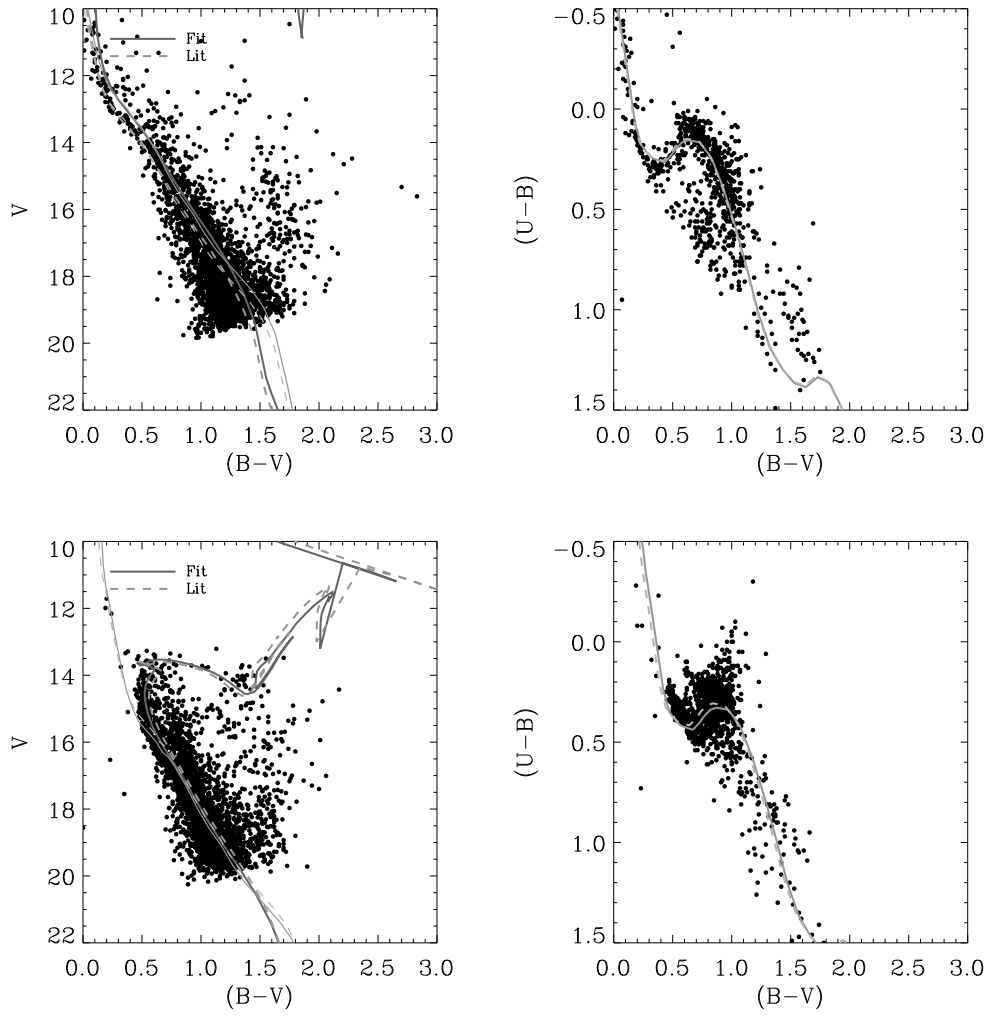


Figura A.23: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1960-ref505, NGC 2194-ref468.

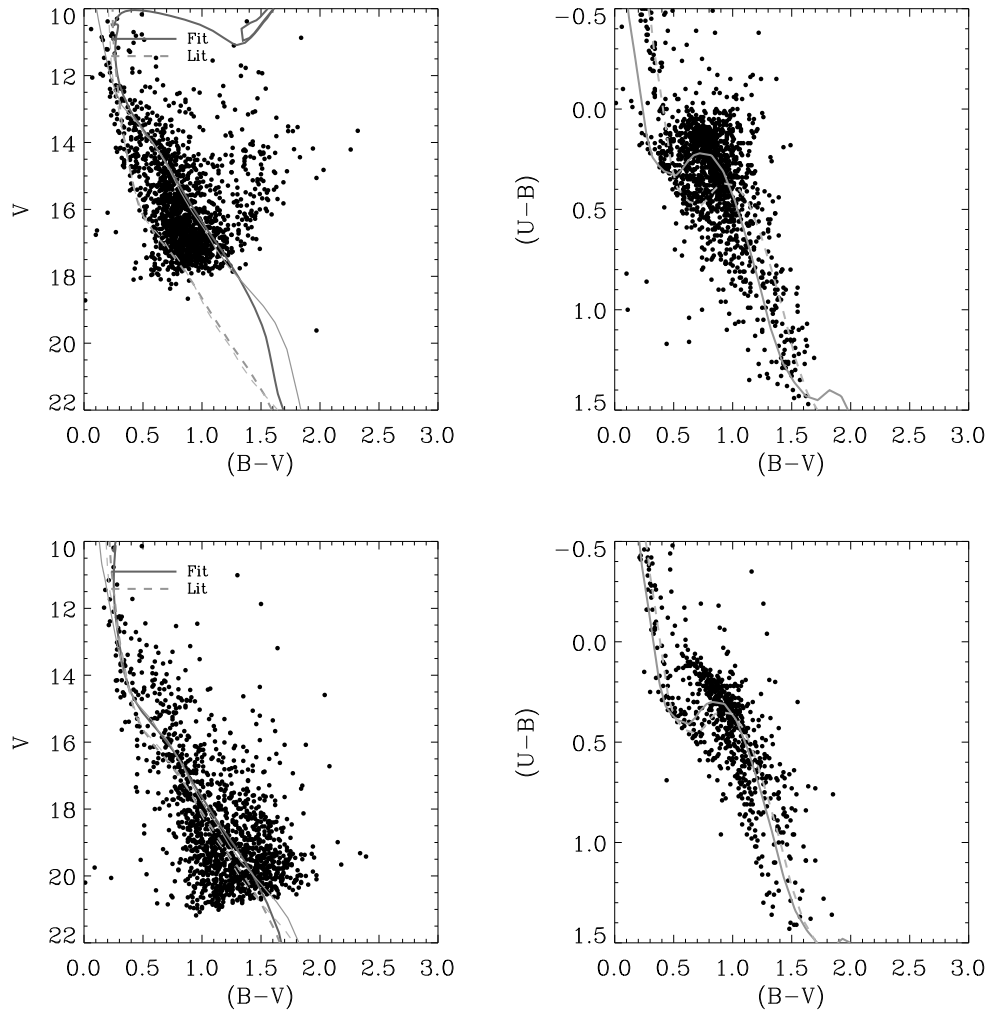


Figura A.24: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1983-ref158, NGC 1893-ref501

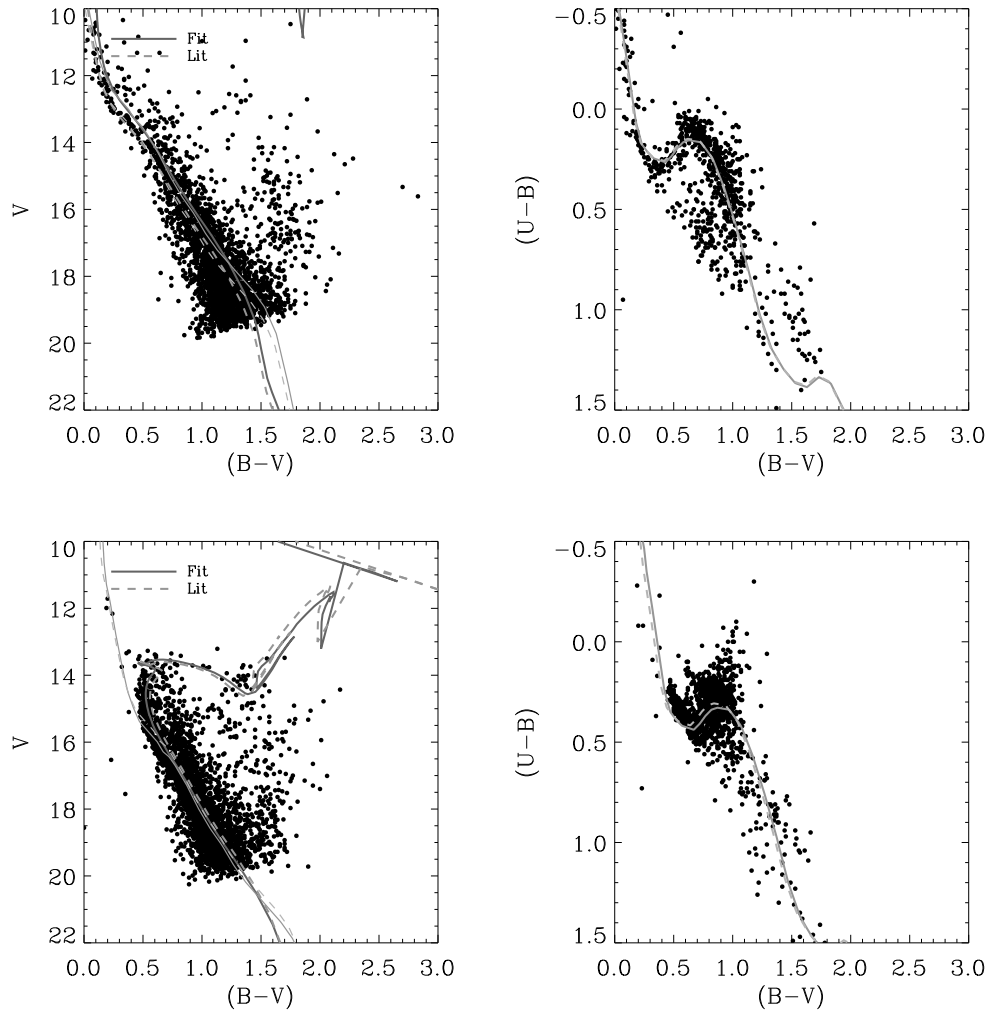


Figura A.25: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 1960-ref505, NGC 2194-ref468.

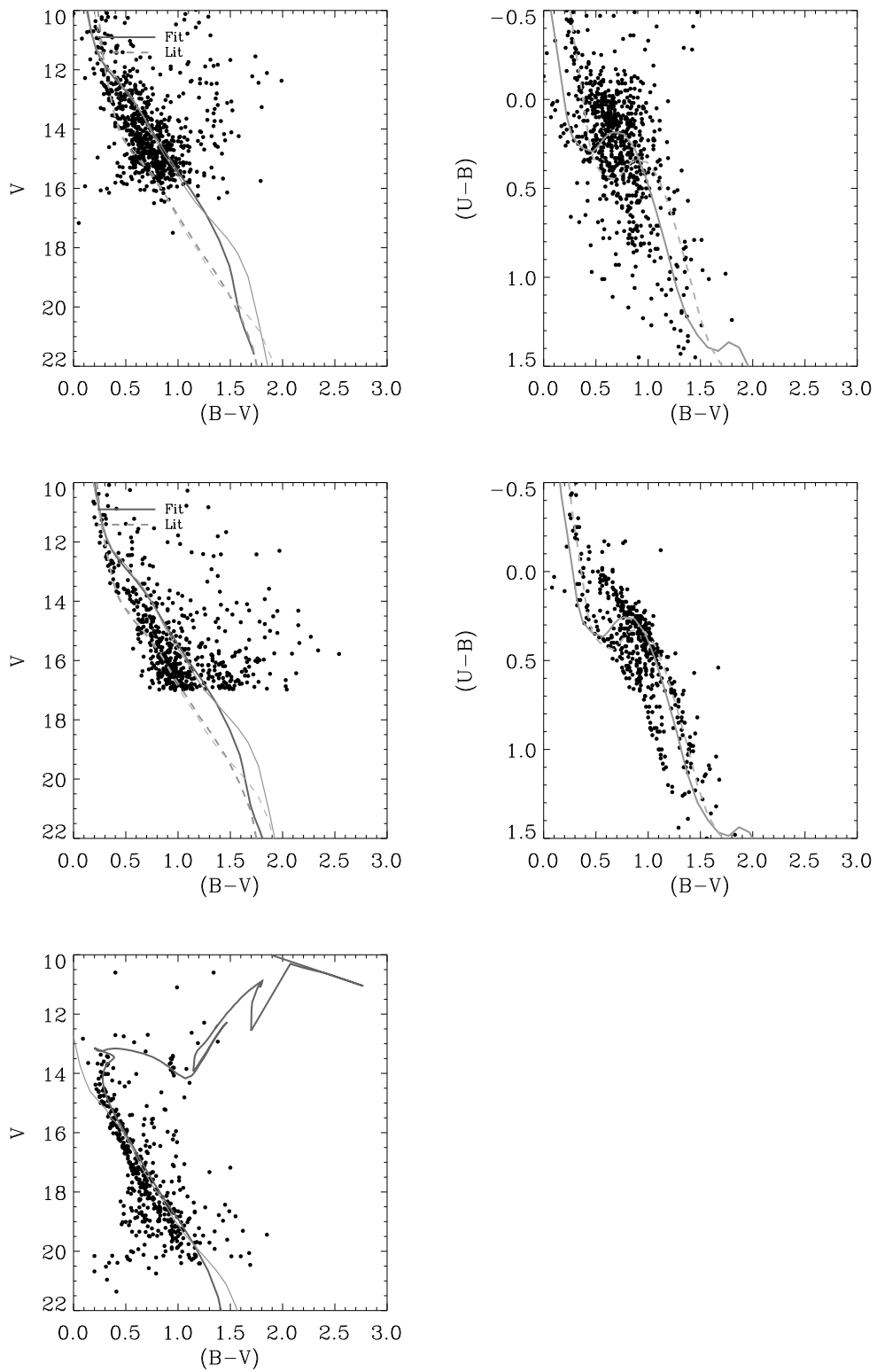


Figura A.26: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 2244-ref158, NGC 2244-ref302, NGC 2266-ref41.

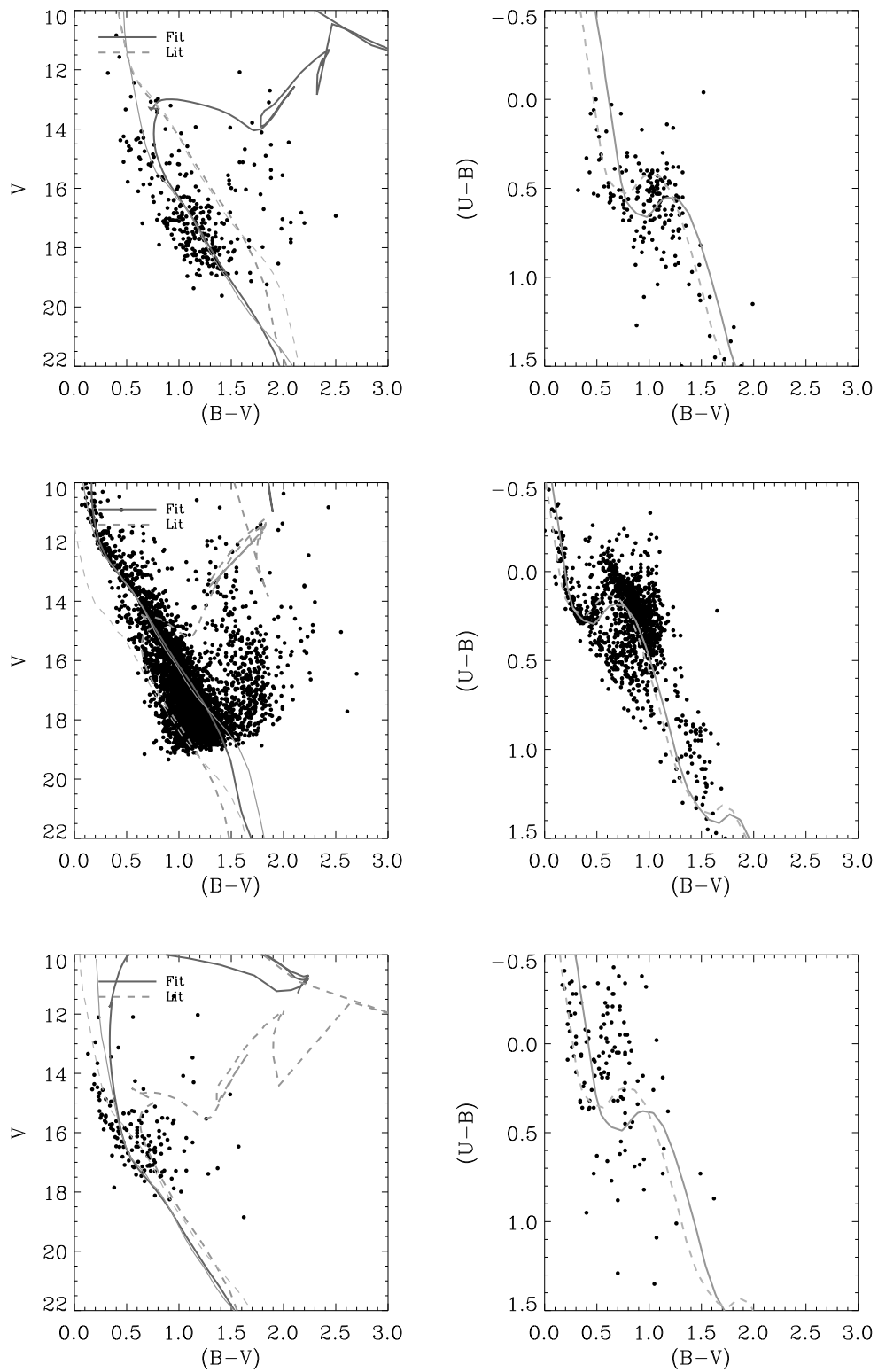


Figura A.27: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 133-ref310, NGC 2323-ref505, NGC 2401-ref432.

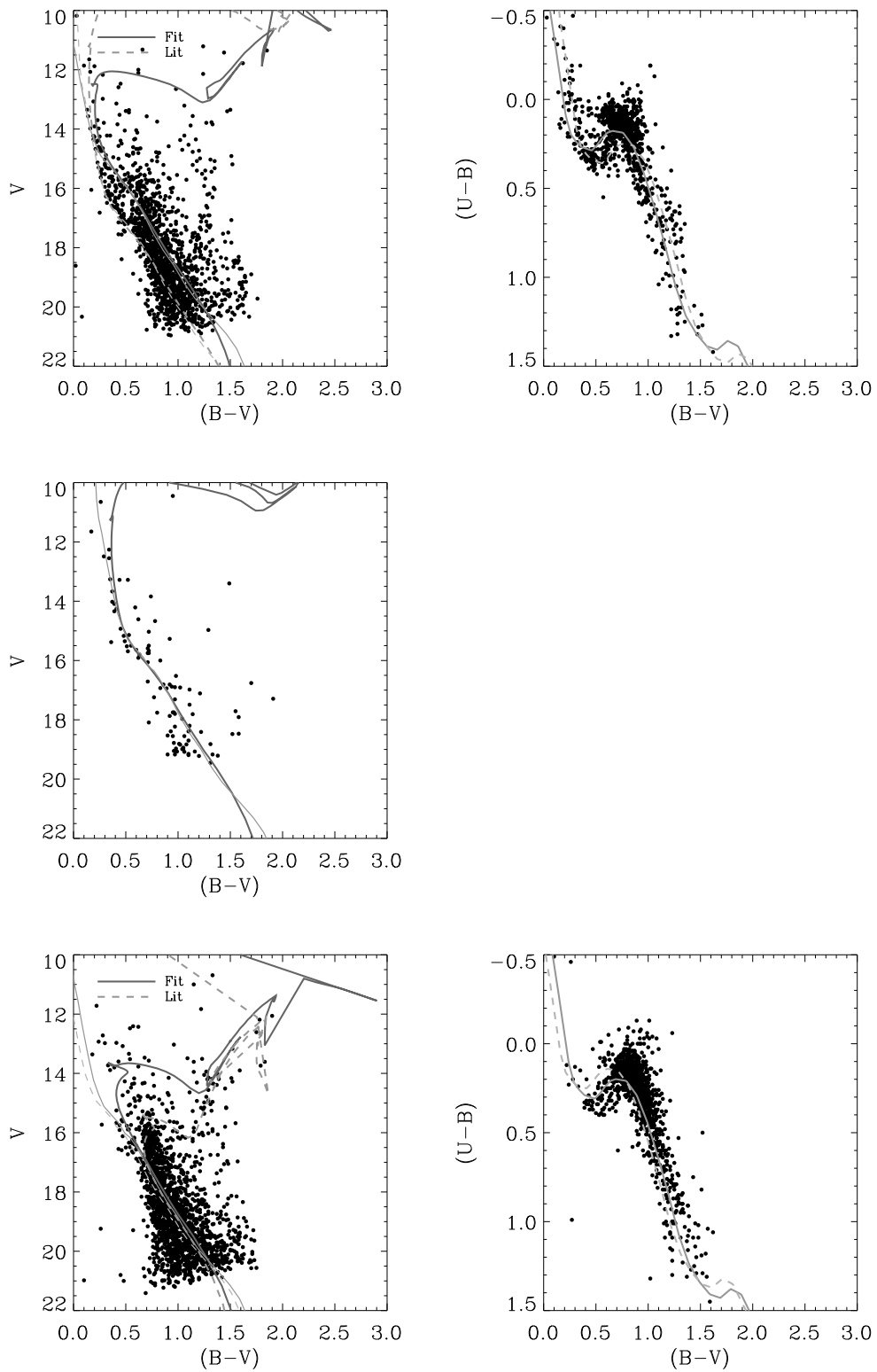


Figura A.28: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 2401-ref458, NGC 2421-ref42, NGC 2425-ref451.

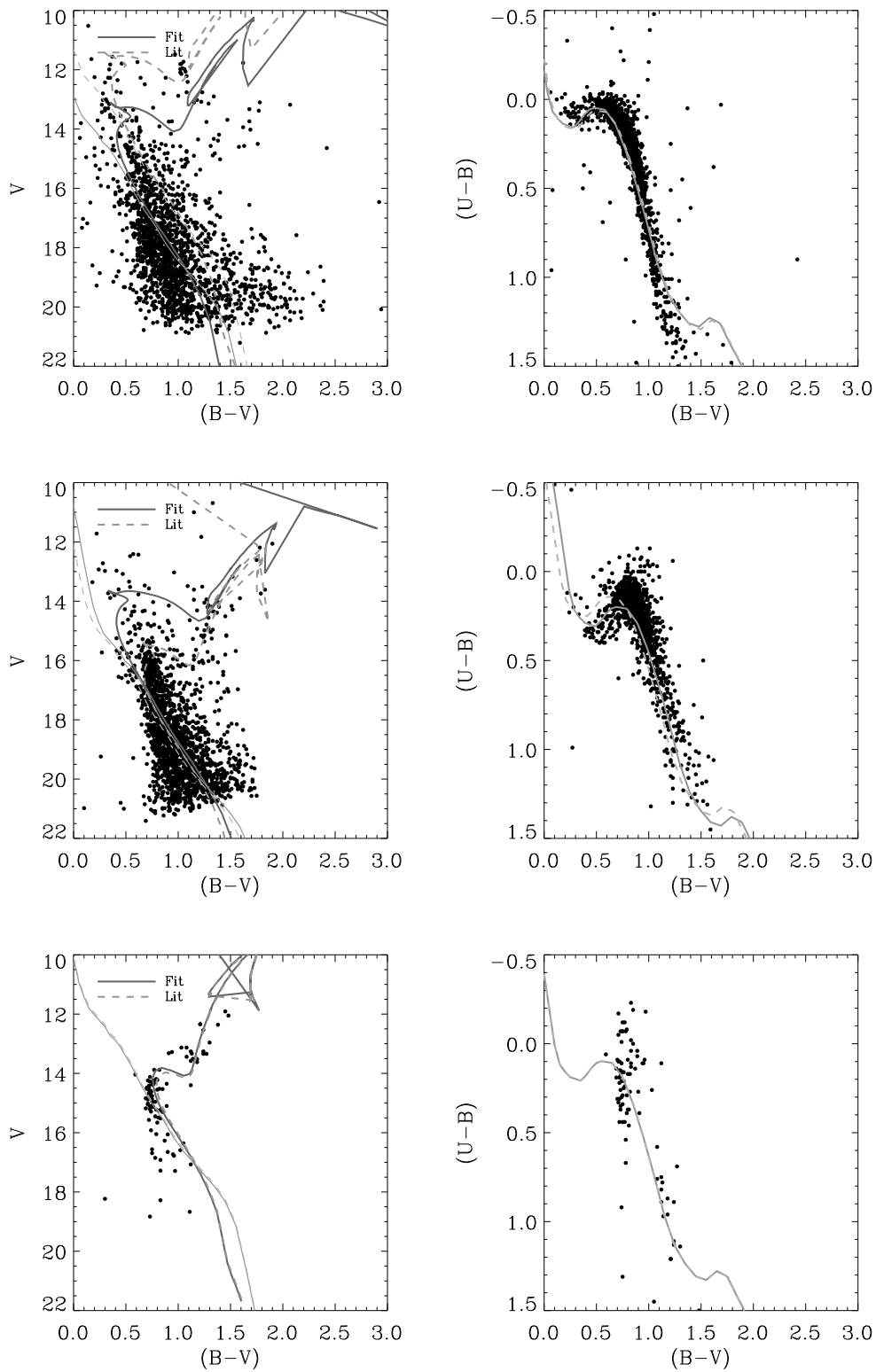


Figura A.29: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 2479-ref532, NGC 2425-ref451, NGC 2509-ref340.

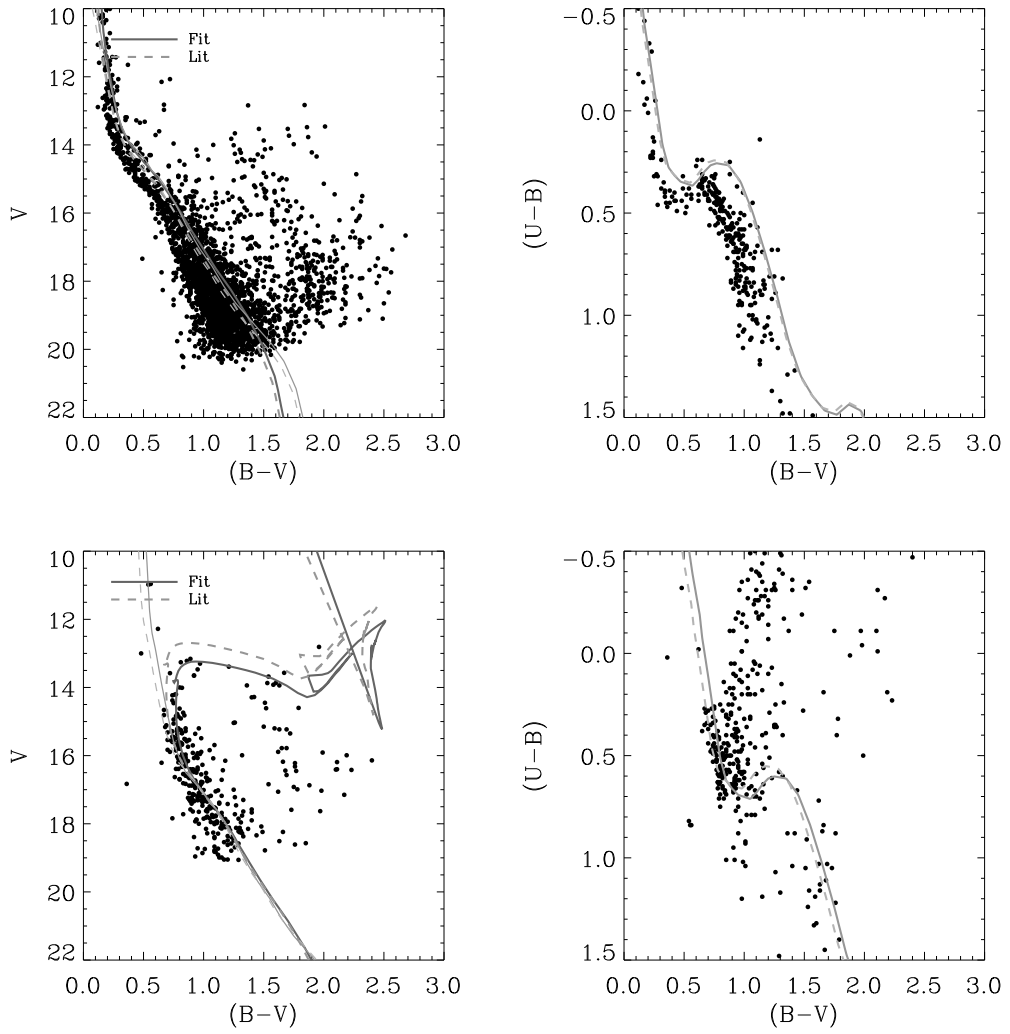


Figura A.30: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 4755-ref464, NGC 4815-ref32.

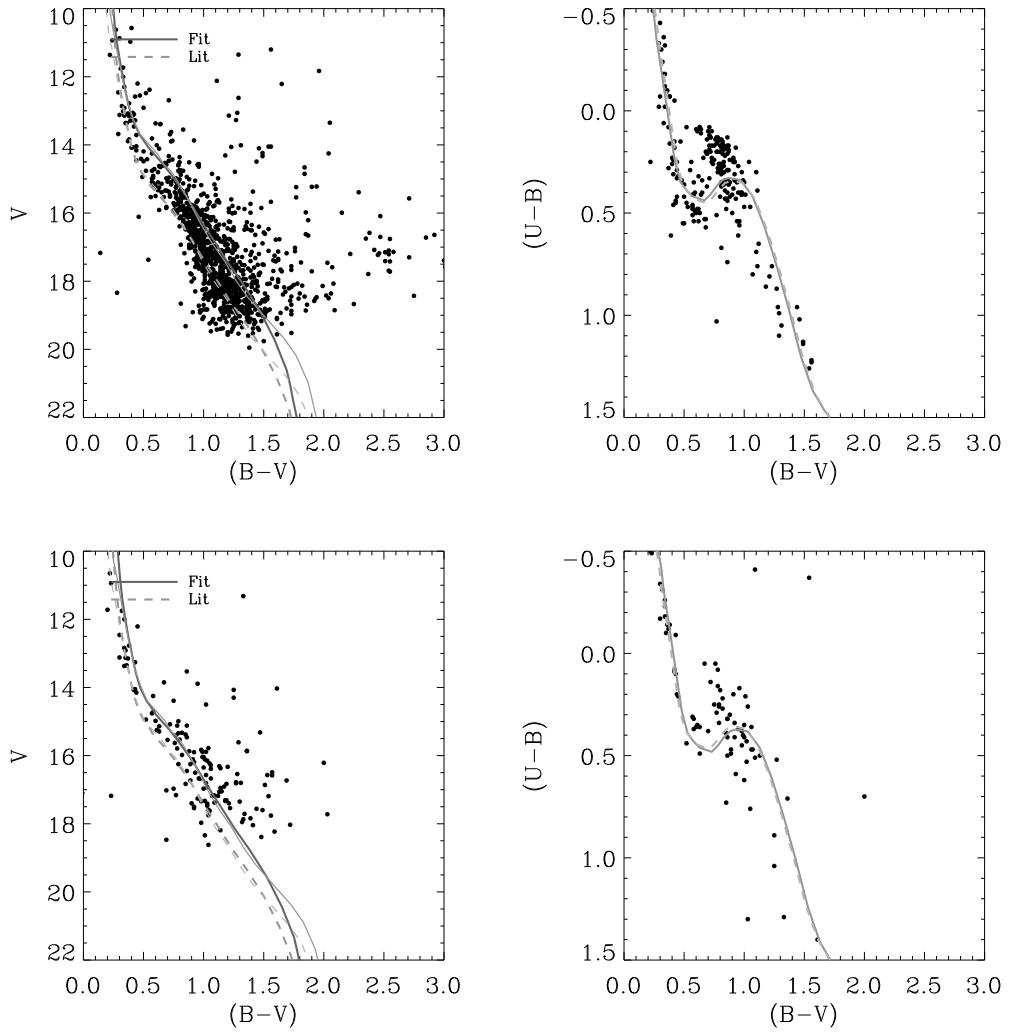


Figura A.31: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 5606-ref517, NGC 5606-ref73.

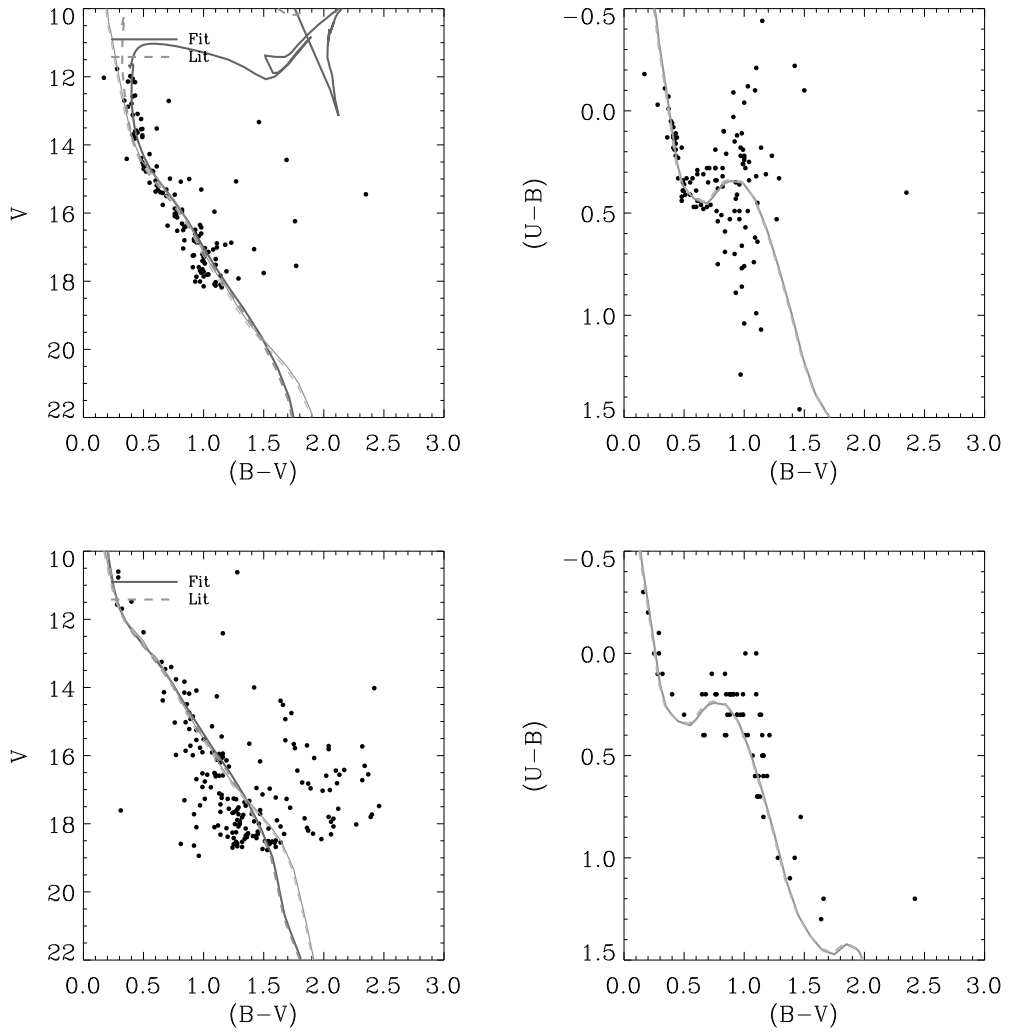


Figura A.32: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 5617-ref32, NGC 5662-ref149.

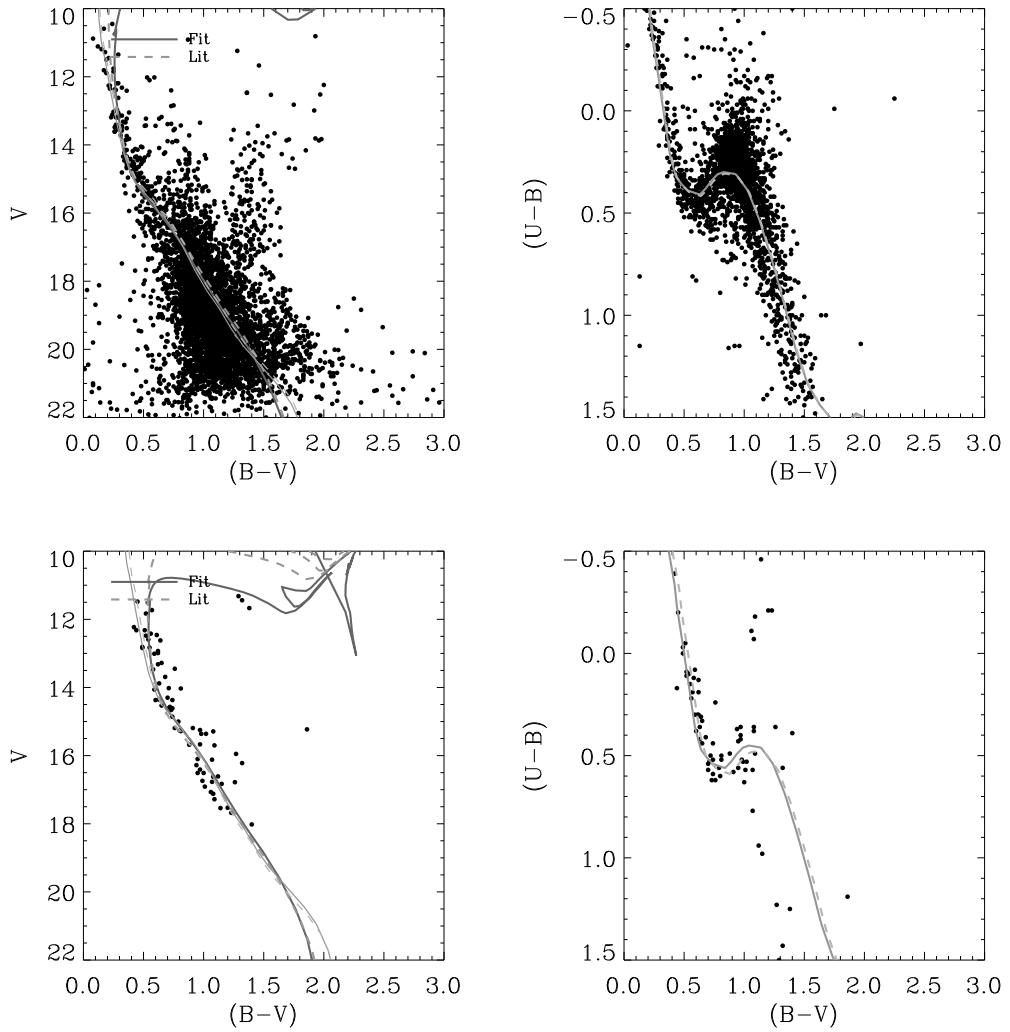


Figura A.33: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6192-ref32, NGC 6204-ref32.

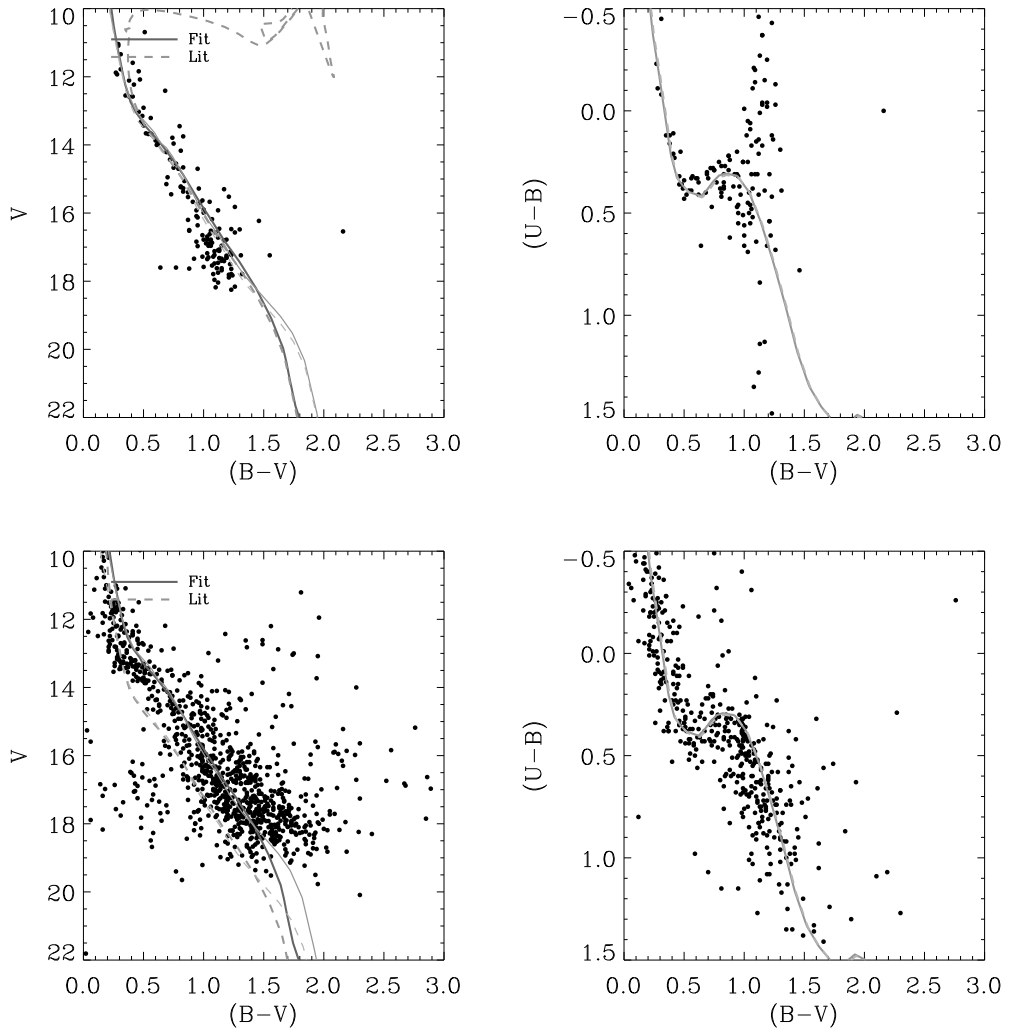


Figura A.34: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6231-ref218, NGC 6231-ref172.

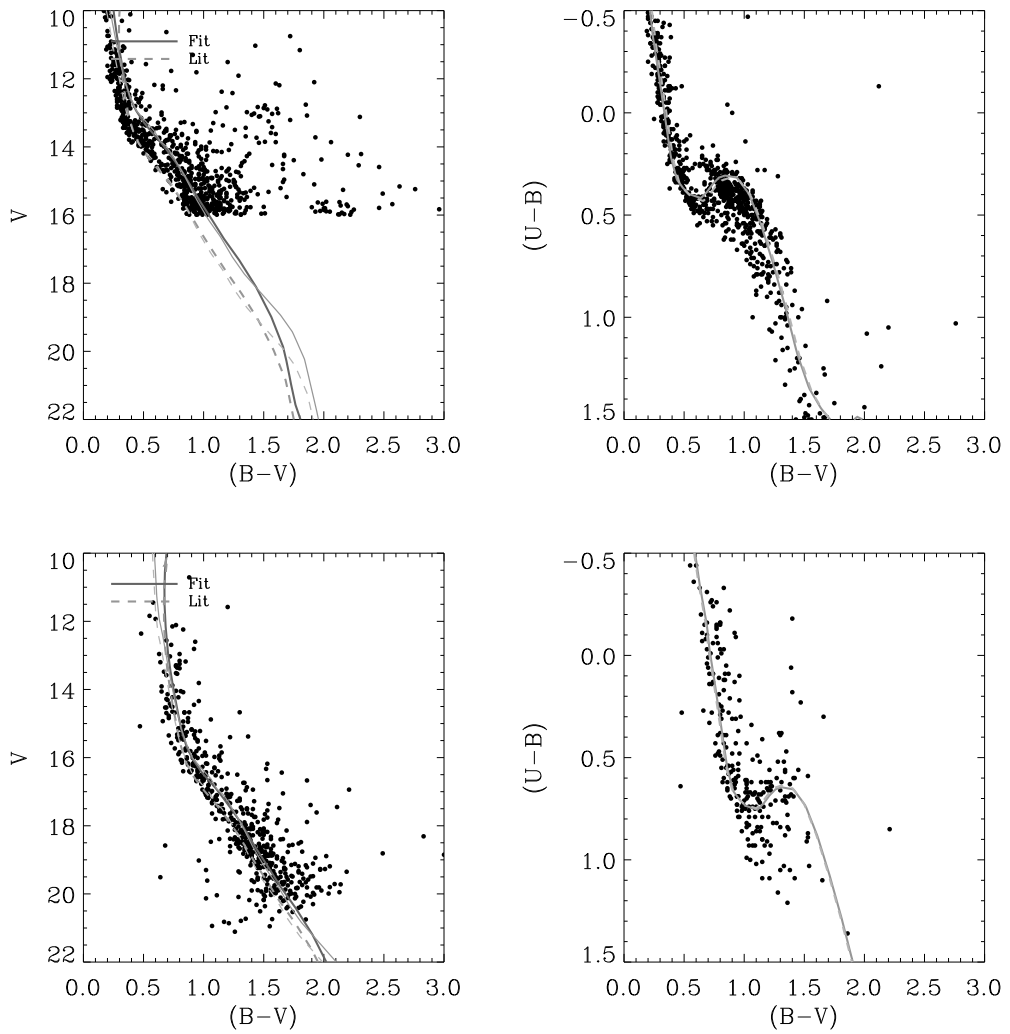


Figura A.35: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6231-ref172,NGC 654-ref86.

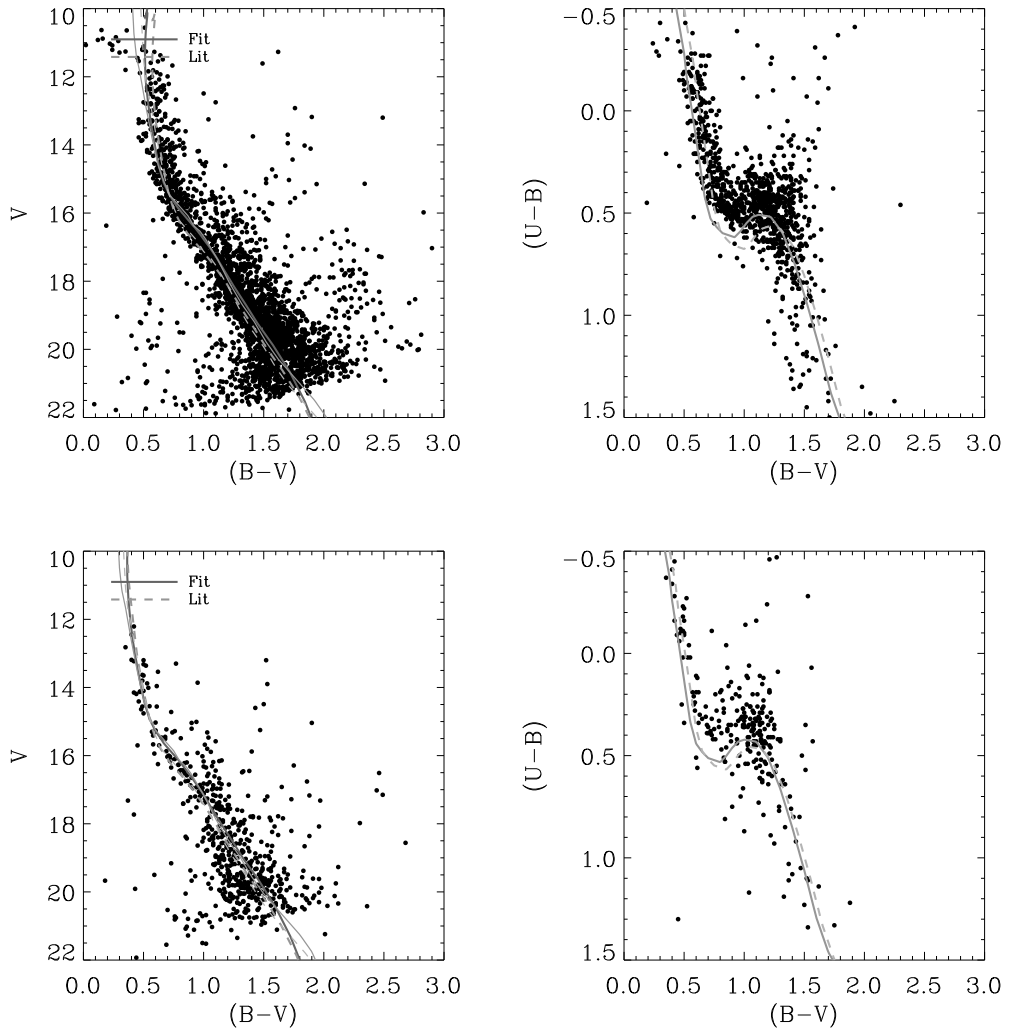


Figura A.36: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 663-ref86, NGC 637-ref86 .

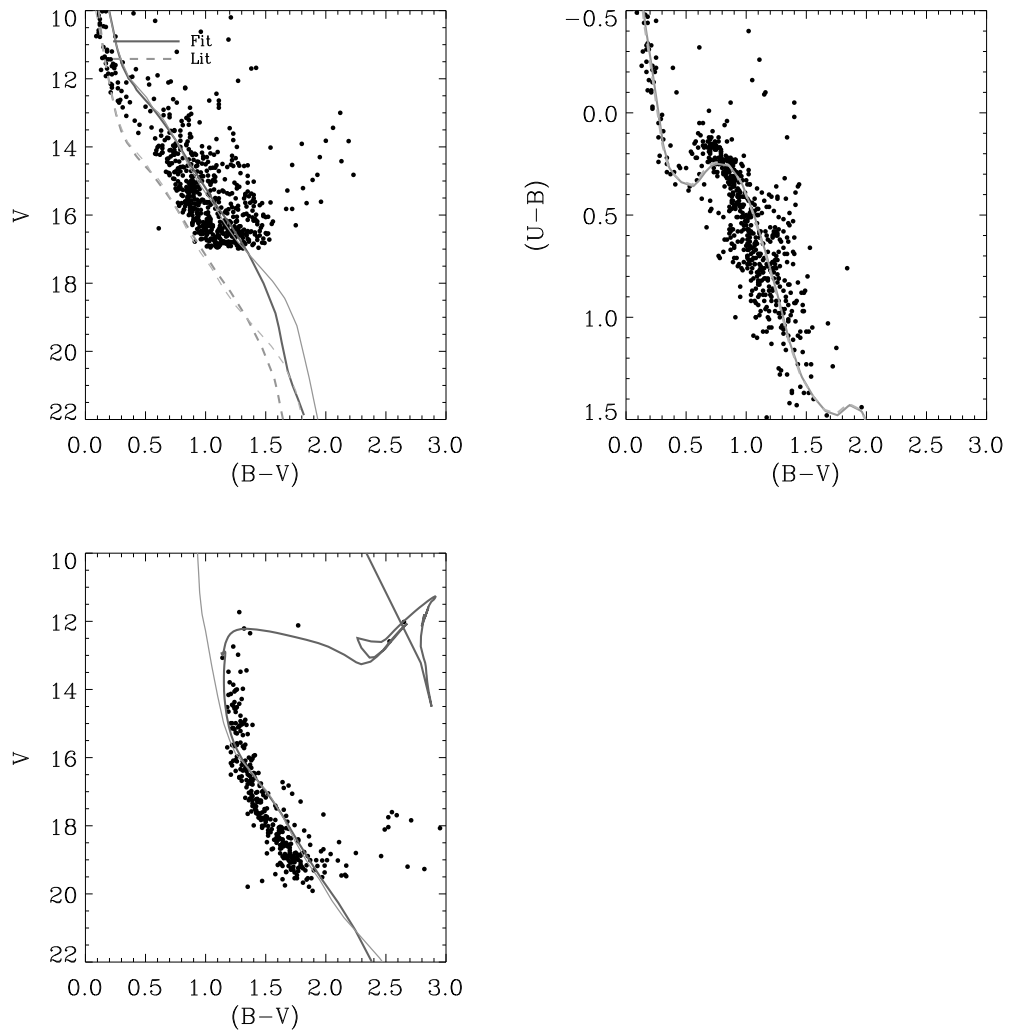


Figura A.37: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6530-ref242, NGC 6649-ref4.

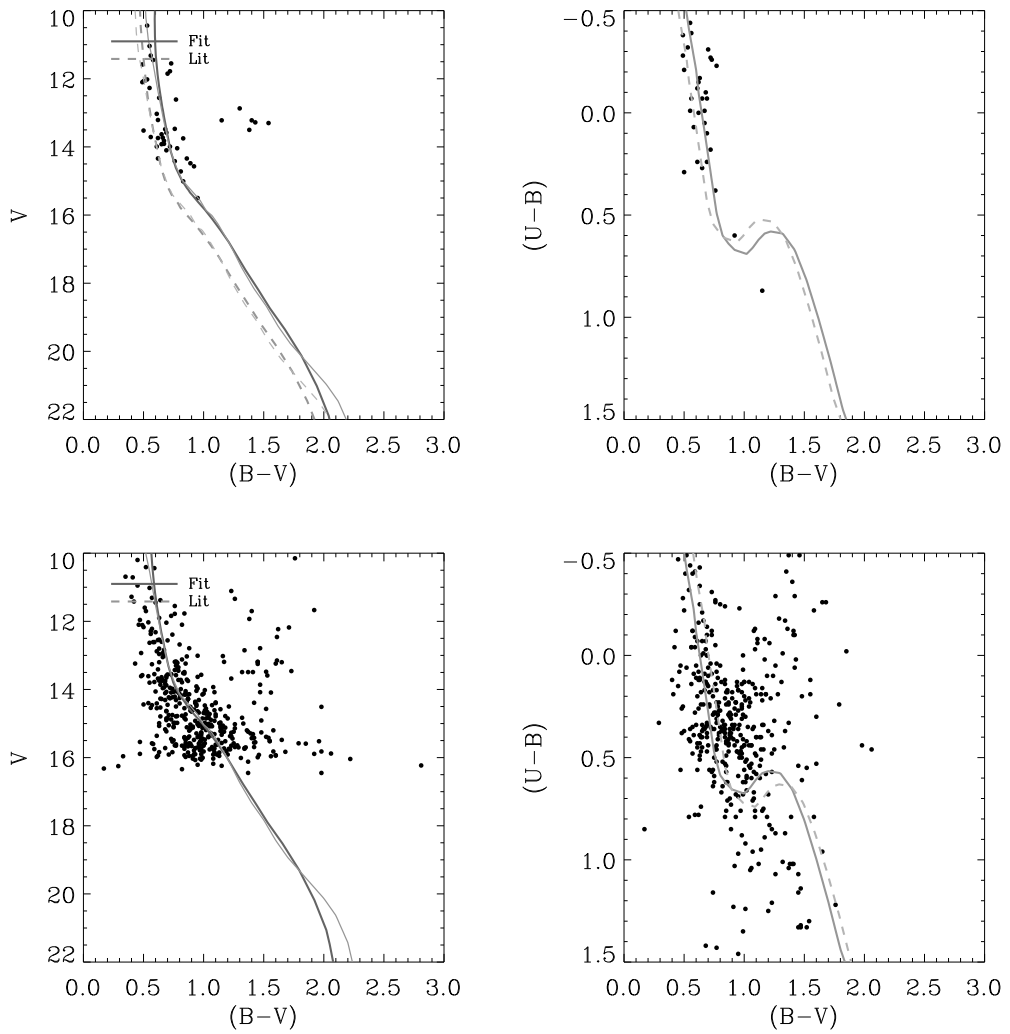


Figura A.38: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6823-ref45, NGC 6823-ref158.

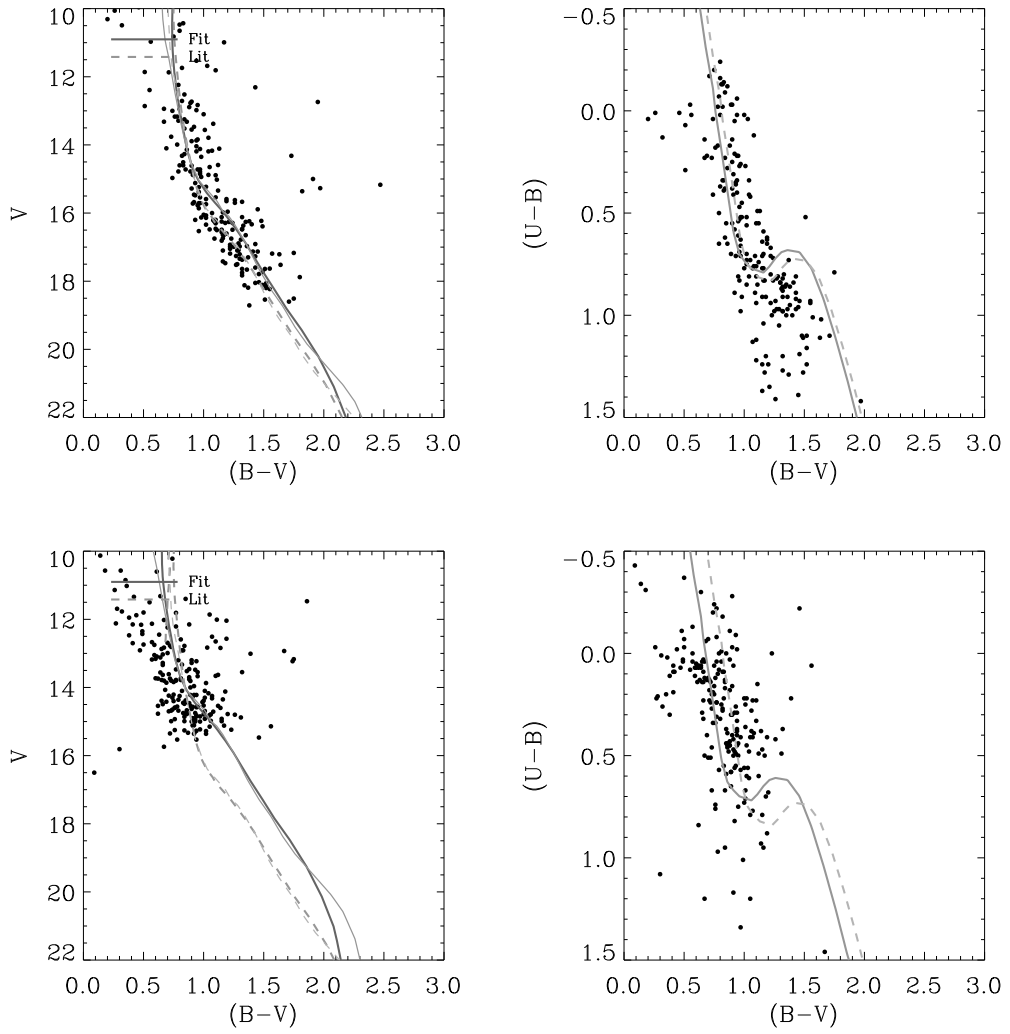


Figura A.39: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6910-ref229, NGC 6913-ref158.

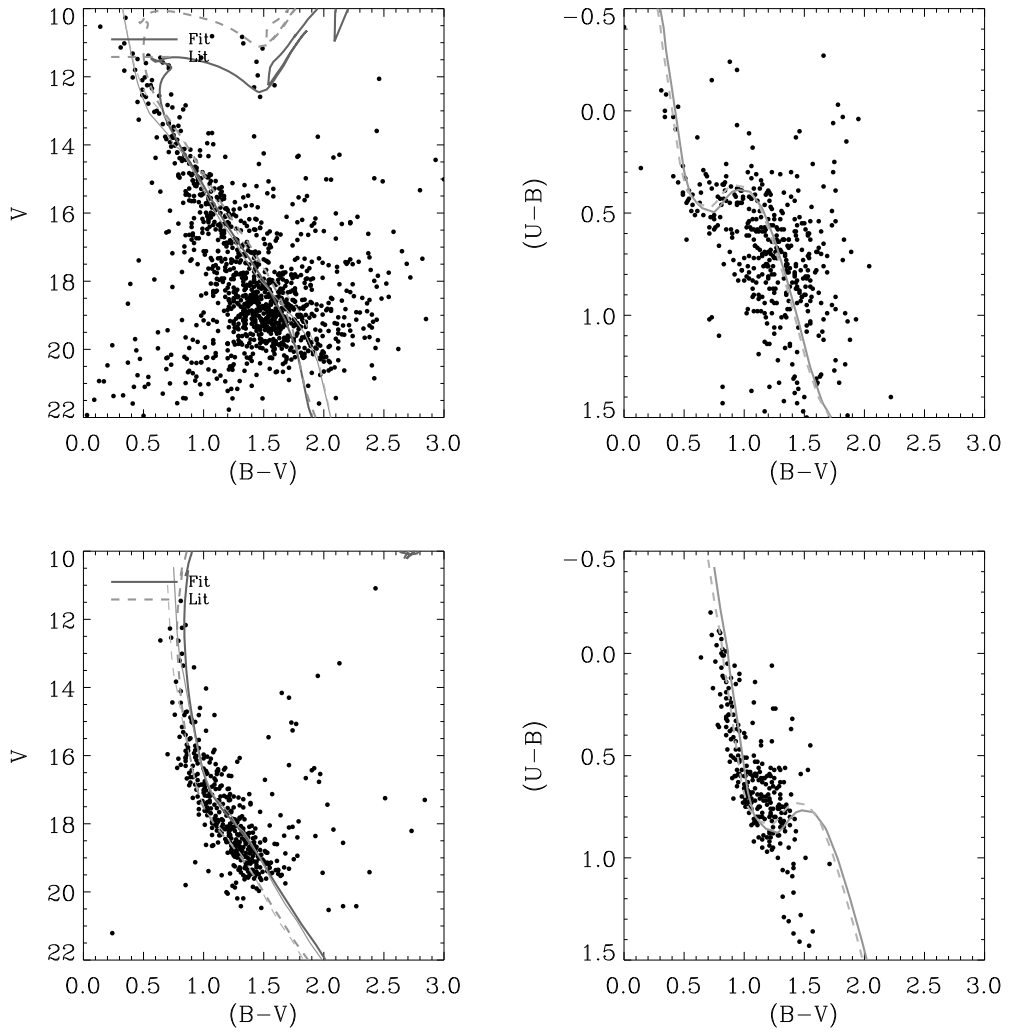


Figura A.40: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 6997-ref369, NGC 7128-ref269.

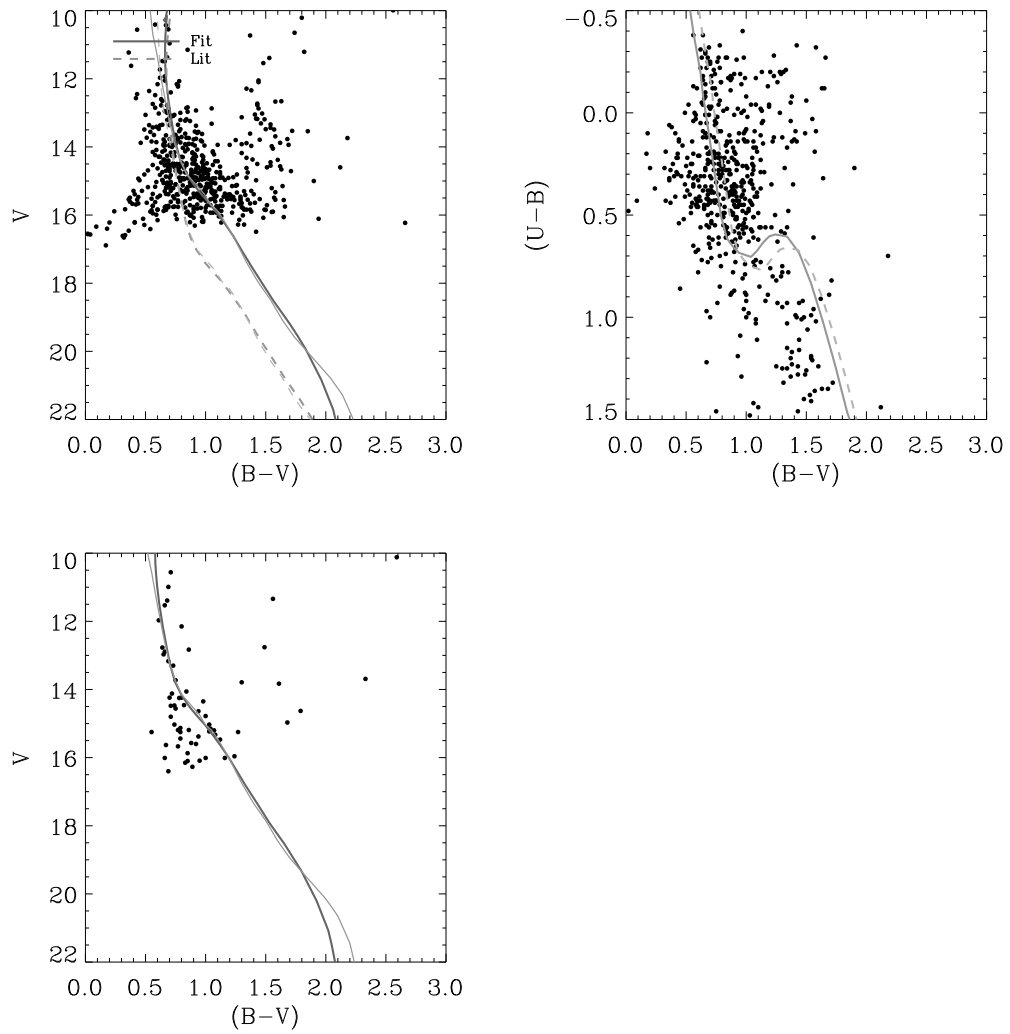


Figura A.41: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7235-ref158, NGC 7235-ref161.

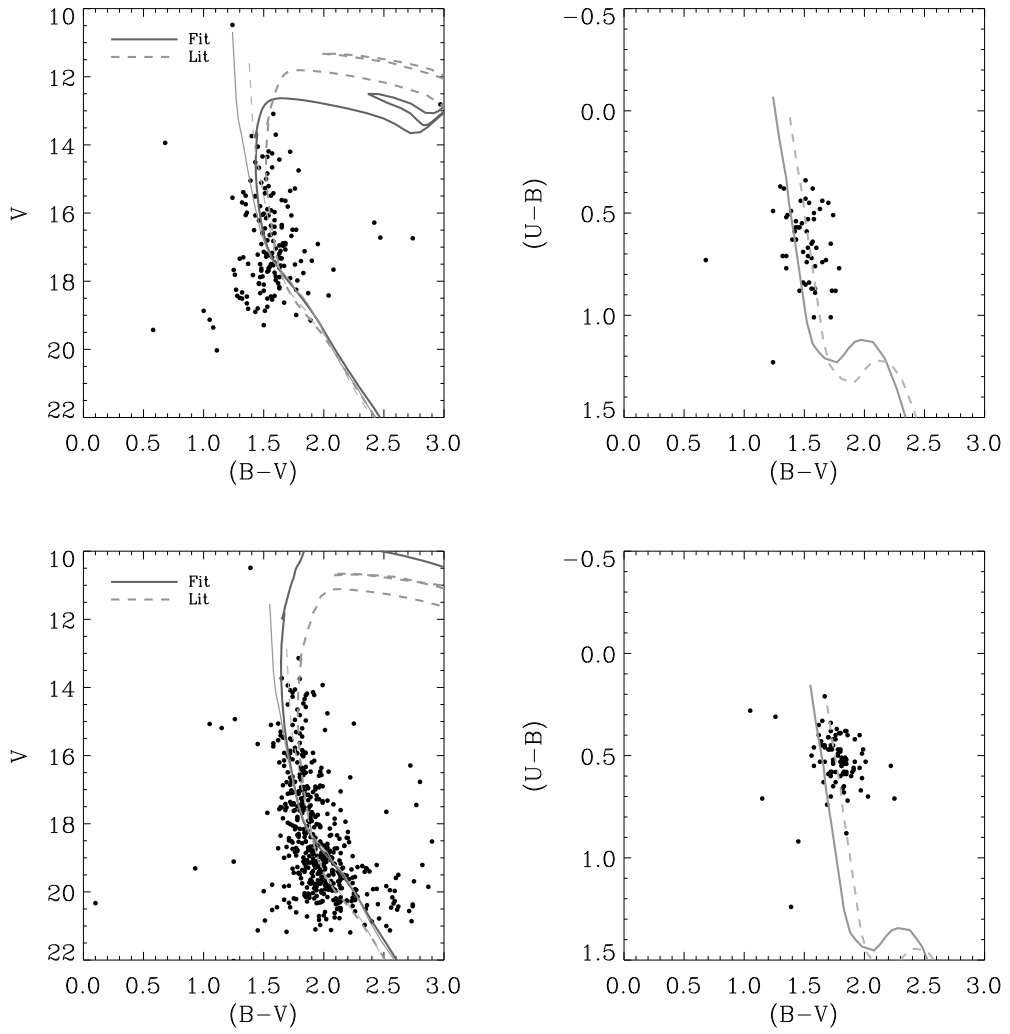


Figura A.42: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7419-ref65, NGC 7419-ref68.

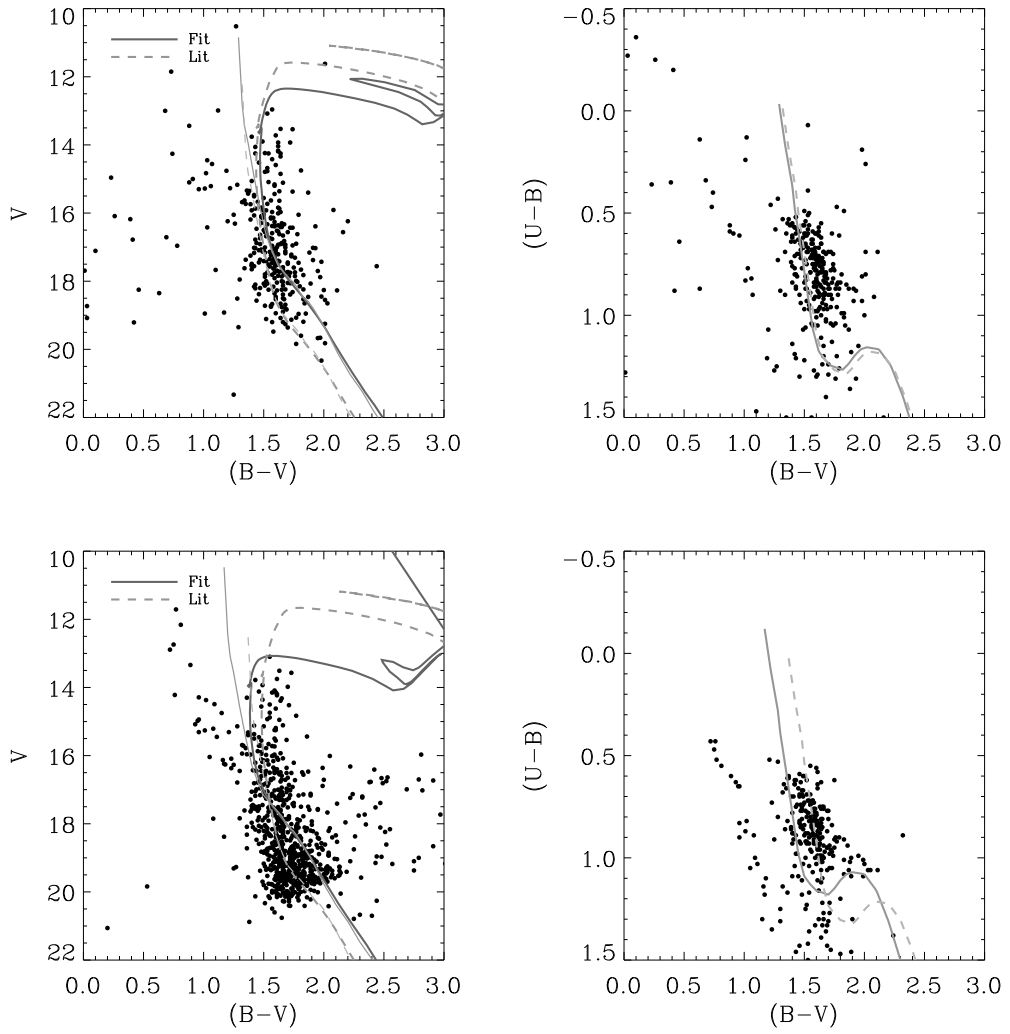


Figura A.43: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7419-ref466, NGC 7419-ref530.

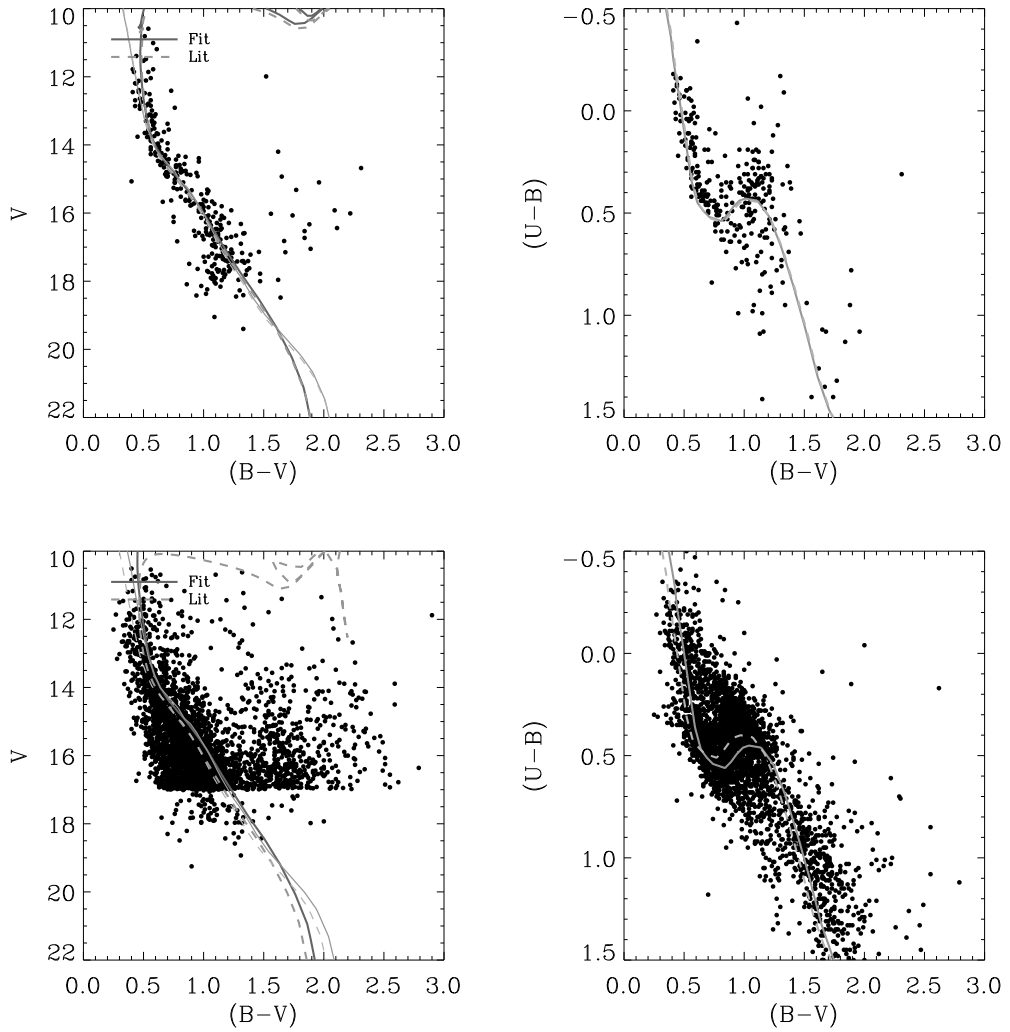


Figura A.44: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7654-ref220, NGC 7654-ref286.

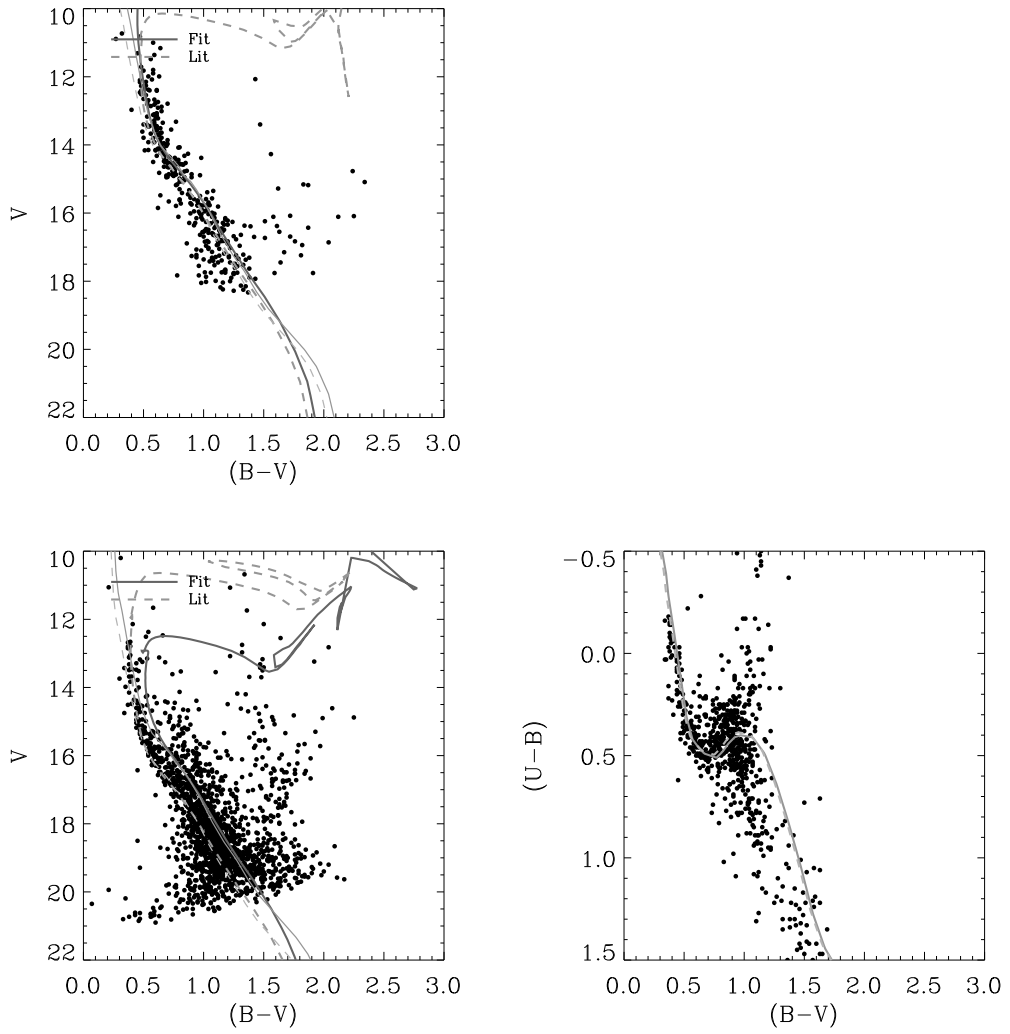


Figura A.45: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7654-ref500, NGC 7790-ref86.

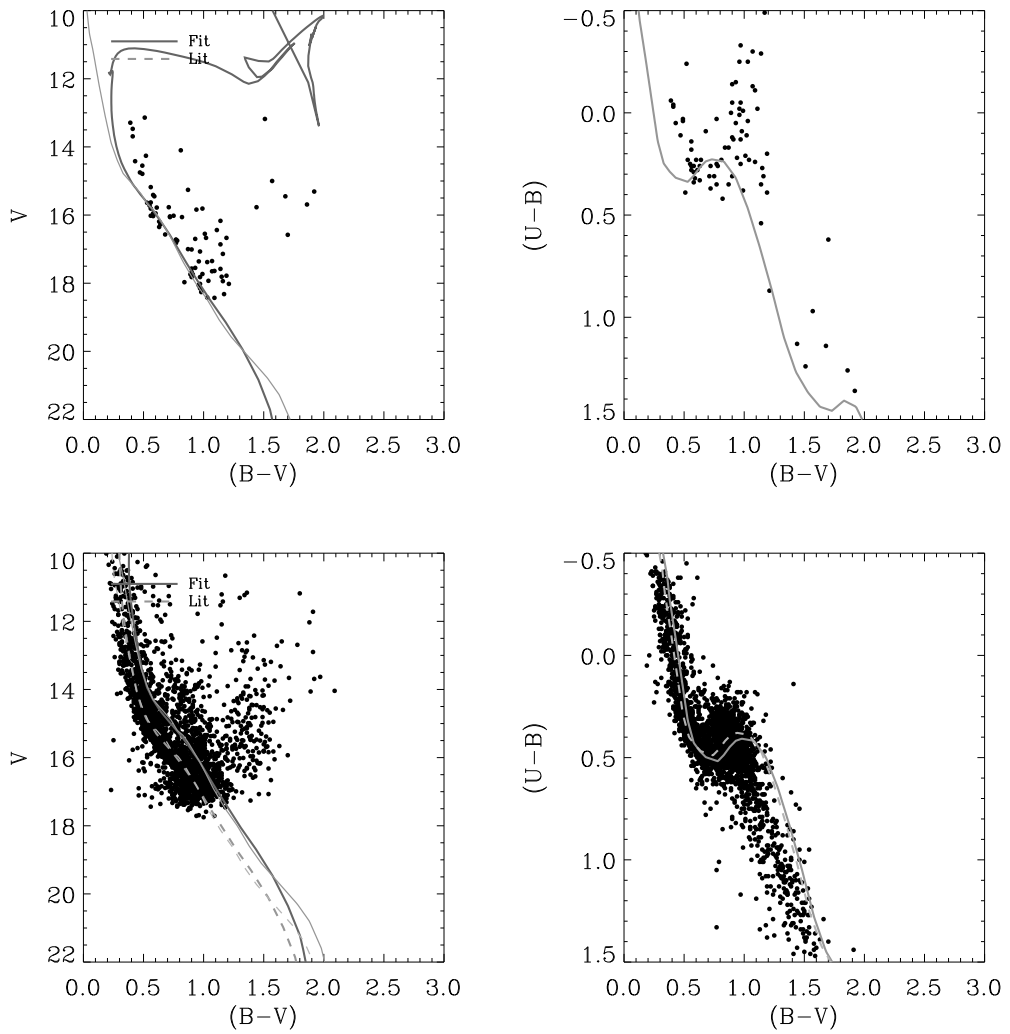


Figura A.46: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 7790-ref282, NGC 869-ref271.

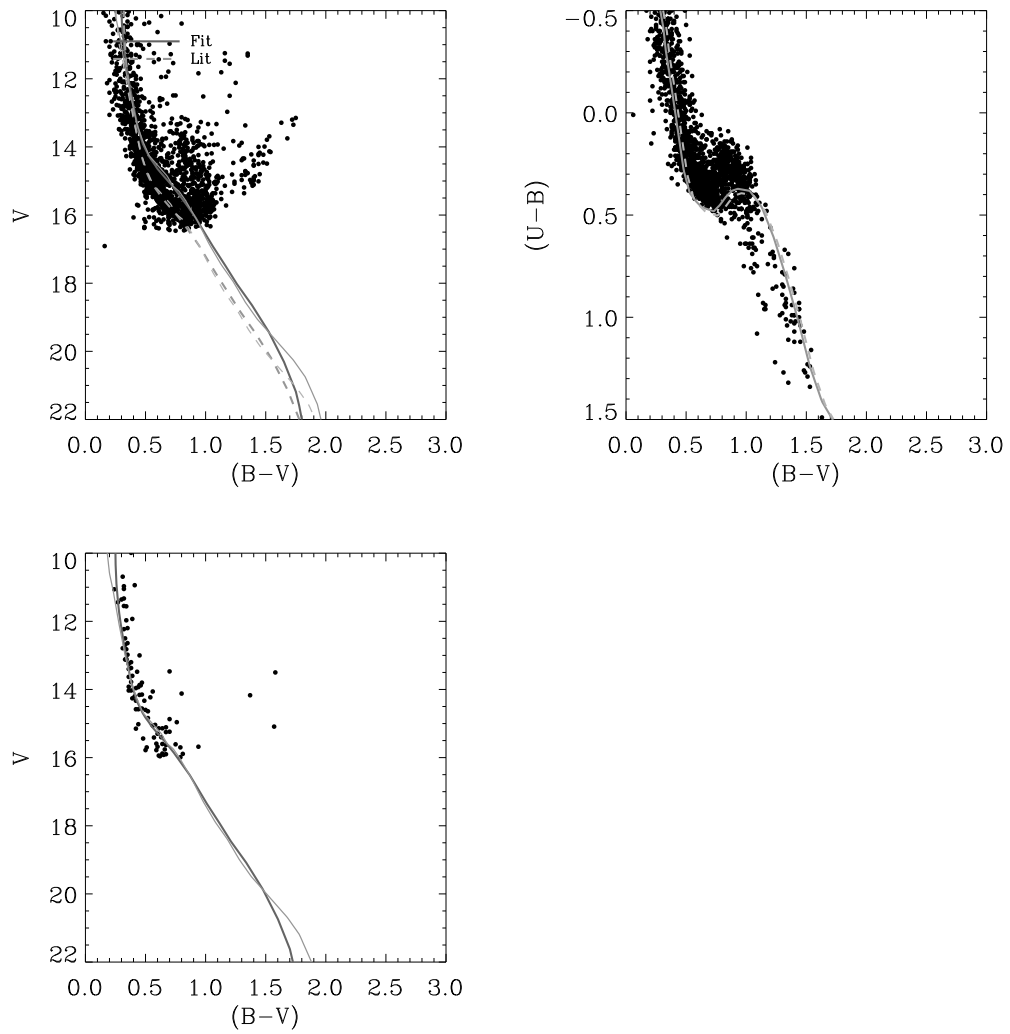


Figura A.47: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 869-ref314, NGC 884-ref179.

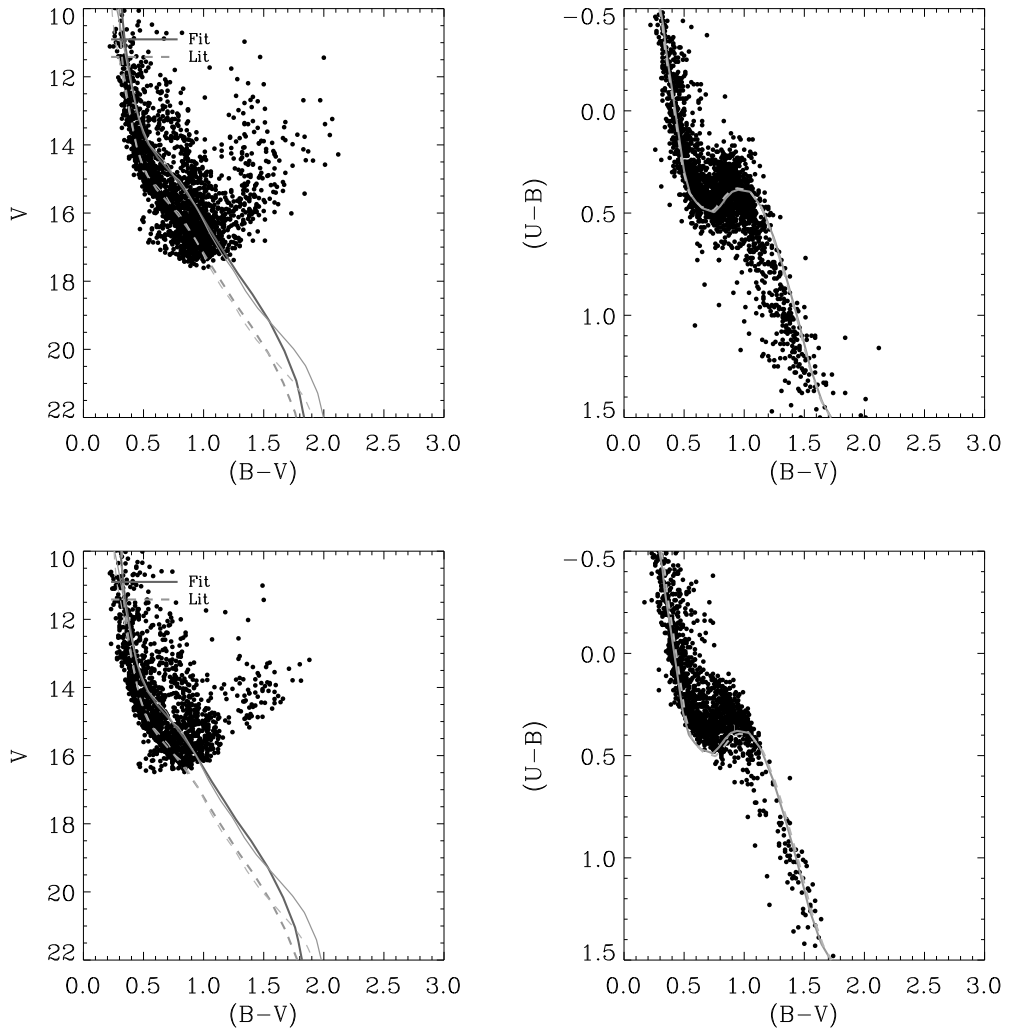


Figura A.48: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 884-ref271, NGC 884-ref314.

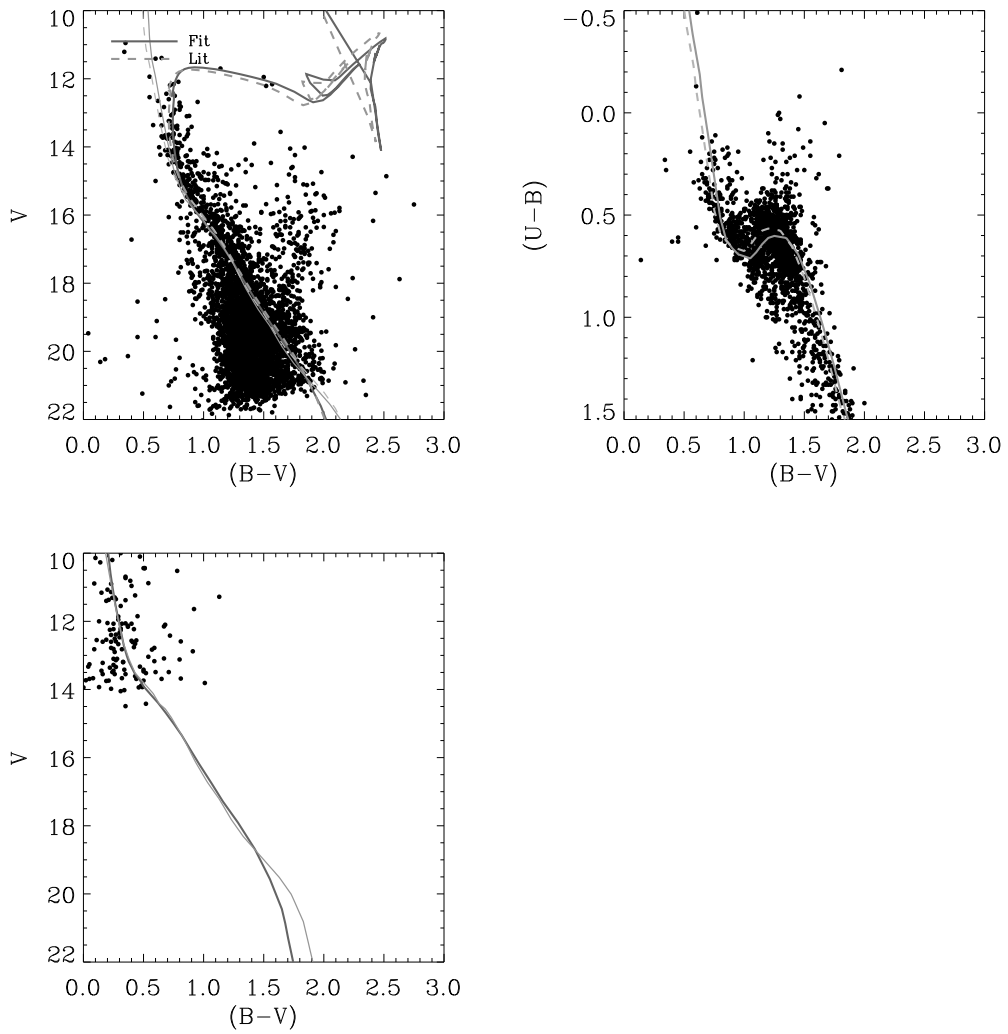


Figura A.49: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Tombaug 5-ref368, Trumpler 14-ref55.

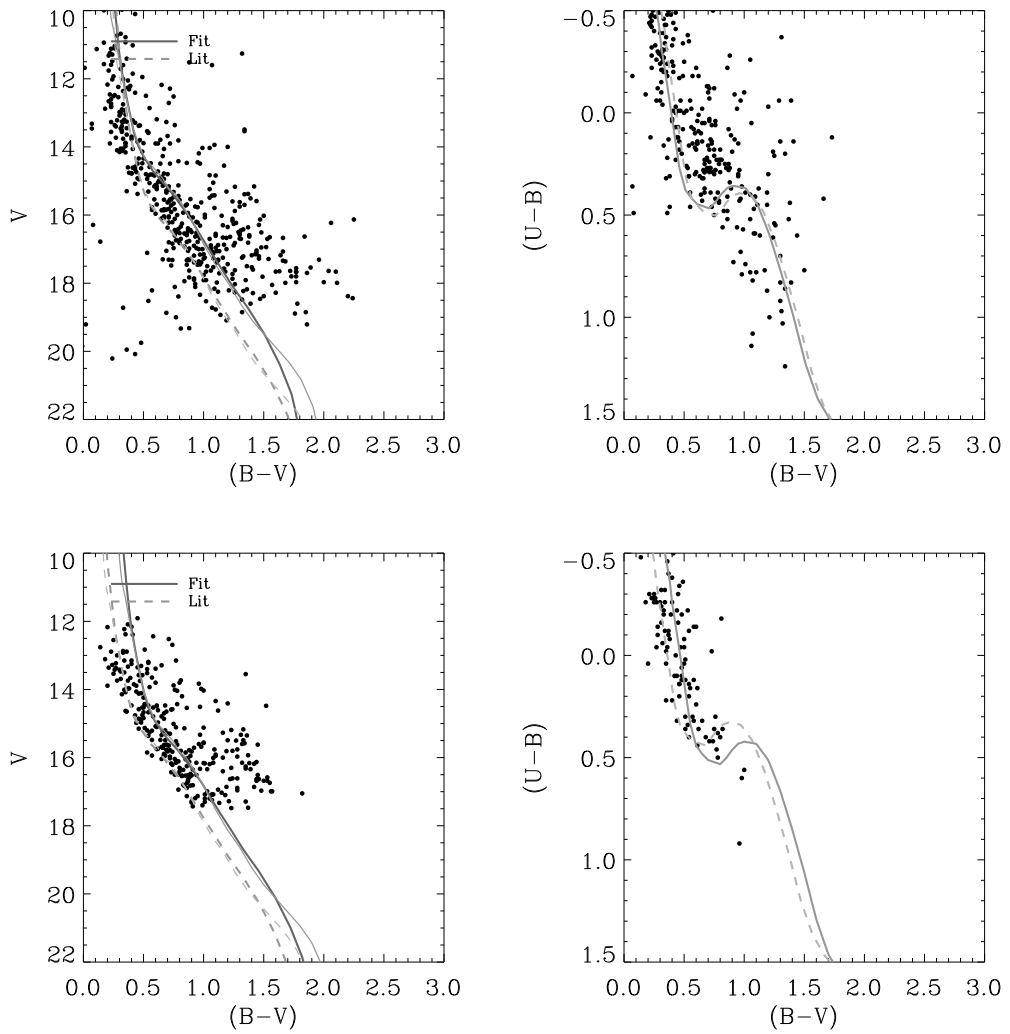


Figura A.50: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 14-ref135, Trumpler 14-ref348.

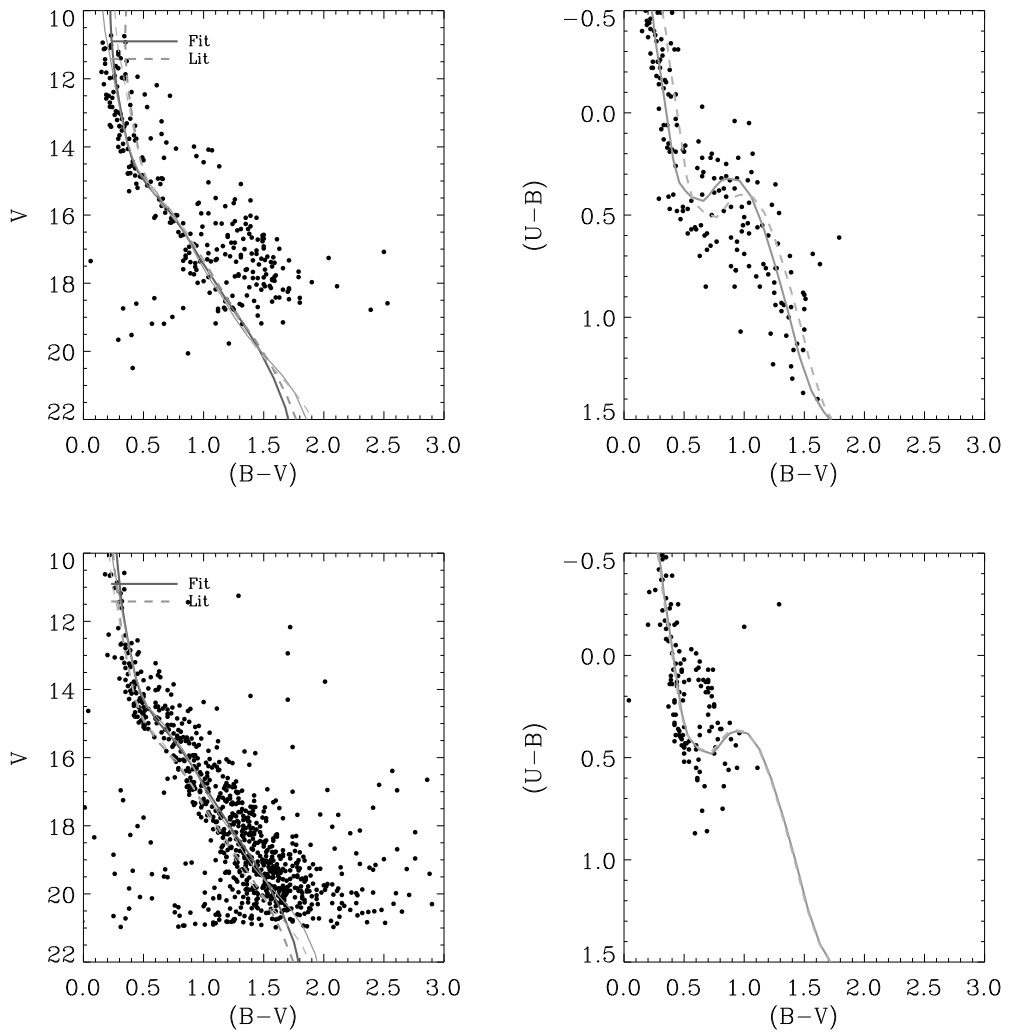


Figura A.51: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 14-ref390, Trumpler 15-ref307.

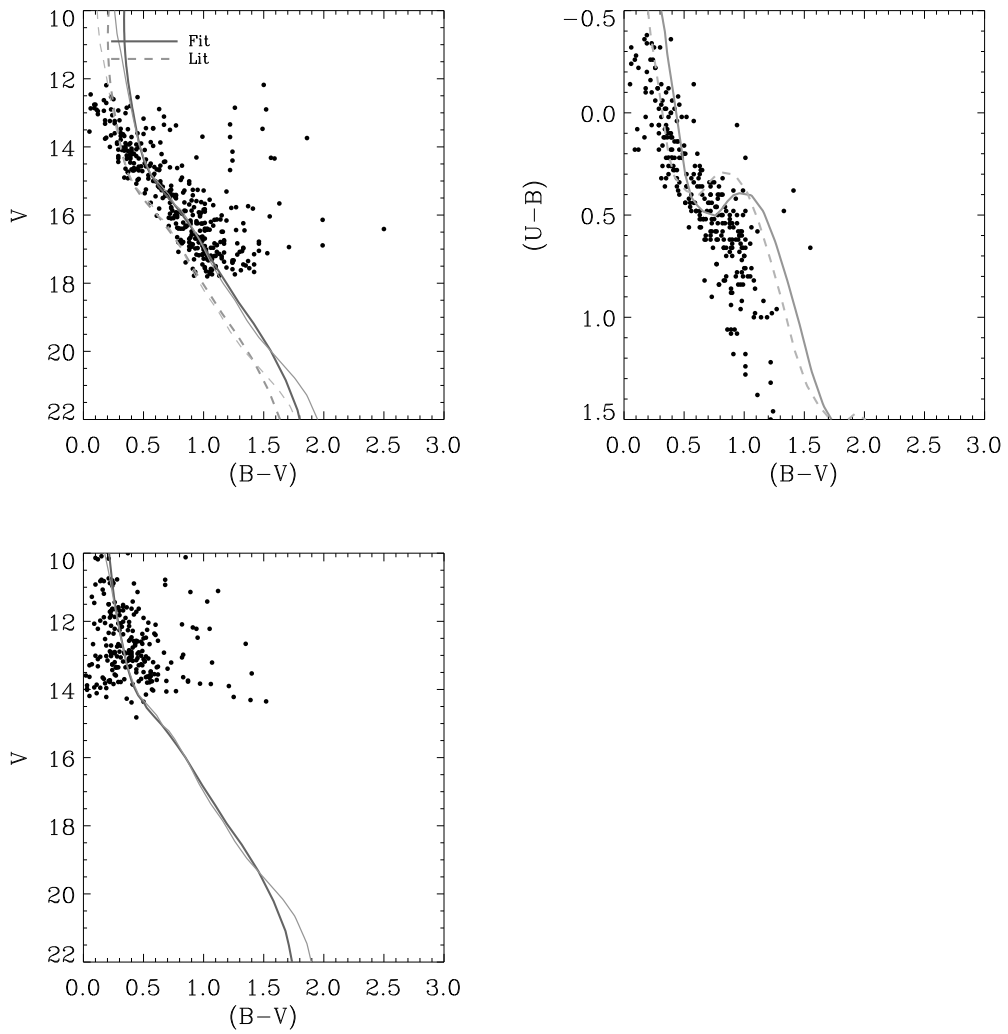


Figura A.52: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 15-ref348, Trumpler 16-ref55.

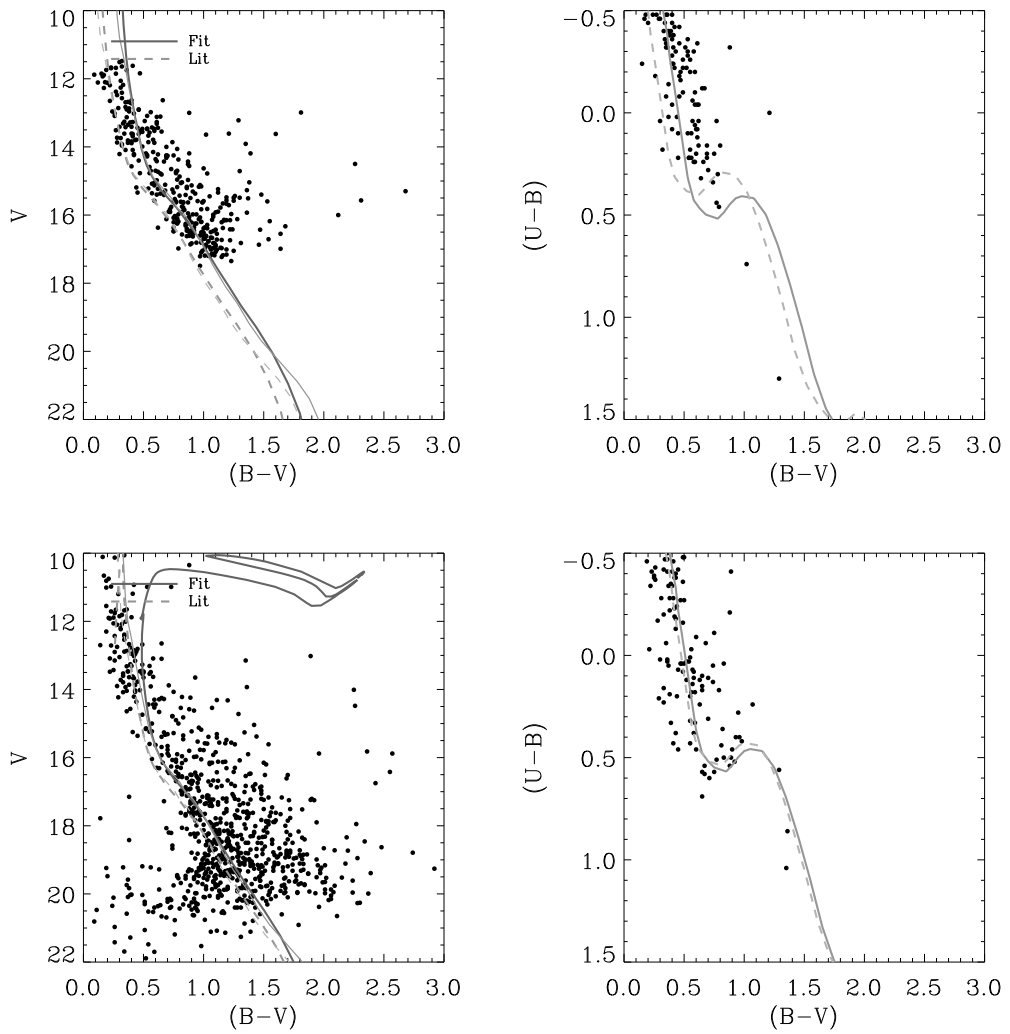


Figura A.53: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 16-ref348, Trumpler 16-ref390.

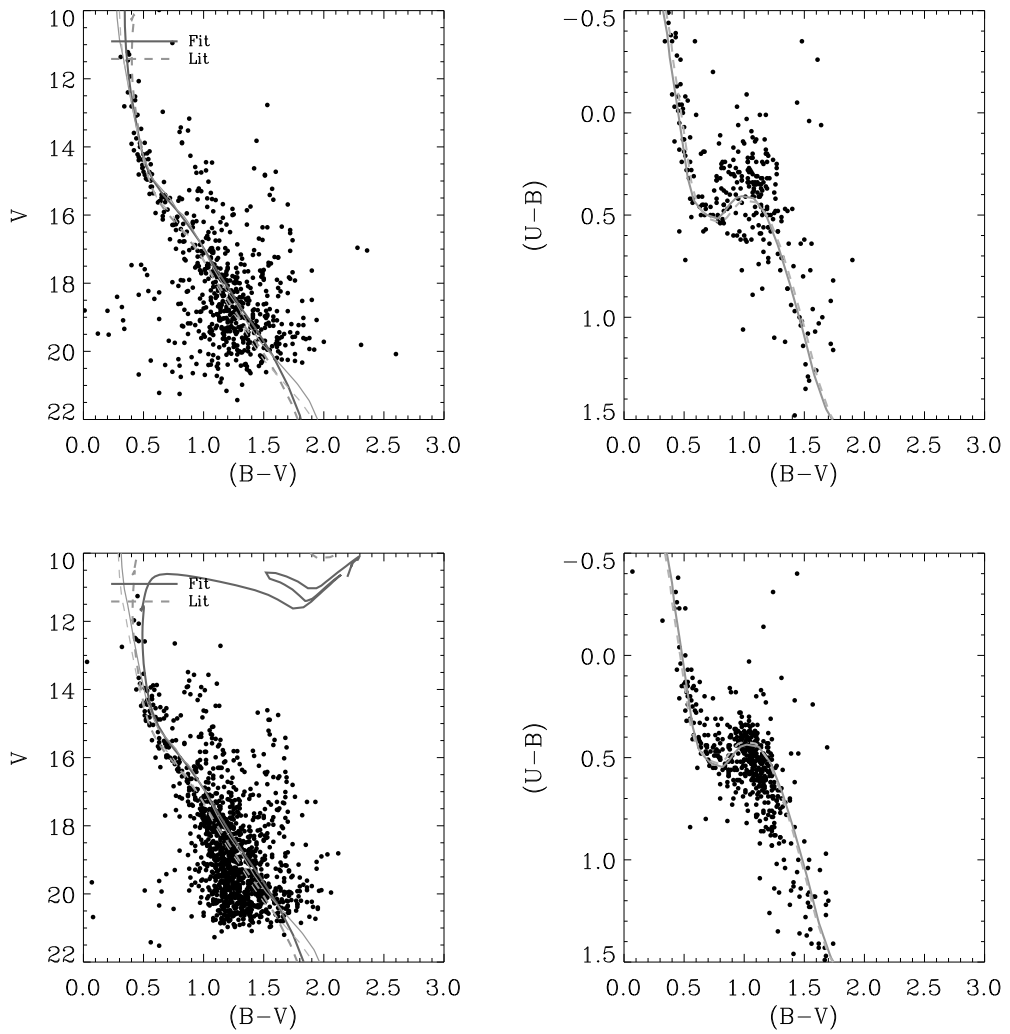


Figura A.54: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: Trumpler 1-ref86, Trumpler 1-ref320.

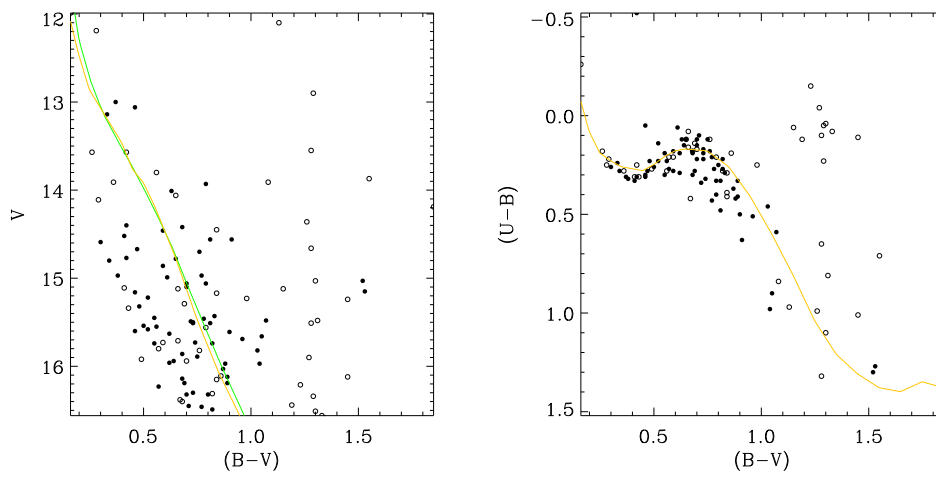


Figura A.55: O mesmo que a figura anterior para o aglomerado: Shorlin 1-ref382.

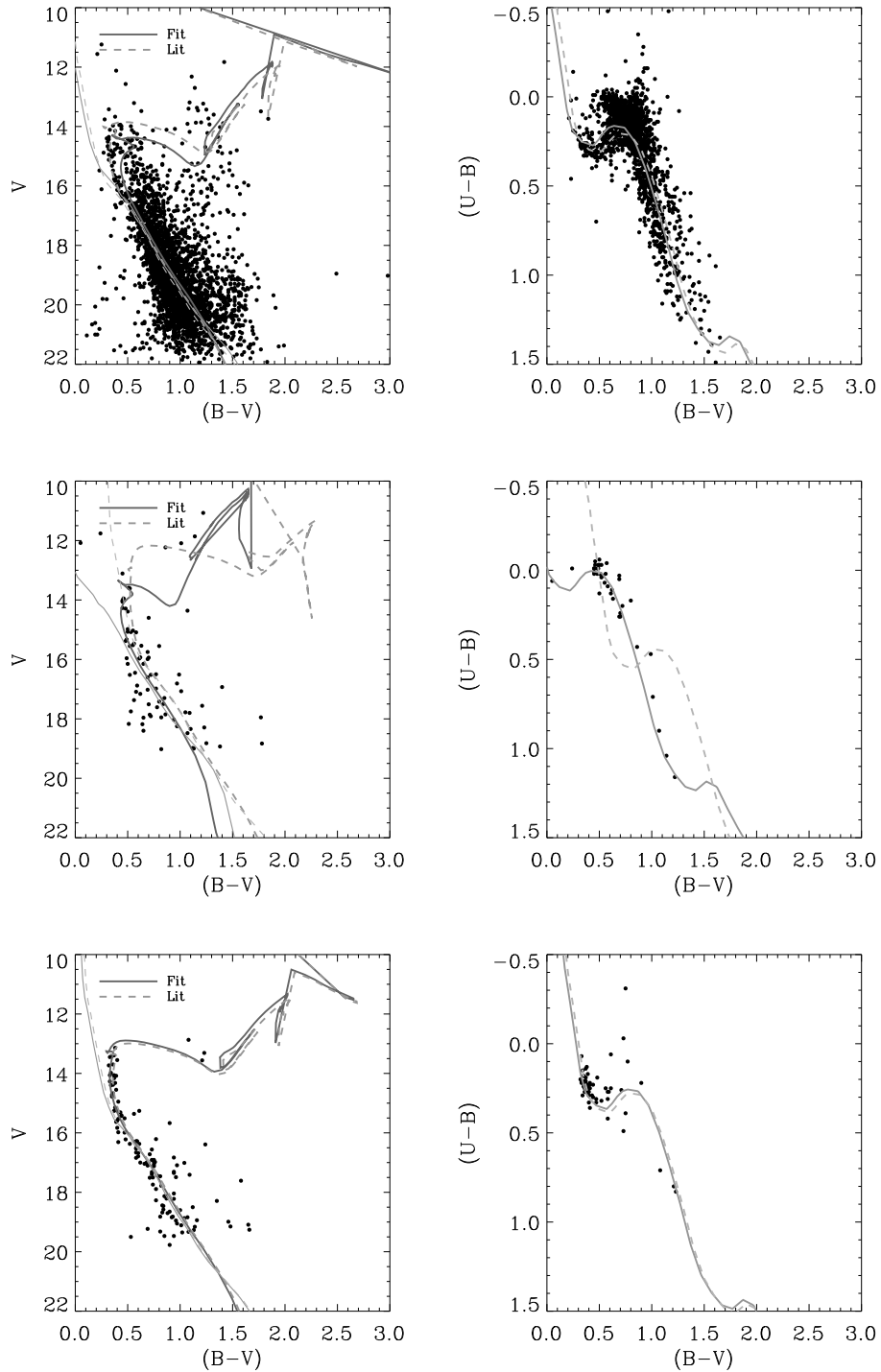


Figura A.56: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 2588-ref367, NGC 2627-ref42, NGC2658-ref42.

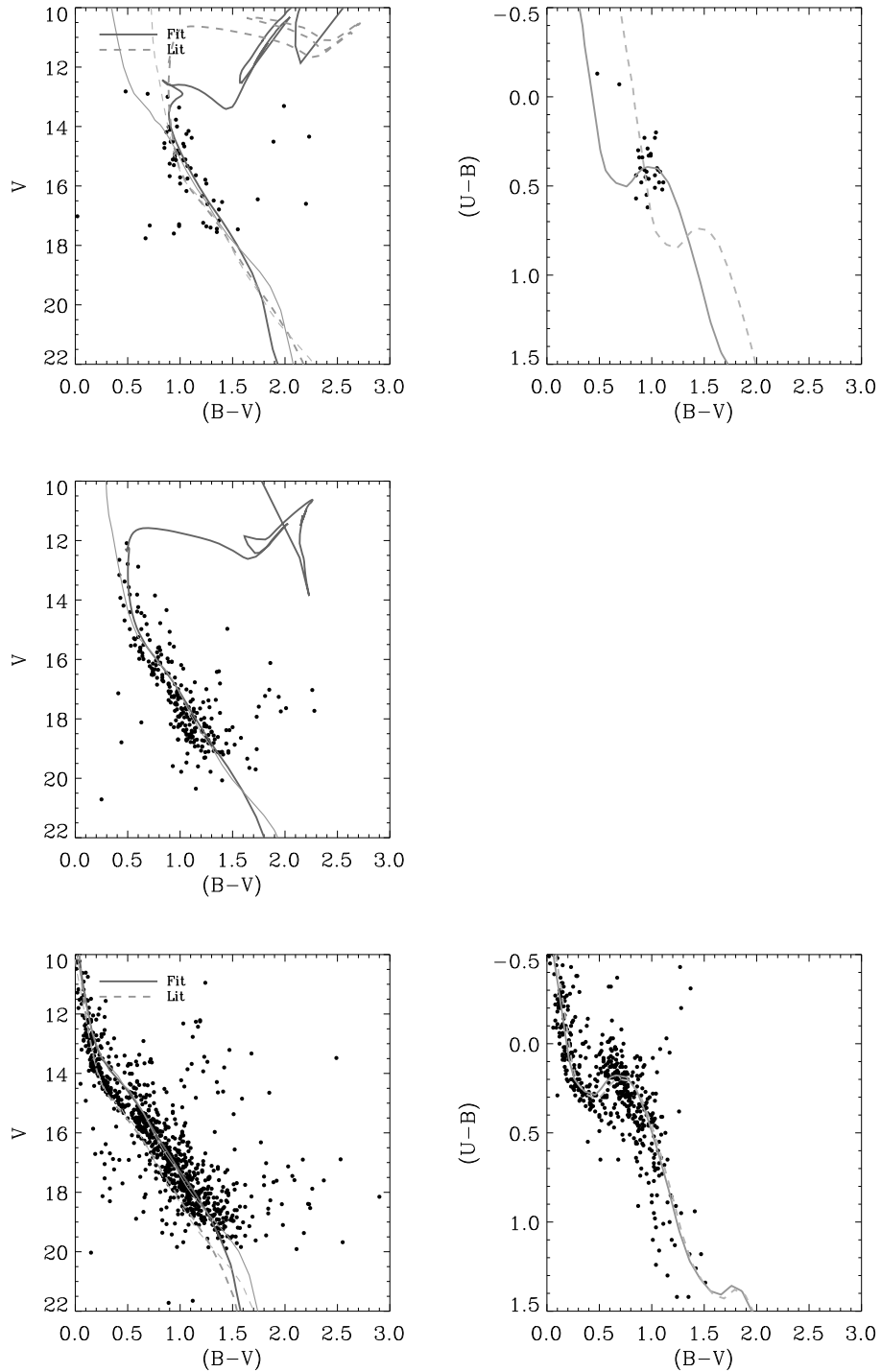


Figura A.57: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC2671-ref234, NGC2866-ref423, NGC3293-ref337.

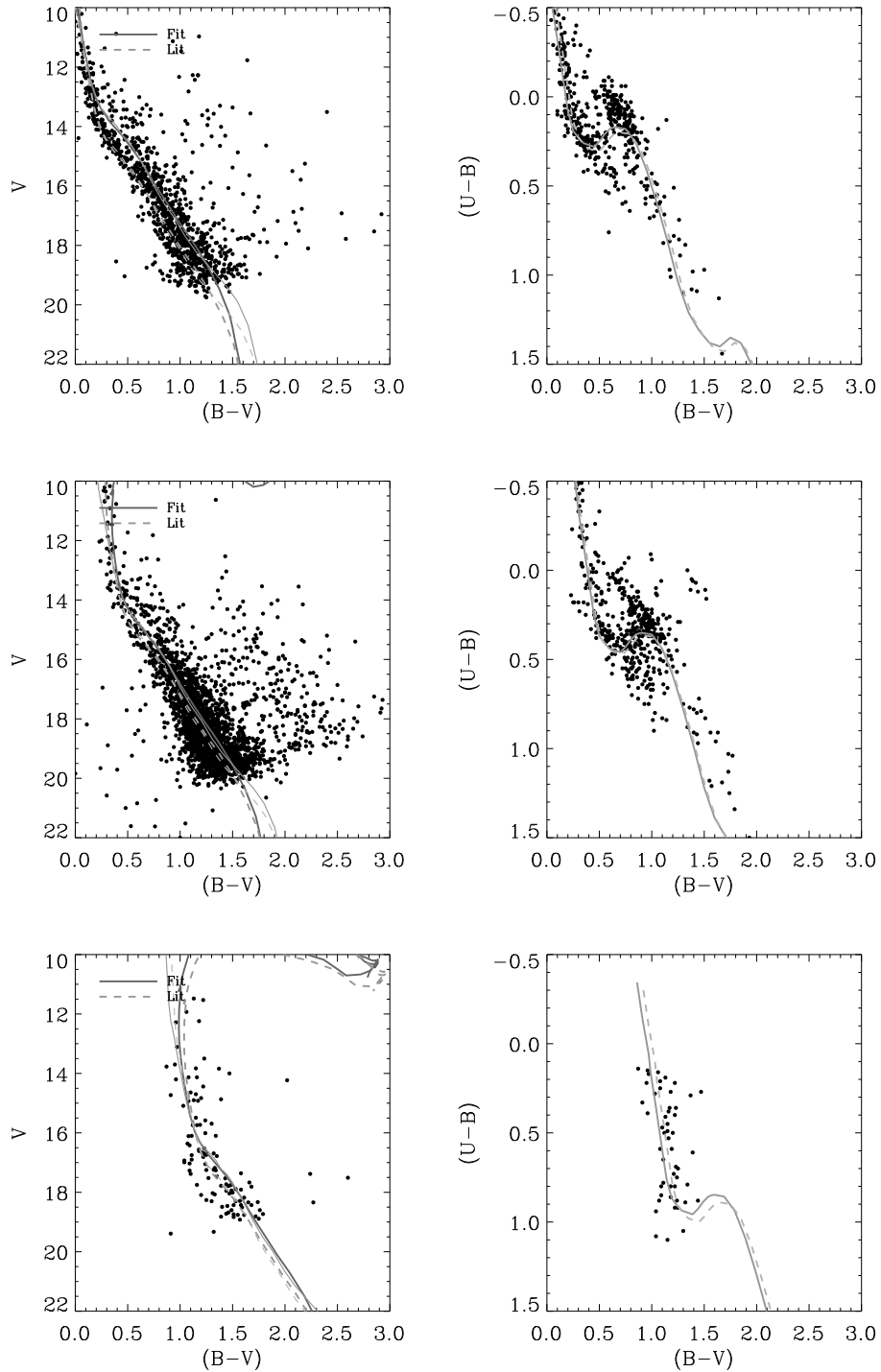


Figura A.58: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 3293-ref517, NGC 3590-ref517,NGC 366-ref83.

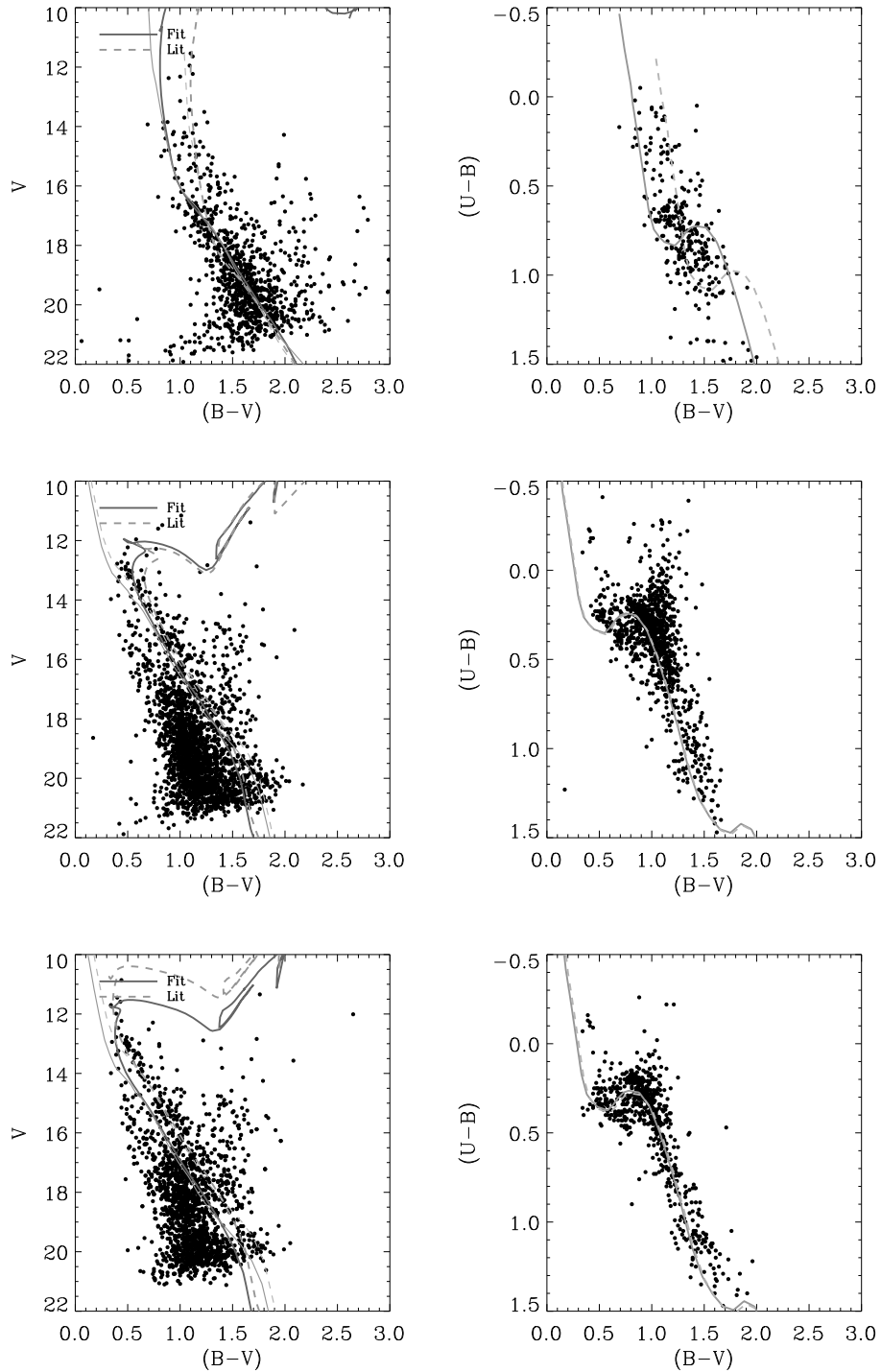


Figura A.59: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 366-ref86, NGC 381-ref86, NGC 381-ref303.

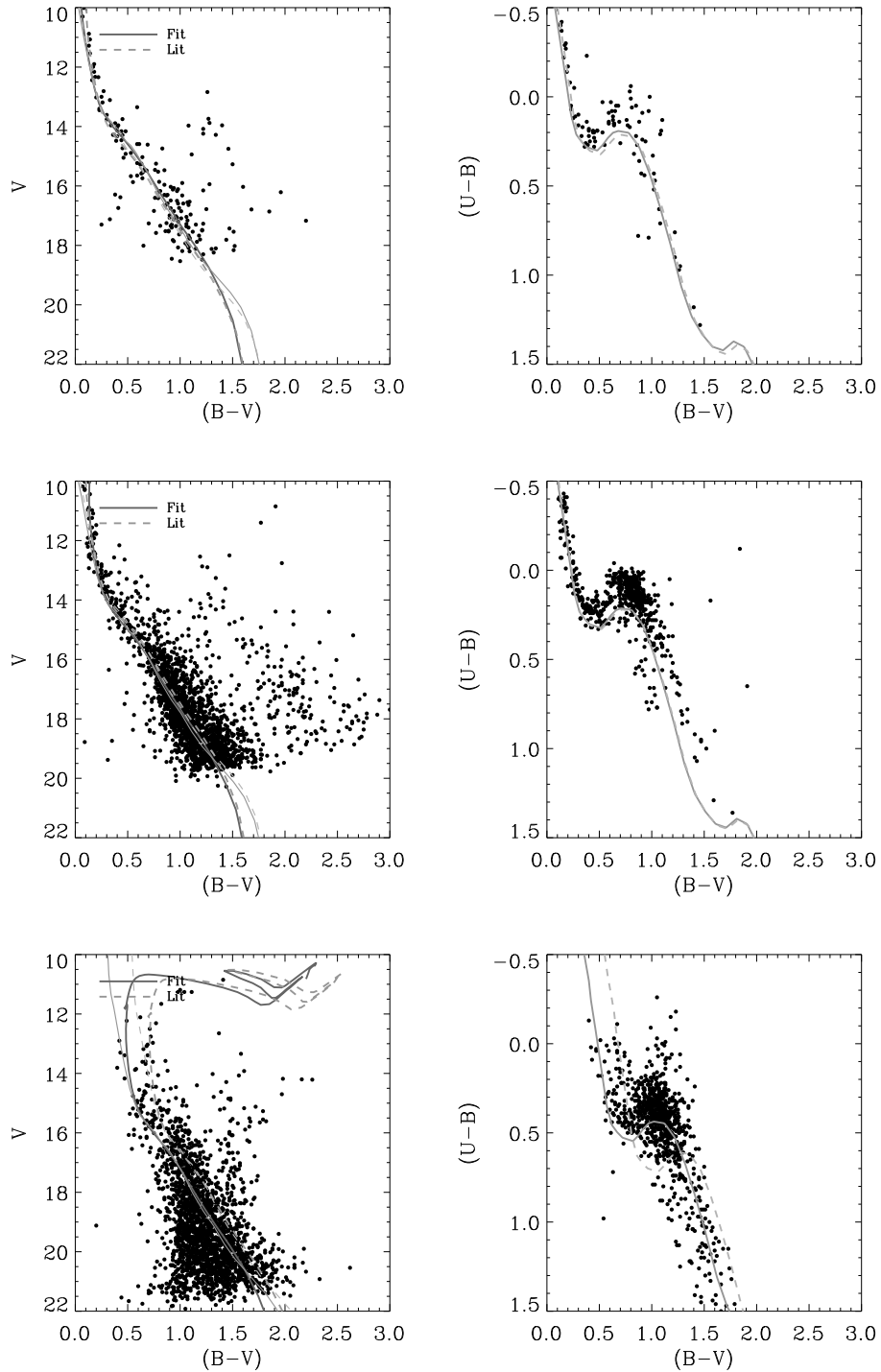


Figura A.60: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 4103-ref149, NGC 4103-ref517, NGC 433-ref86.

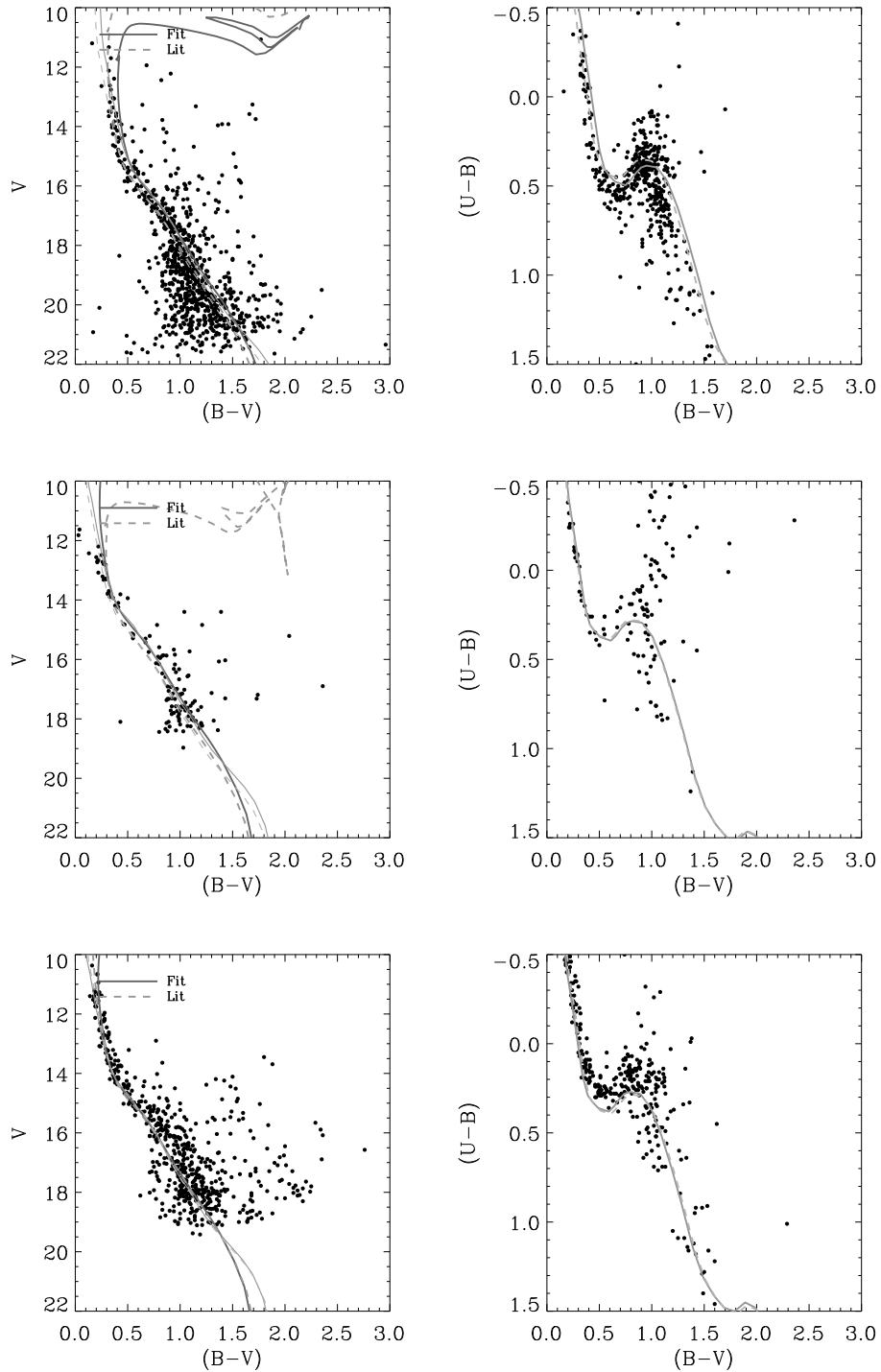


Figura A.61: O mesmo que a figura anterior para os aglomerados: NGC 436-ref86, NGC 4755-ref32, NGC 4755-ref90.

Bibliografía

- [1] ANN, H. B., LEE, S. H., SUNG, H., LEE, M. G., KIM, S., CHUN, M., JEON, Y., PARK, B., AND YUK, I. BOAO Photometric Survey of Galactic Open Clusters. II. Physical Parameters of 12 Open Clusters. *123* (Feb. 2002), 905–914.
- [2] APARICIO, A., BERTELLI, G., CHIOSI, C., AND GARCIA-PELAYO, J. M. CCD UBVR photometry of the old rich open cluster King 2 - Comparison with theoretical models. *240* (Dec. 1990), 262–288.
- [3] BALOG, Z., DELGADO, A. J., MOITINHO, A., FÚRÉSZ, G., KASZÁS, G., VINKÓ, J., AND ALFARO, E. J. Fundamental parameters and new variables of the galactic open cluster NGC 7128. *MNRAS 323* (May 2001), 872–886.
- [4] BAUME, G., MOITINHO, A., GIORGI, E. E., CARRARO, G., AND VÁZQUEZ, R. A. NGC 2580 and NGC 2588. Two open clusters in the Third Galactic Quadrant. *417* (Apr. 2004), 961–972.
- [5] BAUME, G., MOITINHO, A., VÁZQUEZ, R. A., SOLIVELLA, G., CARRARO, G., AND VILLANOVA, S. NGC 2401: a template of the young population of the Norma-Cygnus arm in the Third Galactic Quadrant*. *MNRAS367*(Apr.2006), 1441 – –1449.
- [6] BAUME, G., VÁZQUEZ, R. A., CARRARO, G., AND FEINSTEIN, A. Photometric study of the young open cluster NGC 3293. *402* (May 2003), 549–564.

- [7] BEAUCHAMP, A., MOFFAT, A. F. J., AND DRISSEN, L. The galactic open cluster NGC 7419 and its five red supergiants. *93* (July 1994), 187–209.
- [8] BEAUCHAMP, A., MOFFAT, A. F. J., AND DRISSEN, L. UBV Photometry in NGC 7419 (Beauchamp+ 1994). *VizieR Online Data Catalog 209* (Sept. 1996), 30187–+.
- [9] BHATT, B. C., PANDEY, A. K., MOHAN, V., MAHRA, H. S., AND PALIWAL, D. C. CCD photometry of galactic open star clusters – 2: NGC 7419. *Bulletin of the Astronomical Society of India 21* (Mar. 1993), 33–45.
- [10] CAPRONI, A., MONTEIRO, H., AND ABRAHAM, Z. Cross-entropy optimizer: a new tool to study precession in astrophysical jets. *MNRAS 399* (Nov. 2009), 1415–1428.
- [11] CARRARO, G. A photometric study of the two poorly known northern open clusters NGC 133 and NGC 1348. *387* (May 2002), 479–486.
- [12] CARRARO, G., AND COSTA, E. Searching for spiral features in the outer Galactic disk. The field towards WR38 and WR38a. *493* (Jan. 2009), 71–78.
- [13] CARRARO, G., ROMANIELLO, M., VENTURA, P., AND PATAT, F. The star cluster Collinder 232 in the Carina complex and its relation to Trumpler 14/16. *418* (May 2004), 525–537.
- [14] CHEN, J. The Cross-Entropy Method for Maximum Likelihood Location Estimation Based on IEEE 802.15.4 Radio Signals in Sensor Networks. *IEICE Transactions on Communications 91* (2010), 2724–2727.
- [15] CHOI, H. S., KIM, S., KANG, Y. H., AND PARK, B. Search for variable stars in the open cluster NGC 7654. *348* (Aug. 1999), 789–794.

- [16] COLLINS, G. W., AND FREEMAN, W. H. The fundamentals of stellar astrophysics. New York, 1989.
- [17] DAMBREVILLE, F. Cross-Entropy method: convergence issues for extended implementation. *ArXiv Mathematics e-prints* (Sept. 2006).
- [18] DELGADO, A. J., AND ALFARO, E. J. Search for Pre-Main-Sequence Stars in the Young Galactic Cluster NGC 6910. *119* (Apr. 2000), 1848–1854.
- [19] DELGADO, A. J., ALFARO, E. J., AND YUN, J. L. Pre-main sequence stars in open clusters. I. The DAY-I catalogue. *467* (June 2007), 1397–1407.
- [20] DIAS, W. S., AND LÉPINE, J. R. D. Direct Determination of the Spiral Pattern Rotation Speed of the Galaxy. *629* (Aug. 2005), 825–831.
- [21] EVANS, G. *Parallel and Sequential Monte Carlo Methods with Applications*. PhD thesis, The University of Queensland, 2009.
- [22] GALADI-ENRIQUEZ, D., JORDI, C., TRULLOLS, E., AND RIBAS, I. The overlapping open clusters NGC 1750 and NGC 1758. I. UBVRI-CCD photometry. *333* (May 1998), 471–478.
- [23] GIORGI, E. E., BAUME, G., SOLIVELLA, G., AND VÁZQUEZ, R. A. The Vela-Puppis open clusters Pismis 8 and Pismis 13. *432* (Mar. 2005), 491–500.
- [24] GUETTER, H. H. Photometric studies of stars in the young open cluster NGC 6823. *103* (Jan. 1992), 197–203.
- [25] HOYLE, F., SHANKS, T., AND TANVIR, N. R. Distances to Cepheid open clusters via optical and K-band imaging. *MNRAS 345* (Oct. 2003), 269–291.
- [26] JOSHI, H., KUMAR, B., SINGH, K. P., SAGAR, R., SHARMA, S., AND PANDEY, J. C. Multiwavelength study of a young open cluster NGC7419. *MNRAS 391* (Dec. 2008), 1279–1300.

- [27] KALUZNY, J., AND MAZUR, B. The Hyades-age anticenter cluster NGC 2266. *41* (1991), 191–212.
- [28] KELLER, S. C., GREBEL, E. K., MILLER, G. J., AND YOSS, K. M. UBVI and H α Photometry of the η and χ Persei Cluster. *122* (July 2001), 248–256.
- [29] KELLER, S. C., GREBEL, E. K., MILLER, G. J., AND YOSS, K. M. UBVI and H α Photometry of the η and χ Persei Cluster. *122* (July 2001), 248–256.
- [30] KJELDEN, H., AND FRANSEN, S. Stellar photometric stability. II - Ages and distances for 13 open clusters with time series observations. *87* (Jan. 1991), 119–152.
- [31] KROESE, D., POROTSKY, S., AND RUBINSTEIN, R. The cross-entropy method for continuous multi-extremal optimization.
- [32] KRZESINSKI, J., AND PIGULSKI, A. B-type pulsators in the open cluster NGC 884 (χ Persei). *325* (Sept. 1997), 987–993.
- [33] KYEONG, J., BYUN, Y., AND SUNG, E. Photometric Properties of the Open Cluster NGC 2194. *Journal of Korean Astronomical Society* *38* (Dec. 2005), 415–422.
- [34] KYEONG, J., BYUN, Y., SUNG, E., AND CHUN, M. UBVIJHK Photometric Study of the Open Cluster NGC 2849. *128* (Nov. 2004), 2331–2338.
- [35] LATA, S., MOHAN, V., AND SAGAR, R. CCD photometry of the galactic star clusters Be 15, Be 71 and King 1. *Bulletin of the Astronomical Society of India* *32* (Dec. 2004), 371–383.
- [36] LEE, M. G. UBVI CCD Photometry of the Remote Old Open Cluster AM-2. *113* (Feb. 1997), 729–739.

- [37] LOKTIN, A. V., AND MATKIN, N. V. The characteristics of open star clusters from UBV data. *Astronomical and Astrophysical Transactions* 4 (1994), 153–165.
- [38] LYRA, W., MOITINHO, A., VAN DER BLIEK, N. S., AND ALVES, J. On the difference between nuclear and contraction ages. 453 (July 2006), 101–119.
- [39] MASSEY, P., JOHNSON, K. E., AND DEGIOIA-EASTWOOD, K. The Initial Mass Function and Massive Star Evolution in the OB Associations of the Northern Milky Way. 454 (Nov. 1995), 151–+.
- [40] MOHAN, V., PANDEY, A. K., PALIWAL, D. C., SAGAR, R., AND MAHRA, H. S. CCD photometry of the galactic open star clusters. I - King 10. *Bulletin of the Astronomical Society of India* 20 (Sept. 1992), 303–318.
- [41] MOITINHO, A., CARRARO, G., BAUME, G., AND VÁZQUEZ, R. A. Open clusters in the Third Galactic Quadrant. II. The intermediate age open clusters NGC 2425 and NGC 2635. 445 (Jan. 2006), 493–501.
- [42] MONTEIRO, H., DIAS, W. S., AND CAETANO, T. C. Fitting isochrones to open cluster photometric data. A new global optimization tool. 516 (June 2010), A2+.
- [43] NIVEN, R. K. Combinatorial Information Theory: I. Philosophical Basis of Cross-Entropy and Entropy. *ArXiv Condensed Matter e-prints* (Dec. 2005).
- [44] PANDEY, A. K., BHATT, B. C., MOHAN, V., PALIWAL, D. C., AND MAHRA, H. S. CCD photometry of galactic open star clusters IV. NGC 366. *Bulletin of the Astronomical Society of India* 22 (Dec. 1994), 369–380.
- [45] PANDEY, A. K., NILAKSHI, OGURA, K., SAGAR, R., AND TARUSAWA, K. NGC 7654: An interesting cluster to study star formation history. 374 (Aug. 2001), 504–522.

- [46] PARK, B., AND SUNG, H. UBVI and H α Photometry of the Young Open Cluster NGC 2244. *123* (Feb. 2002), 892–904.
- [47] PARK, H. S., AND LEE, M. G. UBVI charge-coupled device photometry of two old open clusters NGC 1798 and 2192. *MNRAS* *304* (Apr. 1999), 883–892.
- [48] PATAT, F., AND CARRARO, G. Star clusterings in the Carina complex: UBVR photometry of Bochum 9, 10 and 11. *MNRAS* *325* (Aug. 2001), 1591–1602.
- [49] PEDREROS, M. H. CCD Photometry of the Open Clusters NGC 2671 and Anonymous Haffner 17 (C0749-317). *36* (Apr. 2000), 13–+.
- [50] PETROV, G., SEGGEWISS, W., DIEBALL, A., AND KOVACHEV, B. CCD standards for U and I in the open cluster NGC 7790. *376* (Sept. 2001), 745–750.
- [51] PHELPS, R. L., AND JANES, K. A. Young open clusters as probes of the star formation process. 1: an atlas of open cluster photometry. *90* (Jan. 1994), 31–82.
- [52] PIATTI, A. E., CLARIÁ, J. J., AND AHUMADA, A. V. New fundamental parameters of the Galactic open clusters Berkeley26, Czernik27, Melotte72, NGC2479 and BH37. *MNRAS* *402* (Mar. 2010), 2720–2734.
- [53] PIGULSKI, A., JERZYKIEWICZ, M., AND KOPACKI, G. A CCD Search for Variable Stars of Spectral Type B in the Northern Hemisphere Open Clusters II. NGC 7235. *47* (July 1997), 365–380.
- [54] RAMSAY, G., AND POLLACO, D. L. CCD observations in 7 open clusters - NGC2421, NGC2439, NGC2489, NGC2567, NGC2627, NGC2658 and NGC2910. *94* (July 1992), 73–102.
- [55] SAGAR, R., AND CANNON, R. D. A deep UBVR CCD photometric study of the moderately young southern open star cluster NGC 4755 = κ Crucis. *111* (May 1995), 75–+.

- [56] SAGAR, R., AND CANNON, R. D. Multicolour deep CCD photometric study of the moderately young southern open star clusters NGC 3228, NGC 4103, NGC 5662 and NGC 6087. *122* (Apr. 1997), 9–29.
- [57] SAGAR, R., MUNARI, U., AND DE BOER, K. S. A multicolour CCD photometric and mass function study of the distant southern open star clusters NGC 3105, NGC 3603, Melotte 105, Hogg 15, NGC 4815, Pismis 20 and NGC 6253. *MNRAS 327* (Oct. 2001), 23–45.
- [58] SHARMA, S., PANDEY, A. K., OGURA, K., MITO, H., TARUSAWA, K., AND SAGAR, R. Wide-Field CCD Photometry around Nine Open Clusters. *132* (Oct. 2006), 1669–1691.
- [59] SHARMA, S., PANDEY, A. K., OJHA, D. K., CHEN, W. P., GHOSH, S. K., BHATT, B. C., MAHESWAR, G., AND SAGAR, R. Star formation in young star cluster NGC1893. *MNRAS 380* (Sept. 2007), 1141–1160.
- [60] SHORLIN, S. L., TURNER, D. G., AND PEDREROS, M. H. A Newly Discovered Open Cluster Surrounding the Wolf-Rayet Stars WR 38 and WR 38a. *116* (Feb. 2004), 170–177.
- [61] SLESNICK, C. L., HILLENBRAND, L. A., AND MASSEY, P. The Star Formation History and Mass Function of the Double Cluster η and χ Persei. *576* (Sept. 2002), 880–893.
- [62] SUBRAMANIAM, A., AND BHATT, B. C. Photometric study of distant open clusters in the second quadrant: NGC 7245, King 9, King 13 and IC 166. *MNRAS 377* (May 2007), 829–834.
- [63] SUBRAMANIAM, A., MATHEW, B., BHATT, B. C., AND RAMYA, S. NGC 7419: a young open cluster with a number of very young intermediate mass pre-MS stars. *MNRAS 370* (Aug. 2006), 743–752.
- [64] SUBRAMANIAM, A., SAHU, D. K., SAGAR, R., AND VIJITHA, P. NGC 146: a young open cluster with a Herbig Be star and intermediate mass pre-main sequence stars. *440* (Sept. 2005), 511–522.

- [65] SUJATHA, S., AND BABU, G. S. D. Study of open cluster NGC 2509. *Bulletin of the Astronomical Society of India* 31 (2003), 9–18.
- [66] SUJATHA, S., BABU, G. S. D., AND ANANTHAMURTHY, S. UBVRI CCD photometric studies of open clusters Berkeley 15, Czernik 18 and NGC 2401. *Bulletin of the Astronomical Society of India* 32 (Dec. 2004), 295–309.
- [67] SUJATHA, S., BABU, G. S. D., AND ANANTHAMURTHY, S. UBVRI CCD photometric studies of open clusters Berkeley 15, Czernik 18 and NGC 2401. *Bulletin of the Astronomical Society of India* 32 (Dec. 2004), 295–309.
- [68] SUJATHA, S., BABU, G. S. D., AND ANANTHAMURTHY, S. Mass function of open clusters NGC 1857 and Czernik 25. *Bulletin of the Astronomical Society of India* 34 (Dec. 2006), 357–+.
- [69] SUNG, H., BESSELL, M. S., AND LEE, S. UBVRI and H-alpha photometry of the young open cluster NGC 6231. *115* (Feb. 1998), 734–+.
- [70] SZITA, I., AND LORINCZ, A. Online variants of the cross-entropy method. *ArXiv e-prints* (Jan. 2008).
- [71] TAIMRE, T. *Advances in Cross-Entropy*. PhD thesis, The University of Queensland, 2009.
- [72] TAPIA, M., ROTH, M., VÁZQUEZ, R. A., AND FEINSTEIN, A. Imaging study of NGC 3372, the Carina nebula - I. UBVRIJHK photometry of Tr 14, Tr 15, Tr 16 and Car I. *MNRAS* 339 (Feb. 2003), 44–62.
- [73] TAPIA, M. T., SCHUSTER, W. J., MICHEL, R., C. CHAVARRÍA-K., DIAS, W. S., VÁZQUEZ, R., AND MOITINHO, A. UBV(RI)_C photometry of the open clusters Be 15, Be 80 and NGC 2192. *MNRAS* 401 (Jan. 2010), 621–632.
- [74] TRULLOLS, E., AND JORDI, C. Deep UBVRI photometry in IC 348. *324* (Aug. 1997), 549–555.

- [75] TURBIDE, L., AND MOFFAT, A. F. J. Precision photometry of young stellar groups towards the outer Galactic disk and the Galactic rotation curve. *105* (May 1993), 1831–1854.
- [76] TURNER, D. G., FORBES, D., ENGLISH, D., LEONARD, P. J. T., SCRIMGER, J. N., WEHLAU, A. W., PHELPS, R. L., BERDNIKOV, L. N., AND PASTUKHOVA, E. N. Galactic clusters with associated Cepheid variables - VII. Berkeley 58 and CG Cassiopeiae. *MNRAS 388* (July 2008), 444–456.
- [77] TURNER, D. G., PEDREROS, M. H., AND WALKER, A. R. Galactic Clusters with Associated Cepheid Variables. VI. Anonymous van den Bergh (C0634+031) and CV Monocerotis. *115* (May 1998), 1958–1971.
- [78] VAZQUEZ, R. A., BAUME, G., FEINSTEIN, A., AND PRADO, P. Deep photometry in the core of the open cluster NGC 5606. *106* (Aug. 1994), 339–348.
- [79] VAZQUEZ, R. A., BAUME, G., FEINSTEIN, A., AND PRADO, P. UB-VRI imaging photometry of the open cluster CR 272. *124* (July 1997), 13–21.
- [80] VAZQUEZ, R. A., WILL, J., PRADO, P., AND FEINSTEIN, A. A detailed study of the open cluster PISMIS 20. *111* (May 1995), 85–+.
- [81] VILLANOVA, S., BAUME, G., CARRARO, G., AND GEMINALE, A. Optical photometry and spectral classification in the field of the open cluster NGC 6996 in the North America Nebula. *419* (May 2004), 149–159.
- [82] VISKUM, M., HERNANDEZ, M. M., BELMONTE, J. A., AND FRANDSEN, S. A search for delta Scuti stars in northern open clusters. I. CCD photometry of NGC 7245, NGC 7062, NGC 7226 and NGC 7654. *328* (Dec. 1997), 158–166.

- [83] WALKER, A. R., AND LANEY, C. D. CCD photometry of galactic clusters containing Cepheid variables. IV - NGC 6649. *MNRAS* *224* (Jan. 1987), 61–74.
- [84] YADAV, R. K. S., AND SAGAR, R. A deep UBVRI CCD photometric study of the open clusters Tr1 and Be 11. *MNRAS* *337* (Nov. 2002), 133–146.
- [85] YADAV, R. K. S., AND SAGAR, R. UBVRI CCD photometry of the OB associations Bochum 1 and Bochum 6. *Bulletin of the Astronomical Society of India* *31* (Mar. 2003), 87–100.
- [86] ZACHARIAS, N., ZACHARIAS, M. I., URBAN, S. E., AND RAFFERTY, T. J. UCAC2: a new high precision catalog of positions and proper motions. In *Bulletin of the American Astronomical Society* (Dec. 2001), vol. 33 of *Bulletin of the American Astronomical Society*, pp. 1495–+.