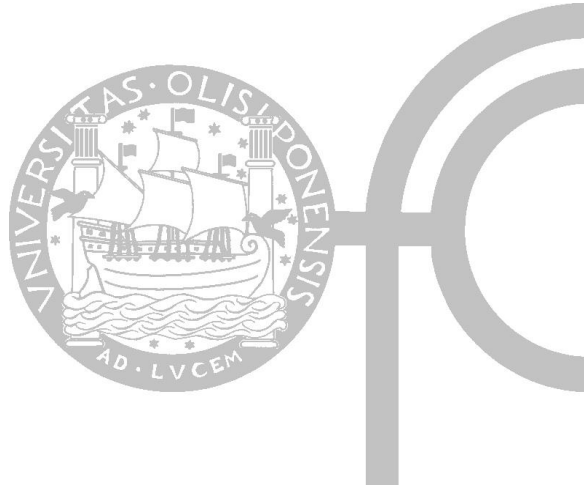


UNIVERSIDADE DE LISBOA

FACULDADE DE CIÊNCIAS

DEPARTAMENTO DE FÍSICA



Fotometria CCD de Strömgren nos Enxames

Globulares M3 e M92:

**Determinação dos parâmetros estelares excesso de cor,
metalicidade, distância e idade**

JOÃO CARLOS DE CARVALHO BRANCO PERDIGÃO MARQUÊS

Mestrado em Astronomia e Astrofísica

Trabalho realizado para a obtenção do grau de mestre em Astronomia e Astrofísica

2007

UNIVERSIDADE DE LISBOA

FACULDADE DE CIÊNCIAS

DEPARTAMENTO DE FÍSICA



Fotometria CCD de Strömgren nos Enxames Globulares M3 e M92:

**Determinação dos parâmetros estelares excesso de cor,
metalicidade, distância e idade**

JOÃO CARLOS DE CARVALHO BRANCO PERDIGÃO MARQUÊS

**DISSERTAÇÃO ORIENTADA PELO DOUTOR ANDRÉ MARIA DA SILVA DIAS
MOITINHO DE ALMEIDA**

Mestrado em Astronomia e Astrofísica

Trabalho realizado para a obtenção do grau de mestre em Astronomia e Astrofísica

2007

*“A coisa mais incompreensível que
há no Universo é o facto de ele ser
compreensível”*

Albert Einstein

Para os meus pais

Agradecimentos

Esta dissertação é o fruto de um longo período “atribulado”, em parte, condicionado pela minha vida profissional.

O meu primeiro agradecimento é para o meu orientador, o Doutor André Moitinho de Almeida, pela tolerância, compreensão e apoio que me prestou neste período da minha vida académica, bem como pela possibilidade que me deu em aprender mais sobre a minha “grande paixão” que é a Astronomia.

Um muito obrigado.

Faço ainda questão em agradecer a:

- Paula Stella todo o apoio que me prestou de Harvard, via MSN, durante os momentos da redução dos dados, pelo envio dos *papers* aos quais não tinha acesso, assim como pela companhia que me prestava pela noite dentro.
- À minha irmã pelos esclarecimentos prestados durante os meus primeiros “passos” pela linguagem de programação C.
- Ao Jorge Vaz pela amizade e auxílio prestado nos primeiros momentos em que iniciei o mestrado.
- Ao António Fajardo pela a amizade e apoio incondicional prestado durante este período bem como às diversas conversas sobre astrofísica que mantivemos desde os tempos da escola Secundária.
- Ao Luís “Drune” pelo apoio de natureza informática em especial pelos conhecimentos de GNU/Linux que me prestou.

E ainda, aos meus colegas de mestrado Cesário, Rafael, Sérgio e Tomé pela amizade, companheirismo e boa disposição.

E a todos os que de uma forma directa ou indirecta tinham que “aturar” o meu mau humor quando as “coisas” não corriam como esperava ou gostava!

Resumo

A presente dissertação teve como objecto de estudo dois enxames globulares o NGC5272 (M3) e o NGC6341 (M92), ambos obtidos em fotometria CCD e nos filtros de Strömgren $uvby\beta$, e em San Pedro Martir (1998).

Considerados como das primeiras estruturas a formarem-se no Universo, tornando-os os objectos mais antigos da galáxia (Peebles & Dicke, 1968), os enxames globulares tornam-se alvos de diversos estudos com o intuito de determinar a estrutura e a formação da Via Láctea, aferir a idade do Universo (constrangimentos cosmológicos), e testar os modelos de evolução estelar, sendo nesta perspectiva que o actual trabalho se insere com a aplicação de modelos evolucionários de Vandenberg, Bergbusch & Dowler (2005), e o ajuste de isócronas à sequência principal nos diagramas de cor $(V, b - y)$ e $(V, v - y)$.

A redução dos dados foi efectuada recorrendo ao software IRAF, nomeadamente ao *package* DIGIPHOT e às rotinas do DAOPHOT /IRAF.

A fotometria aplicada foi a *point spread function* (PSF), tendo em conta que os campos em estudo eram bastantes povoados.

A partir da fotometria efectuada nos dois enxames, por aplicação das equações de calibração de Schuster e Nissen (1989, 1991), extraíram-se os valores das magnitudes absolutas, excesso de cor e metalicidade.

Adoptaram-se excessos de cor médios para cada um dos enxames e determinaram-se os valores de metalicidade, sendo que são consistentes com os resultados obtidos espectroscopicamente para estrelas destes enxames.

Os resultados obtidos foram para o enxame globular NGC5272 (M3), $E(b - y) = 0.007$, $[Fe/H] = -1.52$ e $(m - M) = 14.98$. No que concerne ao enxame NGC6341 (M92), $E(b - y) = 0.014$, $[Fe/H] = -2.01$ e $(m - M) = 14.56$.

O ajuste de isócronas para um valor de fracção de hélio, $Y \approx 0.23$ e $[\alpha/Fe] = 0.3$ conduziram a uma idade próxima dos 14 Gyrs para ambos os enxames.

Palavras-chave: Galáxia: Enxames globulares – Evolução estelar: Geral – Técnicas: Fotometria – Diagramas fotométricos: Isócronas

Abstract

This dissertation has presented Strömgren CCD photometry for two globular clusters NGC 5272 (M3) and NGC 6341 (M92).

Photometric observations for both clusters were made during 30 April, 1-3 May 1998, in San Pedro Martir.

Peebles & Dicke (1968) suggested that globular clusters were the first structures to form in early Universe.

Globular clusters have been long recognized as important laboratories for astrophysical research. Their study has played an important role in developing an understanding the formation and evolution of Galaxy, in putting constraints on the age of the universe and for testing stellar evolution theories through comparisons of theoretical isochrones models with the last one as the vector of this work.

Point spread function (PSF) photometry was carried out for the stars in this moderately crowded fields, using the DAOPHOT/IRAF software in a standard manner.

To determine the interstellar reddening, metallicity and distance modulus for clusters I have used the calibrations of Schuster & Nissen (1989, 1991). For M3 the results are $E(b-y) = 0.007$, $[Fe/H] = -1.52$ and $(m-M) = 14.98$ and for M92, $E(b-y) = 0.014$, $[Fe/H] = -2.01$ and $(m-M) = 14.56$. In general, the values here presented agree with those published previously.

To estimate the ages of the clusters I used the theoretical isochrones of VandenBerg, BergBush & Dowler (2005).

When comparing the observed $(V, b-y)$, $(V, v-y)$ e $(c, b-y)$ diagrams with theoretical isochrones, whose models include overshooting, I found an age of 14 Gyrs for both clusters. The observed clusters sequences match the theoretical isochrones for $Y \approx 0.23$ and $[\alpha/Fe] = 0.3$ quite well.

The age obtained in this work is consistent in a cosmological frame.

Key words: Galaxy: globular clusters – Stars: evolution – Techniques: Photometric – Evolutionary models: Isochrones

Acrónimos

ADU Analog to Digital Units

AGB Asymptotic Giant Branch

BHB Blue Horizontal Branch

CCD Charge Coupled Device

CMD Colour Magnitude Diagram (Diagrama Cor-Magnitude)

FWHM Full Width At Half Maximum (Largura à meia altura maxima)

HB Horizontal Branch (Ramo Horizontal)

IRAF Image Reduction and Analysis Facility

MS Main Sequence (Sequência Principal)

NGC New General Catalog (Novo Catálogo Geral)

PSF Point Spread Function

RGB Red Giant Branch (Ramo das Gigantes Vermelhas)

SGB Sub Giant Branch (Ramo das Sub-Gigantes Vermelhas)

TO Turn Off (ponto de saída da Sequência Principal)

ZAHB Zero Age Horizontal Branch (Idade Zero no Ramo Horizontal)

ZAMS Zero Age Main Sequence (Idade Zero da Sequência Principal)

Simbologia

$E(b - y)$ Excesso de cor

$E(B - V)$ Excesso de cor

$(m - M)$ Módulo da distância

$[Fe / H]$ Metalicidade

σ Desvio padrão

σ_N Desvio padrão da média

Y Abundância em Hélio

Conteúdo

RESUMO	i
ABSTRACT	ii
ACRÓNIMOS	iii
SIMBOLOGIA	iv
CONTEÚDO	v
LISTA DE FIGURAS	viii
LISTA DE TABELAS	xiii
INTRODUÇÃO	1
1.1 – Evolução Estelar e os diagramas HR	5
1.2 – O Sistema Fotométrico de Strömgren	12
1.3 – Objectivos do trabalho	14
ENXAMES GLOBULARES M3 E M92	17
2.1 – Enxames Globulares M3 e M92	18
2.1.1 – Enxame M3	18
2.1.2 – Enxame M92	22
2.2 – Observações	25
Resumo do Capítulo	27

REDUÇÕES FOTOMÉTRICAS	29
3.1 – Fotometria: Conceitos Introdutórios	30
3.2 – Fotometria de Strömgren: Uma revisão	32
3.2.1 – Características dos Filtros	33
3.2.2 – Índices de Cor	35
3.2.2.1 – Índice de cor (b-y)	35
3.2.2.2 – Índice de cor c_1	36
3.2.2.3 – Índice de cor m_1	37
3.2.2.4 – Índice de cor β	38
3.2.2.5 – Índice de cor (u-b)	39
3.2.3 – Classificação Espectral na Fotometria de Strömgren	40
3.2.4 – Os Diagramas na Fotometria Strömgren	41
3.3 – Fotometria CCD	42
3.3.1 – Fotometria de Abertura	43
3.3.2 – Fotometria PSF	46
3.4 – Software: Rotinas e Edição de Parâmetros	47
3.5 – A amostra: Imagens de M3 e M92	53
3.6 – Elaboração do Modelo PSF	54
Resumo do Capítulo	59
 CALIBRAÇÃO FOTOMÉTRICA	 61
4.1 – Identificação de Estrelas	62
4.2 – Estrelas Padrão	64
4.3 – Equações de Calibração	68
4.3.1 – Índice V	69
4.3.2 – Índice (b-y)	70
4.3.3 – Índice (u-b)	71
4.3.4 – Índice m_1	72
4.3.5 – Índice c_1	73
4.3.6 – Índice β	74
4.4 – Pontos Zero	75
4.5 – Erros Fotométricos	76
Resumo do Capítulo	79

RESULTADOS OBSERVACIONAIS	81
5.1 – Diagramas Fotométricos	82
5.1.1 – Diagramas Fotométricos para o Enxame M3	83
5.1.2 – Diagramas Fotométricos para o Enxame M92	86
5.2 – Membros do Enxame	89
5.3 – Parâmetros Estelares	93
5.3.1 – Excesso de cor	93
5.3.2 – Metalicidade	101
5.3.2.1 – Metalicidade do Enxame M3	103
5.3.2.2 – Metalicidade do Enxame M3: Uma outra Análise	106
5.3.2.3 – Metalicidade do Enxame M92	110
5.3.3 – Módulo da Distância	114
5.4 – Isócronas	118
5.4.1 – Isócronas: Determinação da Idade	121
5.4.4.1 – Ajuste de Isócronas ao Enxame M3	123
5.4.4.2 – Ajuste de Isócronas ao Enxame M92	132
5.5 – Aferição do Parâmetro $[\alpha/\text{Fe}]$	140
Resumo do Capítulo	142
 RESUMO E CONCLUSÕES	143
 Apêndice A: Filtros de Strömgren no fotômetro de Danish (San Pedro Mártir) ...	146
Apêndice B: Comparação de Magnitudes entre Imagens dos Enxames	147
Apêndice C: Lista de Programas em C	149
Apêndice D: Regressão Multilinear	150
Apêndice E: Representação Esquemática da Via Láctea	151
Apêndice F: Equação de Calibração de Malyuto	152
Apêndice G: Classes Espectrais	153
Apêndice H: Glossário	154
 BIBLIOGRAFIA	156

Lista de Figuras

1.1: DISTRIBUIÇÃO DOS ENXAMES DE ESTRELAS NA GALÁXIA.	2
1.2: CAMINHO EVOLUTIVO DE UMA ESTRELA DE PEQUENA MASSA ($5M_{\odot}$) NUM DIAGRAMA HR.....	9
1.3: CMD DO ENXAME ABERTO HYADES E DO ENXAME GLOBULAR M3	10
1.4: DIAGRAMA COR-MAGNITUDE PARA O ENXAME GLOBULAR M92 COM AS PRINCIPAIS SEQUÊNCIAS EVOLUTIVAS	11
2.1: IMAGEM DO ENXAME M3 (NGC5272)	18
2.2: DIAGRAMA DE COR-MAGNITUDE PARA OS ENXAMES M3 E M13	19
2.3: IMAGEM DO ENXAME M92 (NGC6341)	22
2.4: ENXAME M3 E RESPECTIVA IDENTIFICAÇÃO DA REGIÃO EM ESTUDO.	26
2.5: ENXAME M92 E RESPECTIVA IDENTIFICAÇÃO DA REGIÃO EM ESTUDO.	26
3.1: COMPARAÇÃO ENTRE O SISTEMA DE FILTROS DE STRÖMGREN E UM CONJUNTO DE FILTROS USADOS EM FOTOMETRIA ASTRONÓMICA	33
3.2: COMPARAÇÃO ENTRE O SISTEMA DE FILTROS UBV E STRÖMGREN COM OS ESPECTROS DE ALGUMAS ESTRELAS DE DIFERENTES CLASSES ESPECTRAIS.....	34
3.3: RESPOSTA DOS FILTROS $H\beta$	38
3.4: DIAGRAMA c_0 VERSUS $(b - y)_0$ PARA UM CONJUNTO DE ESTRELAS POBRES EM METAIS	41
3.5: REPRESENTAÇÃO ESQUEMÁTICA DE UM CÍRCULO CRIADO PELA ROTINA PHOT PARA MEDIÇÃO DA LUZ DE UMA ESTRELA.....	43
3.6: DIFERENTES RAIOS DE ABERTURA CENTRADOS NUMA ESTRELA	44
3.7: REPRESENTAÇÕES ESQUEMÁTICAS DO PERFIL DE LUMINOSIDADE UMA ESTRELA.	44
3.8: CURVA DE CRESCIMENTO PARA QUATRO ESTRELAS DE M3.....	45
3.9: ETAPAS PRINCIPAIS NA ELABORAÇÃO DO MODELO PSF	48
3.10: ESTRELAS DETECTADAS PARA UMA IMAGEM DE M3 EM FUNÇÃO DO THRESHOLD	50
3.11: REPRESENTAÇÃO ESQUEMÁTICA DO PERFIL DE UMA ESTRELA.	51
3.12: IMAGEM DO ENXAME NGC 5272: ANTES DE REDUZIDA E DEPOIS DE APLICADA A ROTINA ALLSTAR.....	56

3.13: NÚMERO DE ESTRELAS DETECTADAS POR IMAGEM VERSUS ESTRELAS COM CHI SUPERIOR A DOIS PARA O ENXAME M92.....	57
3.14: NÚMERO DE ESTRELAS DETECTADAS POR IMAGEM VERSUS ESTRELAS COM CHI SUPERIOR A DOIS PARA O ENXAME M3.....	58
4.1: IMAGEM EM NEGATIVO E INVERTIDA DO ENXAME M3 COM IDENTIFICAÇÃO DAS ESTRELAS STANDARD LOCAIS.....	65
4.2: IMAGEM EM NEGATIVO E INVERTIDA DO ENXAME M92 COM IDENTIFICAÇÃO DAS ESTRELAS STANDARD LOCAIS.....	65
4.3: TRANSFORMAÇÃO AO SISTEMA PADRÃO ENTRE A MAGNITUDE ΔV_{std} E Δy_{inst}	69
4.4: RESÍDUOS DO AJUSTE DA EQUAÇÃO DE CALIBRAÇÃO 4.15.	69
4.5: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS PADRÃO EM FUNÇÃO DAS SUAS MAGNITUDES INSTRUMENTAIS.....	70
4.6: RESÍDUOS DO AJUSTE DA EQUAÇÃO DE CALIBRAÇÃO 4.16 EM $(b - y)$	70
4.7: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS PADRÃO EM FUNÇÃO DAS SUAS MAGNITUDES INSTRUMENTAIS.....	71
4.8: RESÍDUOS DO AJUSTE DA EQUAÇÃO DE CALIBRAÇÃO 4.17 EM $(u - b)$	71
4.9: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS PADRÃO EM FUNÇÃO DAS SUAS MAGNITUDES INSTRUMENTAIS.....	72
4.10: RESÍDUOS DO AJUSTE DA EQUAÇÃO DE CALIBRAÇÃO 4.18 EM m_1	72
4.11: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS PADRÃO EM FUNÇÃO DAS SUAS MAGNITUDES INSTRUMENTAIS.....	73
4.12: RESÍDUOS DO AJUSTE DA EQUAÇÃO DE CALIBRAÇÃO 4.19 EM c_1	73
4.13: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS PADRÃO EM FUNÇÃO DAS SUAS MAGNITUDES INSTRUMENTAIS.....	74
4.14: RESÍDUOS DO AJUSTE DA EQUAÇÃO DE CALIBRAÇÃO EM β	74
4.15: ERROS DAS MAGNITUDES (CORES) EM FUNÇÃO DA MAGNITUDE V PARA TODAS AS ESTRELAS PERTENCENTES AO ENXAME M3.	76
4.16: ERROS DAS MAGNITUDES (CORES) EM FUNÇÃO DA MAGNITUDE V PARA TODAS AS ESTRELAS PERTENCENTES AO ENXAME M92.	77
5.1: DIAGRAMA $(V, b - y)$ DO ENXAME M3 SEM CORRECÇÃO DE EXTINÇÃO E COM INDICAÇÃO DAS FASES EVOLUTIVAS.	83
5.2: DIAGRAMA $(V, v - y)$ PARA O ENXAME M3 COM CORRECÇÃO DE EXCESSO DE COR. ..	84

5.3: DIAGRAMA $(c, b - y)$ PARA O ENXAME M3 COM CORRECÇÃO DE EXTINÇÃO E COM INDICAÇÃO DAS FASES EVOLUTIVAS.	85
5.4: DIAGRAMA $(V, b - y)$ DO ENXAME M92 SEM CORRECÇÃO DE EXTINÇÃO E COM INDICAÇÃO DAS FASES EVOLUTIVAS.	86
5.5: DIAGRAMA $(V, v - y)$ PARA O ENXAME M92 COM CORRECÇÃO DE EXCESSO DE COR.	87
5.6: DIAGRAMA $(c, b - y)$ PARA O ENXAME M92 COM CORRECÇÃO DE EXTINÇÃO E COM INDICAÇÃO DAS FASES EVOLUTIVAS.	88
5.7: DIAGRAMAS m_1 VERSUS V PARA O ENXAME M3.	89
5.8: DIAGRAMAS m_1 VERSUS V PARA O ENXAME M92	90
5.9: DIAGRAMA m_1 VERSUS V PARA AS ESTRELAS NO CAMPO DO ENXAME M3.	91
5.10: DIAGRAMA m_1 VERSUS V PARA AS ESTRELAS NO CAMPO DO ENXAME M92	91
5.11: RELAÇÃO ENTRE β E $(b - y)$ PARA TODAS AS ESTRELAS DOS ENXAMES M3 E M92.	94
5.12: RELAÇÃO ENTRE $(u - b)$ VERSUS $(b - y)$ PARA TODAS AS ESTRELAS DOS ENXAMES M3 E M92.	94
5.13: HISTOGRAMA DA DETERMINAÇÃO DE $E(b - y)$ PARA TODAS AS ESTRELAS NO ENXAME M3 QUE OBEDECEM A CRITÉRIOS DE S&N (1989), SELECIONADAS A 3σ E COM O AJUSTE DE UMA GAUSSIANA.	96
5.14: HISTOGRAMA DE $E(b - y)$ PARA TODAS AS ESTRELAS NO ENXAME M92 QUE OBEDECEM A CRITÉRIOS DE S&N (1989), SELECIONADAS A 3σ E COM O AJUSTE DE UMA GAUSSIANA.	97
5.15: HISTOGRAMA DE $\sigma_{(b-y)}$ PARA AS ESTRELAS DE M3 E M92 USADAS NA DETERMINAÇÃO DO EXCESSO DE COR.	98
5.16: POSIÇÃO DE TODAS AS ESTRELAS PRESENTES EM AMBOS OS CAMPOS USADAS NA DETERMINAÇÃO DO EXCESSO DE COR	98
5.17: GRÁFICO DE $E(b - y)$ EM FUNÇÃO DAS COORDENADAS (X E Y EM PÍXEIS) PARA AS ESTRELAS DE M3 PARA O QUAL SE DETERMINOU $E(b - y)$	99
5.18: GRÁFICO DE $E(b - y)$ EM FUNÇÃO DAS COORDENADAS (X E Y EM PÍXEIS) PARA AS ESTRELAS DE M92 PARA O QUAL SE DETERMINOU $E(b - y)$	99
5.19: RELAÇÃO ENTRE m_1 E β PARA TODAS AS ESTRELAS OBSERVADAS NOS CAMPOS DE M3 E M92.	101

5.20: RELAÇÃO ENTRE m_1 E $(b - y)$ PARA TODAS AS ESTRELAS OBSERVADAS NOS CAMPOS DE M3 E M92	101
5.21: HISTOGRAMA DE $[Fe / H]$ PARA AS ESTRELAS NO ENXAME M3	103
5.22: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS F E G USADAS PARA DETERMINAR A METALICIDADE NO ENXAME M3.	104
5.23: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS F E G USADAS PARA DETERMINAR A METALICIDADE NO ENXAME M3.	105
5.24: HISTOGRAMA DE $[Fe / H]$ PARA AS ESTRELAS NO ENXAME M3 QUE OBEDECEM À CALIBRAÇÃO DE SCHUSTER & NISSEN (1989) E SELECIONADAS A 2σ DO VALOR MÉDIO OBTIDO E PARA $E(b - y) = 0.007$	106
5.25: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS F E G USADAS PARA DETERMINAR A METALICIDADE NO ENXAME M3.	107
5.26: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS F E G USADAS PARA DETERMINAR A METALICIDADE NO ENXAME M3 A PARTIR DOS PICOS DO HISTOGRAMA DA FIGURA 5.24.	107
5.27: HISTOGRAMA DE $[Fe / H]$ PARA AS ESTRELAS NO ENXAME M92.	110
5.28: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS F E G USADAS PARA DETERMINAR A METALICIDADE NO ENXAME M92.	111
5.29: REPRESENTAÇÃO DAS ESTRELAS F. BIN DO HISTOGRAMA CORRESPONDENTE AO VALOR MÉDIO DE ≈ -1.9 E ≈ -2.3 PARA O ENXAME M92.....	112
5.30: HISTOGRAMA DE $(m - M)$ PARA AS ESTRELAS DO ENXAME M3 – $E(b - y) = 0$	115
5.31: HISTOGRAMA DE $(m - M)$ PARA AS ESTRELAS NO ENXAME M3 – $E(b - y) = 0.007$...	115
5.32: HISTOGRAMA DE $(m - M)$ DETERMINADO PARA AS ESTRELAS NO ENXAME M92...	117
5.33: LINHAS EVOLUCINÁRIAS DE VANDENBERG, BERGBUSCH E DOWLER (2005). APRESENTAM-SE IDADES DE 8, 10, 12, 14, 16 E 18 GYRS.	119
5.34: AJUSTE DAS ISÓCRONAS DE DIFERENTES METALICIDADE (VBD, 2005) A M3 PARA UM VALOR DE $(m - M) = 14.82$ E $E(b - y) = 0$	124
5.35: AJUSTE DAS ISÓCRONAS DE DIFERENTES METALICIDADE (VBD, 2005) A M3 PARA UM VALOR DE $(m - M) = 14.95$ E $E(b - y) = 0$	125
5.36: AJUSTE DAS ISÓCRONAS DE DIFERENTES METALICIDADE (VBD, 2005) A M3 PARA UM VALOR DE $(m - M) = 14.86$ E $E(b - y) = 0.007$	126
5.37: AJUSTE DAS ISÓCRONAS DE DIFERENTES METALICIDADE (VBD, 2005) A M3 PARA UM VALOR DE $(m - M) = 14.98$ E $E(b - y) = 0.007$	127

5.38: AJUSTE DE UMA ISÓCRONA DE VBD (2005) A M3 COM UMA METALICIDADE DE -1.41DEX	128
5.39 AJUSTE DE UMA ISÓCRONA DE VBD (2005) A M3 COM UMA METALICIDADE DE -1.53DEX	129
5.40: AJUSTE DE ISÓCRONAS DE METALICIDADE $[Fe/H] = -1.53$ PARA IDADES DE 12, 14 E 16 GYRS.....	130
5.41: AJUSTE DE UMA ISÓCRONA DE METALICIDADES $[Fe/H] = -1.53$ AO HB DE M3...	131
5.42: AJUSTE DE ISÓCRONAS DE 12, 14 E 16 GYRS DE VBD (2005) E DE DIFERENTES METALICIDADES A M92 PARA $(m-M) = 14.56$	133
5.43: AJUSTE DE ISÓCRONAS DE 12, 14 E 16 GYRS DE VBD (2005) E DE DIFERENTES METALICIDADES A M92 PARA $(m-M) = 14.67$	134
5.44: AJUSTE DE ISÓCRONAS DE VBD (2005) A M92 COM UMA METALICIDADE DE -2.01DEX , -2.14 E -2.31 PARA DIFERENTES MÓDULOS DE DISTÂNCIA.	135
5.45: AJUSTE DE UMA ISÓCRONA DE 14 GYRS DE VBD (2005) A M92 COM UMA METALICIDADE DE -2.01DEX E -2.14DEX PARA DIFERENTES MÓDULOS DE DISTÂNCIA.	136
5.46: AJUSTE DE UMA ISÓCRONAS DE METALICIDADES DE $[Fe/H] = -2.01$ E UMA IDADE DE 12, 14 E 16 GYRS.	137
5.47: AJUSTE DE UMA ISÓCRONAS DE METALICIDADES DE $[Fe/H] = -2.01$ AO HB DE M92.	139
5.48: APLICAÇÃO DE ISÓCRONAS A M3 COM A MESMA IDADE E COM DIFERENTES $[\alpha/Fe]$	140
5.49: APLICAÇÃO DE ISÓCRONAS A M92 COM A MESMA IDADE E COM DIFERENTES $[\alpha/Fe]$	141

Lista de Tabelas

2.1: DADOS DO ENXAME M3.	19
2.2: METALICIDADES OBTIDAS PARA O ENXAME M3 POR VÁRIOS AUTORES AO LONGO DOS TEMPOS.	20
2.3: ALGUNS EXEMPLOS DE ESTIMATIVAS DE IDADE PARA O ENXAME GLOBULAR M3	20
2.4: PANORAMA HISTÓRICO DO EXCESSO DE COR PARA M3.	21
2.5: MÓDULO DA DISTÂNCIA OBTIDA POR ALGUNS AUTORES PARA O ENXAME M3.	21
2.6: PARÂMETROS BÁSICOS DO ENXAME M92.	22
2.7: BREVE PERSPECTIVA HISTÓRICA DO AVERMELHAMENTO DO ENXAME M92.	23
2.8: BREVE PERSPECTIVA HISTÓRICA DA METALICIDADE DO ENXAME M92	23
2.9: BREVE PERSPECTIVA HISTÓRICA DA MÓDULO DA DISTÂNCIA DO ENXAME M92	24
2.10: INFORMAÇÃO SOBRE AS OBSERVAÇÕES EFECTUADAS NOS ENXAMES M3 E M92.	25
3.1: RELAÇÃO ENTRE PARÂMETROS UTILIZADOS NAS VÁRIAS ROTINAS	49
4.1: FOTOMETRIA UVBY β DAS ESTRELAS PADRÃO.	64
4.2: VALORES DAS MAGNITUDES PARA AS ESTRELAS IDENTIFICADAS (ENXAME M3).	66
4.3: VALORES DAS MAGNITUDES PARA AS ESTRELAS IDENTIFICADAS (ENXAME M92).	66
4.4: PARÂMETROS DE ENTRADA PARA A DETERMINAÇÃO DOS COEFICIENTES ANGULARES.	68
4.5: ESTATÍSTICA DOS PONTOS ZERO DETERMINADOS PARA O ENXAME M3.	75
4.6: ESTATÍSTICA DOS PONTOS ZERO DETERMINADOS PARA O ENXAME M92.	75
5.1: ESTATÍSTICA RELATIVA À DETERMINAÇÃO DE $E(b - y)$ NO ENXAME M3.	96
5.2: ESTATÍSTICA RELATIVA À DETERMINAÇÃO DE $E(b - y)$ NO ENXAME M92.	97
5.3: VALORES DE METALICIDADE OBTIDOS PARA M3 E RESPECTIVA ESTATÍSTICA DOS MESMOS.	103
5.4: VALORES DE METALICIDADE OBTIDOS PARA M3 A PARTIR DE SELECÇÃO DE ESTRELAS E RESPECTIVA ESTATÍSTICA DOS MESMOS	105
5.5: VALORES DE METALICIDADE OBTIDOS PARA M3 PARA AS ESTRELAS REPRESENTADAS NO DIAGRAMA COR-MAGNITUDE DA FIGURA.	106
5.6: VALORES DE METALICIDADE OBTIDOS PARA M3 A PARTIR DE SELECÇÃO DE ESTRELAS E RESPECTIVA ESTATÍSTICA DOS MESMOS	108

5.7: VALORES DE METALICIDADE OBTIDOS PARA M92 E RESPECTIVA ESTATÍSTICA DOS MESMOS.	110
5.8: VALORES DE METALICIDADE OBTIDOS PARA M92 E RESPECTIVA ESTATÍSTICA DOS MESMOS.	112
5.9: RELAÇÕES STANDARD ENTRE $(b - y)_0$, c_0 E M_v	114
5.10: VALORES MÉDIOS OBTIDOS PARA O MÓDULO DA DISTÂNCIA PARA OS ENXAMES M3, PARA DIFERENTE $E(b - y)$	116
5.11: VALORES MÉDIOS OBTIDOS PARA O MÓDULO DA DISTÂNCIA PARA OS ENXAMES M92	117
5.12: VALORES DA COMPOSIÇÃO QUÍMICA DAS ISÓCRONAS APLICADAS NA PRESENTE TESE PARA AMBOS OS ENXAMES. (VANDERNBERG, BERGBUSCH, DOWLER, 2006)	121

Capítulo 1

Introdução

Os enxames globulares da Via Láctea são aglomerados de estrelas gravitacionalmente ligadas, de forma esférica, baixas metalicidades, idades bastante avançadas e com densidades estelares típicas da ordem de 10^2 a 10^4 estrelas por parsec cúbico.

A nossa Galáxia também contém enxames abertos constituídos por algumas dezenas de estrelas a alguns milhares, e cujas mesmas podem ou não encontrar-se ligadas de um ponto de vista gravitacional. As idades destas estruturas “mais simples” situam-se entre os zero e os 10 Gyrs. Dias et al (2002) compilaram um catálogo de enxames abertos (cerca de 1800) e cujos dados se encontram *online* (<http://www.astro.iag.usp.br/~wilton>), que inclui os parâmetros astrofísicos fundamentais (avermelhamento, distâncias, idades, velocidades radiais, movimentos próprios)

Por outro lado, Harris (1996) mantém actualizado o catálogo dos enxames globulares, cujo número dos conhecidos se situa nos cerca de 160 estimando-se que este número possa ser ligeiramente superior (na ordem dos 200).

As observações têm demonstrado ao longo destes últimos anos que os enxames globulares não se constituem como “objectos” únicos da nossa galáxia. Algumas galáxias anãs associadas à Via Láctea apresentam pequenos sistemas de enxames, bem como a galáxia de Andrómeda (M31), pertencente também ao nosso grupo local, que revelou ser constituída por uma “coleção” destas estruturas estelares muito superior em número e tamanho àqueles encontrados na nossa.

De acordo com os resultados de Zinn (1985), os enxames globulares encontram-se preferencialmente numa distribuição esférica em torno do centro galáctico (no halo) e com metalicidades baixas ($[Fe/H] \leq -0.8$), sendo historicamente referidos como estruturas pertencentes à população II.

O conceito de população surgiu nos meados do século passado com Walter Baade (1944), quando levou a efeito um estudo na Galáxia de Andrómeda e agrupou as estrelas em duas populações; as estrelas do disco, que as classificou como sendo estrelas da

população I, enquanto que as estrelas dos enxames globulares e das galáxias elípticas como membros da população II.

A posição (ver figura 1.1), idades, abundâncias químicas e velocidades espaciais dos enxames globulares constituem-se como evidências de que a Via Láctea se formou via colapso, durante vários Giga-anos (a partir deste momento usarei a designação Gyrs).

Nos dias de hoje o conceito de população manteve-se nos estudos que se levam a efeito na galáxia, mas assentam em critérios quantitativos como a metalicidade ou a velocidade espacial.

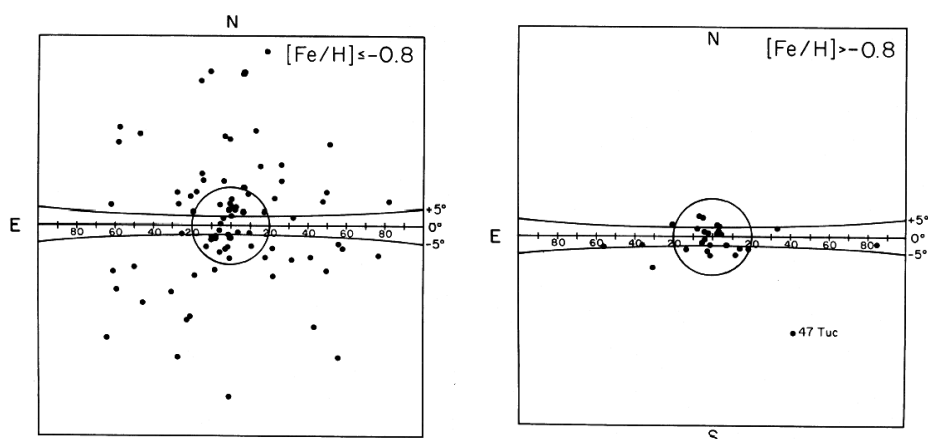


Figura 1.1 Distribuição dos enxames de estrelas na galáxia. O círculo na figura está centrado sobre o centro galáctico e a linha de 0° corresponde ao equador galáctico. (Zinn, 1985)

Diversos estudos efectuados em enxames globulares mostram que os mesmos são dos objectos mais antigos do Universo, pelo que alguns autores usam-nos como “relógios cosmológicos”, permitindo deste modo aferir a idade da galáxia bem como o limite inferior para a idade do Universo.

Krauss (1999) por exemplo, estimou que os enxames globulares mais velhos apresentam um valor médio de idades de 12.8 ± 1 Gyrs, com um intervalo de confiança de 95%, valor de idade obtido tendo em consideração a escala de luminosidade absoluta obtida por medidas de paralaxes trigonométricas e actualizações nos modelos de evolução estelar.

Por outro lado, Spergel et al (2003), a partir das observações do WMAP (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe) estimam uma idade de cerca 13.7 ± 0.2 Gyrs.

Os enxames globulares parecem estar intimamente ligados à formação da Galáxia via colapso. Deste modo, o seu estudo proporciona informação valiosa acerca dos acontecimentos primitivos da formação e posterior evolução da Via Láctea.

Por exemplo, na tentativa de explicarem a formação da Via Láctea, Searle & Zinn (1978) efectuaram um estudo para um conjunto de enxames globulares, nomeadamente das suas metalicidades em função da distância galácticocêntrica e concluíram que para distâncias galácticocêntricas superiores a $8kpc$ a metalicidade era independente da distância o que contrariava o modelo de formação da galáxia via colapso proposto por Eggen et al (1962).

No modelo de Searle e Zinn (1978), a formação da Galáxia iniciou-se com o colapso rápido de uma nuvem e com a formação da região central de acordo com o que previa o modelo descrito por Eggen et al (1962), com o halo a formar-se a partir de fragmentos mais pequenos (glóbulos) que acabaram por coalescer. Posteriormente, esses “glóbulos” interagiram com a parte interior da galáxia e formaram a estrutura que hoje designamos por Via Láctea.

Na extensa bibliografia consultada sobre a formação da Galáxia, sugere-se como consulta os artigos de Sandage (1990) ou Majewski (1993).

Os astrónomos assumem que as estrelas de um enxame formaram-se a partir da fragmentação da mesma nuvem molecular, pelo que é plausível dizer que têm a mesma idade, composição química e que se encontram à mesma distância da Terra, variando apenas na sua massa

Um modelo que explique a formação de enxames globulares está ainda muito longe de se alcançar, constituindo nos dias de hoje um desafio, havendo alguns cenários que procuram descrever a eventual formação dos mesmos.

Um dos primeiro modelos foi proposto por Peebles & Dicke (1968), cujo pressuposto assentava na fragmentação de Jeans (ver glossário em anexo) de nuvens de gás que colapsaram nos primórdios do Universo, ou seja, pouco depois da recombinação (conceito usado em cosmologia para descrever o processo em que os electrões se combinam com os protões para formar os átomos de hidrogénio neutro). De acordo com os autores anteriores, os enxames assumiam-se deste modo como as primeiras estruturas estelares complexas a formarem-se no Universo.

Vandenberg (1979), propôs um cenário em que a formação de estruturas supermassivas como os enxames de estrelas tenha sido despoletada por ondas de choque fortíssimas, acontecimentos estes, que se conjecturam ser comuns nas galáxias *starburst*.

Harris e Pudritz (1994) desenvolveram um modelo de formação de enxames globulares baseado em instabilidades térmicas que ocorreram nos núcleos densos de nuvens moleculares super-gigantes (SGMC) na época das protogaláxias.

Ashman e Zepf (2001), sugerem que as pressões elevadas a que o meio interestelar está sujeito nas galáxias *starbursts* são as responsáveis pela formação dos enxames globulares e tendo em conta as semelhanças dos raios das nuvens moleculares nessas estruturas e respectivos enxames.

Por outro lado, Ashman e Zepf (1992) argumentaram que a lacuna existente na relação massa-raio entre os enxames globulares velhos e novos se apresenta como um constrangimento na construção de um modelo para os enxames estelares. Deste modo, não rejeitam a hipótese dessas estruturas estarem associadas a fusões que ocorreram nas épocas iniciais da formação das galáxias.

De acordo com Kravtsov et al (2005), um dos principais obstáculos na compreensão e elaboração de um modelo físico consistente para explicar a formação de enxames estelares reside na incerteza das condições iniciais em que tais sistemas se formaram.

Deste modo, em última análise, e tendo por base os modelos anteriormente referidos, a formação dos enxames estelares inicia-se com a contração de uma nuvem molecular pelo que podemos assumir que todas as estrelas que os constituem:

- Formaram-se a partir da mesma nuvem;
- Sofreram o processo de formação ao mesmo tempo;
- Estão praticamente à mesma distância da Terra uma vez que o seu tamanho (físico) é muito mais pequeno do que a distância a que o mesmo se encontra da Terra;
- Têm aproximadamente a mesma idade;
- Apresentam aproximadamente a mesma composição química;

O estudo dos enxames tendo por base as premissas anteriores, fornece-nos preciosas informações, possibilitando-nos deste modo:

- 1 – Compreender a história da formação estelar;
- 2 – Determinar padrões de metalicidades existentes nas galáxias de forma a compreender a história da formação da Galáxia;
- 3 – Estudar a forma e a dinâmica da Galáxia;
- 4 – Estudar as funções luminosidade/massa da Galáxia;
- 5 – Fornecer-nos um limite inferior para a idade do Universo.
- 6 – Confrontar os modelos de evolução teórica com as observações

Um dos métodos mais frequentes na investigação de enxames consiste em efectuar diagramas cor-magnitude recorrendo aos vários sistemas fotométricos e posteriormente aplicar linhas teóricas (as chamadas isócronas) que indicam o local onde se espera que as estrelas sejam observadas num dado momento da sua evolução. Deste modo, a confrontação entre o que é observado e os modelos teóricos permite-nos compreender as diferentes etapas que as estrelas passam durante o seu processo evolutivo, determinar as distâncias e as idades mais precisas do que para estrelas individuais, e é neste sentido que esta tese se enquadra.

1.1 Evolução Estelar e os diagramas HR

As primeiras concepções sobre a formação de estrelas surgiram com Kant (1755) e Laplace (1796), no entanto, foi só em meados do século XX que a teoria da formação de estrelas ficou mais explícita.

Na teoria padrão da formação de estrelas isoladas as estrelas de pequena massa ($M \leq 10 M_{\odot}$) formam-se dentro de núcleos densos que colapsam. (Shu et al, 1987).

Quando o núcleo da estrela atingir cerca de $10^7 K$ inicia-se a fusão do hidrogénio em hélio e a estrela entra na sequência principal de idade zero (ZAMS).

A estrela passará cerca de 90% da sua vida a queimar hidrogénio em hélio no núcleo – fase da sequência principal (SP).

O processo de produção de hélio pode ocorrer por um de dois processos: o ciclo PP (protão-Protão) que é dominante em estrelas cujas temperaturas são inferiores a $2 \times 10^7 K$, e o ciclo CNO, que ocorre em estrelas mais quentes (essencialmente estrelas acima da classe F).

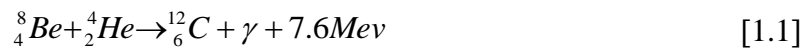
Uma vez o combustível nuclear esgotado no interior da estrela (o que equivale a cerca de 10% da sua massa), a fusão cessa e o núcleo da estrela é constituído por núcleos de hélio (4He) cuja temperatura de fusão é muito superior à temperatura a que os núcleos de hidrogénio fundiam.

Nesta fase da vida de uma estrela, temos um núcleo de hélio inerte que conduz inevitavelmente a uma queda de energia. O peso das camadas exteriores acabam por obrigar este núcleo de hélio inerte a contrair-se. Esta contracção não é suficiente para produzir energia nuclear, no entanto, a energia gravitacional está constantemente a produzir energia térmica ($E_T = -1/2 E_G$), energia esta, que aquece consequentemente as camadas envolventes ao núcleo que acabam por fundir o hidrogénio.

A massa do núcleo de hélio aumenta, pois o hidrogénio ao ser fundido produz mais hélio, que cai por acção da gravidade para o núcleo. O núcleo de hélio inicia a sua contracção devido ao seu peso e liberta energia cuja consequência é aumentar a temperatura do hidrogénio em fusão e a energia total aumenta.

A estrela passa a ter o envelope convectivo, a temperatura e a luminosidade da estrela aumentam no núcleo e o envelope de hidrogénio expande-se, diminuindo desta forma a temperatura das camadas mais externas – limite de Hayashi. A estrela torna-se uma gigante vermelha e os produtos da fusão são transportados para o exterior (*dredge up*).

Conforme já referi, a contracção extrema a que o núcleo de hélio está sujeito aumenta a sua temperatura pelo que, quando este atinge um valor da ordem na ordem dos $10^8 K$, dá-se a fusão do hélio (processo triplo alfa), segundo a reacção,



Nas gigantes vermelhas, e para estrelas com massas $M \leq 2.5 M_\odot$, os núcleos são suportados pela pressão de degenerescência do electrão, pelo que ocorre uma explosão (ignição do hélio) – o chamado *flash de hélio*.

Após o flash de hélio a pressão do electrão é insignificante e o resultado é uma estrela semelhante a uma estrela da sequência principal com um núcleo de hélio em fusão. Este novo estado evolutivo coloca a estrela numa região do diagrama HR a que chamamos de

ramo horizontal (HB). Nesta fase, verifica-se uma diminuição da luminosidade uma vez que há um aumento do núcleo de hélio e uma contracção das camadas mais exteriores.

Nas estrelas com massas $M \geq 2.5M_{\odot}$, o processo triplo alfa não é explosivo e não ocorre o flash de hélio.

A energia produzida no flash do hélio é absorvida pelas camadas exteriores, pelo que não há uma “destruição” da estrela.

A duração de uma estrela na fase de gigante vermelha é de cerca de 20% do tempo que durou na sequência principal.

Ocasionalmente os núcleos de berílio fundem-se com o hélio, produzindo núcleos de ^{12}C excitados (representado pelo asterisco).



Quase todo o carbono produzido decai novamente nos núcleos que o produziram. Todo o carbono que não decai, liberta radiação segundo a reacção:



Nesta fase, o processo de fusão atingiu um nível de actividade muito importante. A barreira de ^8Be foi ultrapassada e o processo triplo alfa produz carbono. Posteriormente, a taxa de fusão por via de absorção de núcleos de hélio progride rapidamente originando núcleos cada vez mais pesados, segundo as reacções:



e,



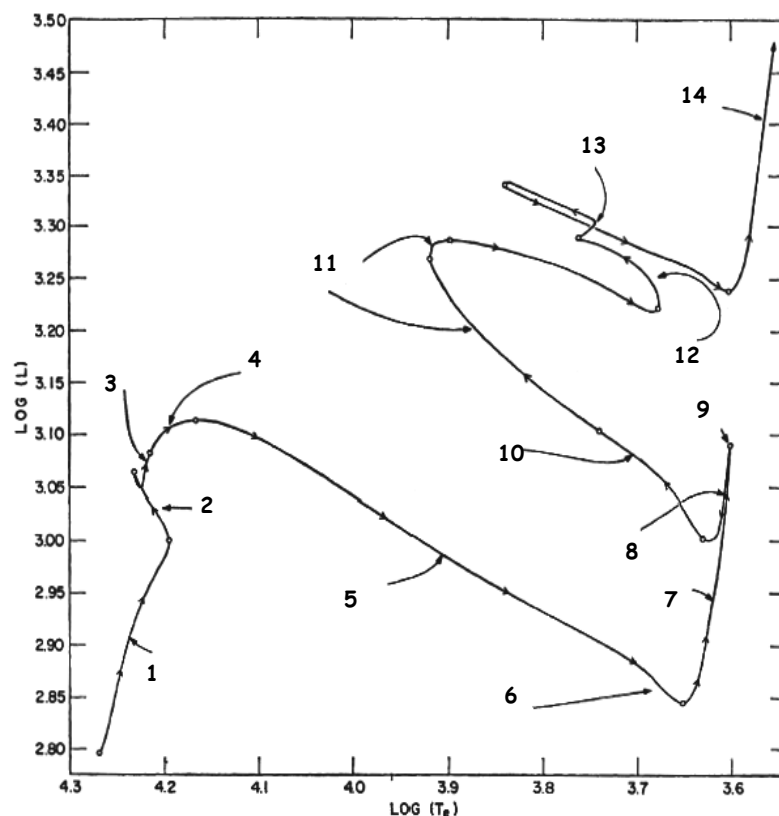
Quando as reacções de fusão do hélio cessarem no interior da estrela o núcleo é de carbono-oxigénio e há duas camadas em fusão – uma primeira, que se situa junto ao núcleo (fusão de hélio) e uma outra que corresponde à queima de hidrogénio.

A estrela nesta fase percorre um caminho semelhante ao que efectuara na sequência principal, atingindo novamente o limite de Hayashi, a uma luminosidade maior do que a fase de gigante vermelha. É nesta fase, que se volta a verificar um segundo *dredge up*.

Uma configuração deste tipo coloca a estrela numa zona do diagrama Hertzsprung-Russel (HR) que designamos por ramo assintótico (AGB). Nesta fase da vida de uma estrela a mesma torna-se instável e no final da fase gigante a pressão da radiação expulsará a matéria no espaço, produzindo uma nebulosa planetária.

A figura 1.2 ilustra de forma teórica e muito sucinta os vários estágios evolutivos anteriormente explicados no texto e a respectiva relação com o diagrama HR.

Estrelas com massas iniciais entre $0.26 M_{\odot}$ e $9 M_{\odot}$ nunca atingirão uma temperatura central suficiente para que ocorra o flash de carbono ou oxigénio, pelo que teremos uma *anã branca*.



Etapa	Explicação
1	Queima do hidrogénio no núcleo (64 milhões de anos)
2	Contracção de toda a estrela (2 milhões de anos)
3	Estabelecimento da camada como fonte
4	Início da queima do H na camada adjacente ao núcleo (12 milhões de anos)
5	Rápida contracção da camada adjacente ao núcleo
6	Envelope convectivo estende-se ao núcleo
7	Fase de gigante vermelha (6 milhões de anos)
8	Primeira fase da queima de He no núcleo
9	Ignição do processo triplo alfa
10	Desaparecimento do envelope convectivo e rápida contracção (1 milhão de anos)
11	Principal fase da queima de He no núcleo (9 milhões de anos)
12	Exaustão do He no núcleo
13	Queima de He numa camada adjacente
14	Perda de neutrinos no núcleo e ejeção de nebulosa planetária

Figura 1.2: Caminho evolutivo de uma estrela de pequena massa ($5M_{\odot}$) num diagrama HR. (Elaborado a partir de Iben, A&A, 1967; Iben, ApJS, 1991)

Para saber mais acerca da evolução de uma estrela de pequena massa consultar o artigo de Iben (1967,1991).

A versão observacional mais comum de um diagrama HR é o diagrama cor-magnitude (CMD), tais como os que se apresentam na figura 1.3 para dois enxames estelares.

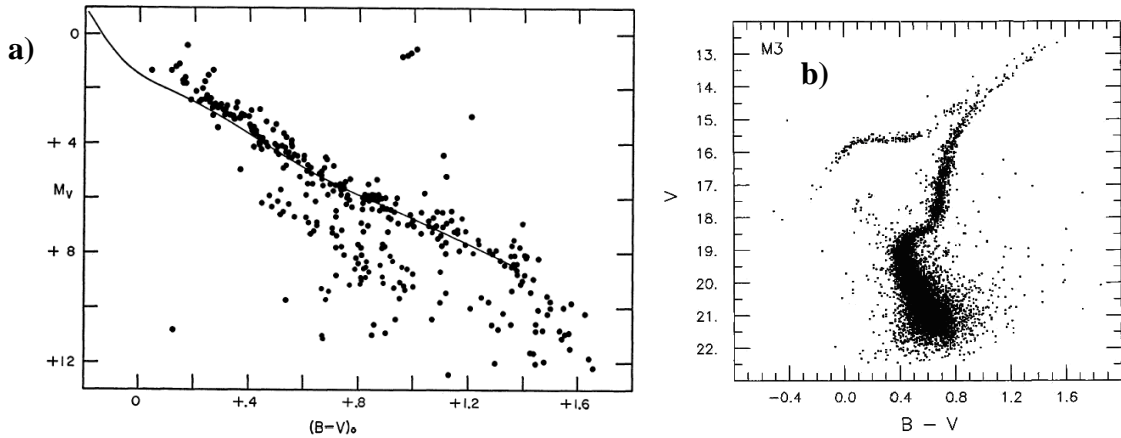


Figura 1.3: CMD do enxame aberto Hyades (a) e do enxame globular M3 (b).

Fontes: Fig. a) Johnson, H.L. et al (1962) e Fig. b) Renzino et al (1988)

O tempo de vida de uma estrela na sequência principal está associado à sua massa e de acordo com,

$$t \propto M^{-2.5} \quad [1.6]$$

pelo que as estrelas de massa mais elevada evoluem mais depressa.

Uma vez que a assumption é a que todas as estrelas de um enxame “nascem” da mesma nuvem, será previsível que os enxames mais jovens terão apenas estrelas na sequência principal (tal como se pode verificar na figura 1.3 para o enxame das Hyades), enquanto que enxames mais velhos apresentam estrelas noutras fases evolutivas (ver figura 1.3).

Da análise da figura é possível aferir que o enxame globular (figura 1.3 b) apresenta uma sequência principal curta e um braço horizontal proeminente. Estas duas características são exemplos reveladores que as estrelas que os constituem são relativamente velhas e que se encontram nos estágios evolutivos das gigantes ou das supergigantes.

O ajuste de linhas teóricas (isócronas) aos CMD permite aferir se os estágios evolucionários, como os descritos nos parágrafos anteriores, estão em consonância com o observado, bem como determinar a idade para os enxames.

O diagrama cor-magnitude da figura 1.4, permite-nos identificar para um enxame globular, as principais etapas evolutivas anteriormente referidas, nomeadamente, a sequência principal, o ponto de viragem na sequência principal (turnoff), o ramo das gigantes vermelhas e o ramo assintótico.

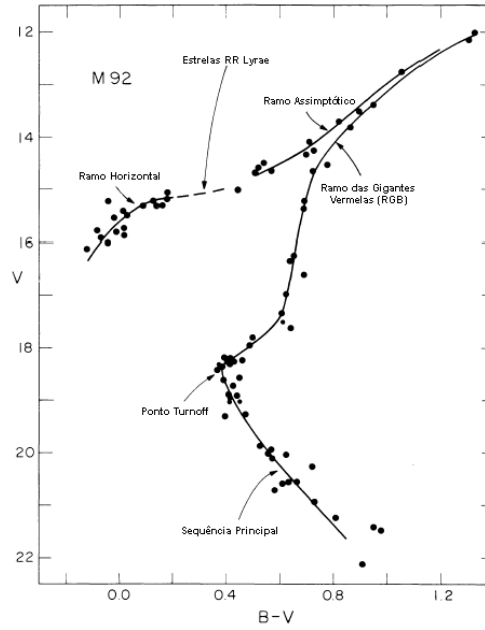


Figura 1.4: Diagrama cor-magnitude para o enxame globular M92 com as principais sequências evolutivas. (Diagrama elaborado a partir de Sandage, 1970)

A aplicabilidade do modelo das isócronas à sequência principal é um método robusto por ter em consideração o efeito estatístico de um conjunto de estrelas que definem essa sequência, no entanto, necessita-se previamente do conhecimento dos seguintes parâmetros, cuja explicação dos mesmos será dada no capítulo cinco:

- i) Excesso de cor, $E(b - y)$;
- ii) Metalicidade, $[Fe / H]$;
- iii) Módulo da distância, $(m - M)$;
- iv) Abundância em hélio, Y ;

Numerosos esforços têm sido levados a efeito nas últimas décadas no sentido de determinar o valor exacto para a idade dos enxames, contudo, a incerteza na determinação dessa idade é de cerca de 4 Gyr. Algumas das dificuldades deste método passam por:

- i) Insuficiências físicas na elaboração dos modelos estelares (modelos que sustentam a aplicação das isócronas);
- ii) Incerteza nas distâncias aos enxames;
- iii) Determinação de avermelhamentos.

Os modelos evolucionários a aplicar neste trabalho contemplam a mistura de elementos depois da interface convectiva – *overshooting*.

O *overshooting* tem um papel importante nas propriedades e no tempo de vida de uma estrela.

O *overshooting* ocorre em estrelas com núcleo convectivo, onde ocorre um aumento do raio efectivo do núcleo. Deste modo, há mais “combustível” no núcleo e, a estrela evolui para luminosidades maiores e temperaturas superficiais mais baixas antes do hidrogénio se esgotar no seu interior. A consequência é o tempo de vida de uma estrela na sequência principal aumentar.

De acordo com Chiosi (1999), os enxames globulares velhos são os laboratórios apropriados para testar as teorias de mistura de elementos nos interiores estelares uma vez que a fase da queima do hidrogénio é governada pelo processo de radiação e a fase da mistura ocorre durante a queima do hélio.

A posição e a forma da sequência principal de um enxame no CMD depende da idade, metalicidade, composição química e do avermelhamento, sendo que essas grandezas estão todas relacionadas e que os erros nas suas determinações se repercutem aquando da aplicação das isócronas.

Cada um dos parâmetros observacionais acima referidos contribuirá com um erro na determinação da idade dos enxames.

1.2 O Sistema Fotométrico de Strömgren

De acordo com Crawford (1994), a fotometria constitui-se como uma das ferramentas fundamentais em astronomia, permitindo determinar luminosidades, índices de cor, temperaturas superficiais, entre muitas outras características.

De entre os vários sistemas fotométricos, o sistema fotométrico UBV de Johnson&Morgan (1953), de banda larga, constitui-se como um dos mais usados sendo frequentemente complementado com bandas noutros comprimentos de onda.

O sistema fotométrico de Strömgren (*uvby*), por outro lado, é um sistema de banda intermédia foi definido e “desenhado” por Strömgren (1963, 1966) de forma a obter parâmetros estelares específicos para as estrelas do tipo quente e ao mesmo tempo permitir a determinação do excesso de cor. Posteriormente, Crawford (1958) e Crawford

& Mander (1966) introduziram o filtro $H\beta$ que completou o sistema ao permitir medir a intensidade da linha H_β .

O índice H_β é um indicador de luminosidade para estrelas do *early type* e de temperatura para as estrelas *late type*.

A aplicação deste sistema fotométrico aos enxames globulares tem cerca de duas décadas e foi usado pela primeira vez, recorrendo a fotometria em CCD, em objectos da população II com Anthony-Twarog (1987), no estudo do enxame NGC6397.

No início da década de noventa Anthony-Twarog & Twarog (1991) afirmaram a propósito do sistema Strömgren: “*The Strömgren uvby photometric system has become the dominant photometric tool for studying stellar populations and galactic structure.*”, apesar de algum exagero na afirmação, como a História veio a demonstrar.

Nos dias de hoje o sistema de Strömgren é uma ferramenta útil e poderosa para determinar parâmetros estelares com precisões muito elevadas para estrelas individuais, tais como a temperatura efectiva (T_{ef}), a gravidade superficial (g), a idade das estrelas, o excesso de cor e a metalicidade ($[Fe/H]$), sendo que são esses os parâmetros que governam a estrutura de uma estrelas (Nissen, 1994).

Esta característica do sistema fotométrico $uvby\beta$ permite que seja usado em várias áreas da Astronomia tais como, na Astronomia Galáctica com a sua aplicação no estudo da estrutura e cinemática da Galáxia recorrendo aos enxames abertos e globulares, ou na Astrofísica com o estudo dos modelos evolucionários.

Uma das vantagens deste conjunto de filtros é permitir que se retirem informações específicas das estrelas o que desta forma permite construir equações de calibração como aquelas que foram aplicadas na presente dissertação.

Uma outra vantagem da aplicação deste sistema fotométrico em detrimento, por exemplo do sistema UBV de Johnson-Morgan (1953), está na determinação do excesso de cor para estrelas individuais (o índice H_β não é afectado pelo avermelhamento).

O presente sistema apresenta uma outra vantagem que é a de permitir determinar idades através da aplicação das isócronas ao diagrama fotométrico c_0 versus $(v-y)_0$. Este diagrama elimina a necessidade de conhecer a distância ao objecto em estudo. (Vandenberg et al, 1985; Grundhal et al, 1998)

Uma desvantagem deste sistema prende-se com necessidade de se obterem baixos erros nos pontos zero (PZ) das equações de calibração. De acordo com Calamida et al (2007), a determinação dos parâmetros estelares será fortemente condicionada se os erros nos PZ forem elevados (acima de 0.03mags).

Para que o presente sistema se imponha é, desta forma, necessário uma boa redução fotométrica com erros na ordem das centésimas.

De acordo com as investigações desenvolvidas por Schuster e Nissen (1989), os erros associados às calibrações que obtiveram na determinação de metalicidades de uma amostra de estrelas ($\sigma_{[Fe/H]} \approx 0.2$ dex) e na determinação do excesso de cor ($\sigma_{E(b-y)} \approx 0.01^{mag}$) permitiu-lhes aferir com grande precisão o valor da idade dessas estrelas.

O sistema Strömgren requer mais tempo de telescópio do que outros sistemas fotométricos, pelo facto de ser constituído por seis filtros de banda estreita, o que se pode constituir como mais uma desvantagem relativamente a outros sistemas.

1.3 Objectivos do trabalho

A presente dissertação assenta no estudo de dois enxames globulares, o NGC5271 (M3) e o enxame NGC6341 (M92), na fotometria $uvby\beta$ e a partir dela extrair informações sobre a distância e a idade aos mesmos utilizando os modelos evolucionários recentes de Vanderberg, Bergbush & Dowler (2005) com as transformações de cor $uvby$ descritas no artigo de Clem et al (2004).

A extração dos parâmetros astrofísicos como a metalicidade, excesso de cor e a distância serão efectuadas recorrendo às equações de calibração de Schuster & Nissen (1989, 1991).

A pesquisa que levei a efeito sobre o sistema fotométrico de Strömgren permitiu-me verificar que a maior parte dos estudos com este sistema fotométrico recaem nas estrelas do halo (Schuster & Nissen, 1987) e em enxames abertos (AT, 1987, entre muitos outros).

Da extensa bibliografia consultada e no que concerne aos estudos de enxames, realça-se que na fotometria em que se baseia este trabalho, há alguns estudos na determinação dos parâmetros a que este trabalho se propõe, pelo que procurarei no decorrer da dissertação demonstrar que o sistema Strömgren é uma ferramenta potente no estudo dos enxames globulares.

Deste modo, estruturei a dissertação da seguinte forma: No capítulo II, estabelece-se o quadro em que se encontra o conhecimento dos enxames M3 e M92 elaborando-se uma pequena sinopse científica e histórica da sua descoberta. Posteriormente descrevem-se as condições em que as imagens do trabalho foram recolhidas.

O capítulo III está estruturado em duas partes: na primeira, faz-se uma breve revisão da fotometria de Strömgren e das vantagens da sua utilização num estudo desta natureza. Posteriormente, explicar-se-á todo o processo de redução das imagens dos enxames e o software/tarefas do IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) usadas e que permitiram extrair os dados instrumentais.

O capítulo IV trata da calibração fotométrica.

No capítulo V serão determinados e apresentados os resultados dos parâmetros estelares a que esta dissertação se reporta e confrontam-se os resultados obtidos com os estudos anteriormente realizados.

No último capítulo apresentam-se as conclusões.

«Há ainda muita coisa que não sabemos ou compreendemos acerca do universo, mas os incríveis progressos que já fizemos, em especial nos últimos cem anos, devem encorajar-nos a acreditar que a compreensão total não está para além dos nossos poderes.»

Stephen Hawking

Capítulo 2

Enxames Globulares M3 e M92

Nos finais do Século XVIII, Charles Messier (1730-1817), astrónomo francês, com um interesse particular em cometas, elaborou uma lista com mais de uma centena de objectos de céu profundo (galáxias, nebulosas e enxames estelares), dos quais cerca de três dezenas eram enxames globulares e onde constavam M3 (NGC 5272) e M92 (NGC6341).

O enxame globular M3 foi descoberto e catalogado pela primeira vez em 1764, enquanto que o enxame globular M92, descoberto em 1777 pelo astrónomo alemão Joann Bode (1747-1826), foi posteriormente re-descoberto e catalogado por Charles Messier.

Para Charles Messier, os enxames em questão surgiam como pequenas nebulosas difusas, reflexo das limitações físicas do seu telescópio, tendo sido com William Herschel (1738-1822), astrónomo alemão, que posteriormente foram autenticados como um conjunto de estrelas.

Neste capítulo far-se-á um pequeno sumário histórico sobre as propriedades astrofísicas (excesso de cor, metalicidade e módulo da distância) dos enxames M3 e M92, bem como uma descrição sumária da recolha das imagens nos enxames supracitados e que correspondem à amostra do presente trabalho.

2.1 Enxames Globulares M3 e M92

2.1.1 Enxame M3

O enxame globular M3 também conhecido como NGC5272 ou C1339+286 (ver figura 2.1) é um enxame do hemisfério Norte tendo sido estudado fotometricamente pela primeira vez e na fotometria do visível por Allan Sandage, em 1953.

Ao longo destes últimos cinquenta anos vários têm sido os estudos fotométricos efectuados neste enxame.

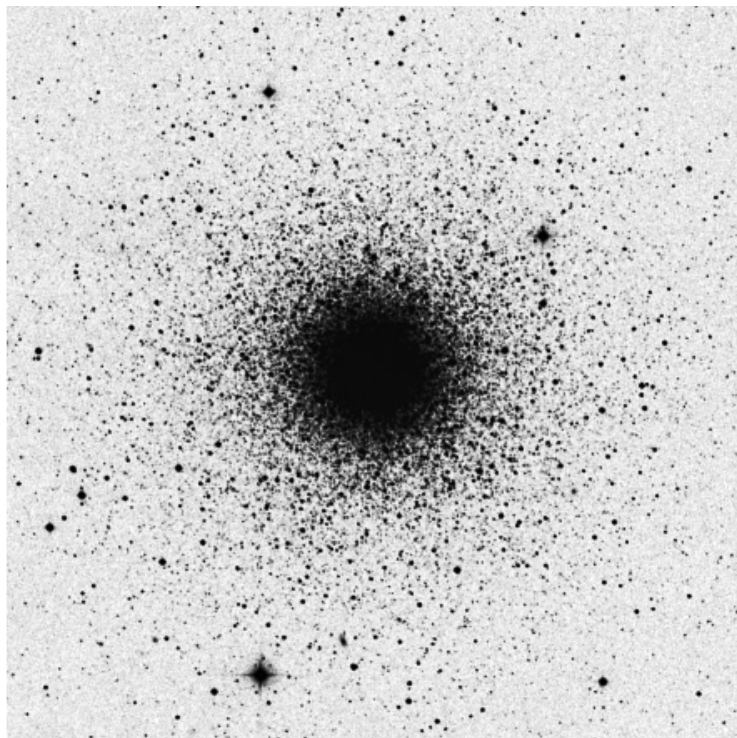


Figura 2.1: Imagem do enxame M3 (NGC5272). (Fonte: <http://www.seds.org/>)

O enxame M3 no passado e no presente continua a ser um enxame bastante “exótico”, tendo sido um dos primeiros onde foram detectadas estrelas Blue Stragglers¹ (Sandage, 1953).

M3 é um dos enxames que contém a maior população de estrelas Stragglers (com cerca de 137).

¹ Consultar Glossário (Apêndice H)

A tabela 2.1 dá-nos a identificação e a posição do enxame M3. Os dados são os constantes no catálogo de Harris. (Harris, 1996)

Enxame	$RA^{(1)}$ (<i>h m s</i>)	$DEC^{(2)}$ ($^{\circ} \ ' \ ''$)	$l^{(3)}$ ($^{\circ}$)	$b^{(4)}$ ($^{\circ}$)	$R_{Sol}^{(5)}$ (<i>kpc</i>)	$R_{GC}^{(6)}$ (<i>kpc</i>)
<i>M3</i>	13 42 11.2	+28 22 32	42.21	78.71	10.4	12.2

Tabela 2.1: Dados do enxame M3.

1-Ascensão recta (J2000)

2-Declinação (J2000)

3-Longitude Galáctica

4-Latitude Galáctica

5-Distância Heliocêntrica

6-Distância Galáctiocêntrica (assumindo $R_0=8kpc$)

O enxame globular M3 é considerado conjuntamente com o enxame globular M13 (considerado seu gémeo), como um enxame bastante controverso em termos da morfologia do seu ramo horizontal (HB). Ambos os enxames apresentam a mesma metalicidade ($[Fe/H] \approx 1.6$) embora os seus ramos horizontais sejam bastante diferentes, tal como se pode ver nos diagramas cor-magnitude da figura 2.2.

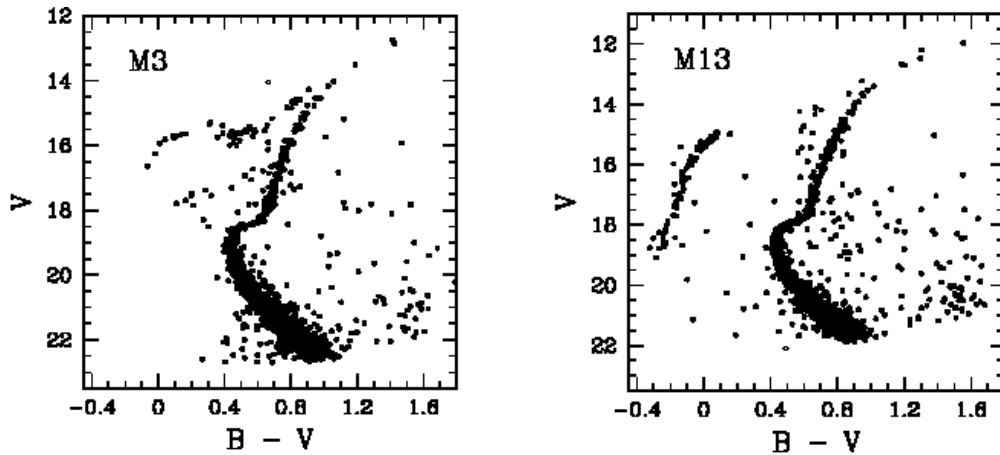


Figura 2.2: Diagrama de cor-magnitude para os enxames M3 e M13. (Figura extraída de Soo-Chang Rey et al, 2001))

De um ponto de vista observacional, as diferentes morfologias observadas no HB são descritas em termos de metalicidade o que é considerado como o primeiro parâmetro.

A procura de um segundo parâmetro na determinação da morfologia do ramo HB continua a ser um tema actual e por resolver, pelo que sugiro a leitura dos artigos de revisão de Fusi Pecci et al (1996) e Sarajedini et al (1997).

A maioria dos estudos indica que a idade deverá ser a responsável pelas diferentes morfologias observadas havendo, contudo, autores que apontam essas diferenças no Y (abundância em hélio), na composição química (elementos Carbono, Azoto e Oxigênio), perda de massa ou rotação.

A tabela seguinte traça-nos uma pequena resenha histórica da metalicidade de M3.

<i>Autores</i>	$[Fe/H]$
Bica & Pastoriza (1983)	-1.32
Frogel et al (1983)	-1.47
Pilachowski (1983)	-1.43
Zinn & West (1984)	-1.66
Kraft et al (1992)	-1.47
Buonanno et al (1994)	-1.66
Carretta et al (1997)	-1.34

Tabela 2.2: Metalicidades obtidas para o enxame M3 por vários autores ao longo dos tempos.

A tabela 2.3 traça-nos uma perspectiva histórica das idades obtidas para M3, valores esses que têm variado pelas diferenças de metalicidade usadas pelos autores nos diversos estudos.

<i>Autores</i>	<i>Idade (Gyr)</i>
Sandage (1953)	5
Demarque e Larson (1964)	17-25
Sandage (1970)	10-12
Vandenberg (1983)	18
Sarajedini e King (1989)	14.6-17.6
Paez, et al (1990)	16-19
Buonanno et al (1994)	18.7 ± 3.5

Tabela 2.3: Alguns exemplos de estimativas de idade para o enxame globular M3

M3 apresenta um excesso de cor bem determinado conforme a tabela 2.4 sintetiza.

<i>Autores</i>	$E(B - V)$
Crawford & Barnes (1969)	0.01
Cohen et al (1978)	0.00
Zinn (1985)	0.01
Sandage (1993)	0.01
Cacciari et al(2005)	0.01

Tabela 2.4: Panorama histórico do excesso de cor para M3.

O enxame M3 continua a ser um dos mais requisitados nas várias fotometrias. A título de exemplo, nos filtros U e V com Ferraro et al, (1999), na fotometria Strömgren com Schuster, (1999), na fotometria J e K com Lee, S. et al, (1996), ou na B e V com Rey Soo-Chang et al (2001), entre outros.

<i>Autores</i>	$(m - M)$
Rees (1966)	14.91
Peterson (1993)	15.05
Buonanno et al (1994)	14.94
Lee (1996)	15.02
Jimenez et al (1996)	15.00

Tabela 2.5: Módulo da distância obtida por alguns autores para o enxame M3.

Este enxame é classificado como um enxame do tipo Oosterhoff I (OoI), cuja explicação referente à classificação apresentarei mais à frente.

2.1.2 Enxame M92

O enxame globular M92 (NGC6341 ou C1715+432) é um enxame globular do Hemisfério Norte e situa-se na constelação de Hércules.

Estudado desde a década de trinta (Barnard, 1931), é um dos enxames mais antigos da Galáxia, e por essa razão dos mais estudados (Baum, 1952; Sandage, 1953; entre outros).

Um dos artigos clássicos sobre este enxame pertence a Sandage&Walker (1969), realizado na fotometria UBV.

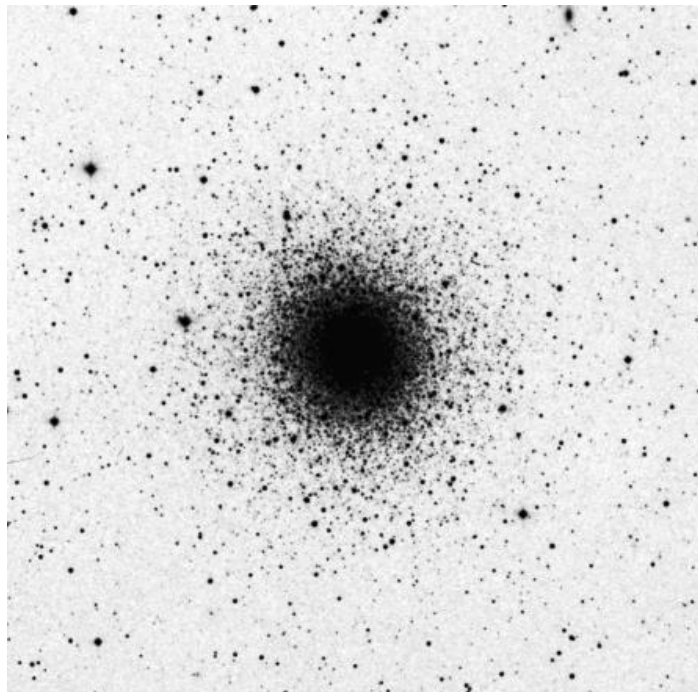


Figura 2.3: Imagem do enxame M92 (NGC6341). (Fonte: <http://www.seds.org/>)

Os dados relativos à identificação e posição do enxame são os constantes do catálogo de Harris (1996) e são apresentados na tabela seguinte.

Enxame	RA (h m s)	DEC ($^{\circ}$ $'$ $''$)	l ($^{\circ}$)	b ($^{\circ}$)	R_{Sol} (kpc)	R_{GC} (kpc)
<i>M92</i>	17 17 07.3	+43 08 11	68.34	34.86	8.2	9.6

Tabela 2.6: Parâmetros básicos do enxame M92.

Da análise da tabela 2.6 é possível verificar que M92 encontra-se relativamente afastado do plano galáctico o que o faz um enxame pouco “contaminado” por estrelas de campo e por efeitos de avermelhamento, parâmetro este bem determinado e alvo de pouca discussão.

<i>Autores</i>	$E(B-V)$
Sandage (1983)	0.04-0.05
Stetson&Harris (1988)	0.02
Bergbusch&Vandenberg (1992)	0.02
Bolte&Hogan (1995)	0.02

Tabela 2.7: Breve perspectiva histórica do avermelhamento do enxame M92.

A aplicação de CCDs a este enxame foi efectuada pela primeira vez por Heasley & Christian (1986), na fotometria BV.

Dos vários estudos fotométricos e espectroscópicos já referidos, salienta-se um dos últimos e na fotometria Strömgren, onde se obteve para a idade do enxame 16Gyr (Grundahl et al, 2000), embora haja outros valores na vasta literatura, tal como na fotometria VI com Johnson et al (1998), ou na fotometria BV com Stetson & Harris (1988).

De acordo com a extensa bibliografia consultada, é um dos objectos mais pobres em metais (tabela 2.8) pelo que é considerado como um “protótipo” de enxame globular velho.

Considerado como um enxame tipicamente do Halo, é um dos alvos mais requisitados para a determinação da idade da Galáxia, nos constrangimentos da Cosmologia actual e no estudo dos modelos evolucionários de estrelas de pequena massa e de estrelas de baixa metalicidade.

<i>Autores</i>	$[Fe/H]$
Zinn (1985)	-2.24
Bergbusch&Vandenberg (1992)	-2.20
Bolte&Hogan (1995)	-2.26
Gratton et al (1997)	-2.15
Ruelas-Mayorga et al (2005)	-2.31

Tabela 2.8: Breve perspectiva histórica da metalicidade do enxame M92

No que concerne ao módulo da distância várias tem sido as determinações efectuadas neste enxame, como a tabela seguinte indica.

<i>Autores</i>	<i>(m – M)</i>
Alcaino (1977)	14.63
Harris&Racine (1979)	14.5 ± 0.3
Stetson&Harris (1988)	14.6
Grundahl (2000)	14.6 ± 0.12
Ruelas-Mayorga A. et al (2005)	14.6

Tabela 2.9: Breve perspectiva histórica da Módulo da distância do enxame M92

M92 apresenta um número considerável de estrelas RR Lyrae (17 de acordo com Clement et al, 2001).

As estrelas RR Lyrae caracterizam-se por num determinado momento da sua evolução sofrerem um processo em que iniciam uma fase de pulsação, sendo que o seu brilho depende da metalicidade. Num diagrama HR entram na chamada faixa de instabilidade.

As estrelas RR Lyrae são importantes para determinar a idade e a distância dos enxames globulares, pelo que são objecto de estudo de há algumas décadas para cá.

Os enxames que apresentam estrelas RR Lyraes do tipo ab com períodos de pulsação inferiores a 0.6 dias são classificados como sendo do tipo Oosterhoff I (OoI). Por outro lado, os enxames que apresentam estrelas pulsantes com valores superiores a 0.6 dias são do tipo Oosterhoff II (OoII), como é o caso do enxame M92. (Oosterhoff, 1939)

O enxame M92 apresenta um ramo horizontal praticamente no lado azul da faixa de instabilidade. Dickens (1972), caracterizou-o como sendo um enxame do tipo 2.

2.2 Observações

As observações dos dois enxames a que este dissertação se reporta foram obtidas por William Schuster no Observatório Nacional Astronómico, San Pedro Mártir, no México, durante as noites de 30 de Abril, 1, 2 e 3 de Maio de 1998, com o telescópio de 1.5m e no sistema de filtros de Strömgren u, v, b, y e β .

Objecto	Filtro	Tempo Exposição (s)	Data Observação ²	Nº Imagens ³
M3	u	300, 600, 900	30, 1, 2, 3	2, 2, 3, 12
	v	600, 900	30, 1, 2, 3	1, 2, 2, 4
	b	600, 900	30, 1, 2, 3	1, 2, 2, 2
	y	600	30, 1, 2, 3	1, 1, -, 2
	β_n	600, 900	30, 1, 2, 3	1, 2, -, 4
	β_w	600, 900	30, 1, 2, 3	1, 1, -, 2
M92	u	600, 900	30, 1	1, 1
	v	600, 900	30, 1	1, 1
	b	600, 900	30, 1	1, 1
	y	600	30, 1	1, 1
	β_n	600, 900	30, 1	1, 1
	β_w	600, 900	30, 1	1, 1

Tabela 2.10: Informação sobre as observações efectuadas nos enxames M3 e M92

Segue-se uma breve descrição relacionada com as condições atmosféricas segundo as quais as imagens foram adquiridas ao longo das quatro noites elaborado de acordo com as notas de observação de Schuster:

- 29/30 Abril 98: Noite com boas condições de observação. Brisa suave. Visibilidade variável ($\sim 2''$ no início da noite; $3''$ a $4''$ na última parte da noite);
- 30/1 Maio 98: Noite boa para realizar fotometria (sem nuvens e pouco vento). Boa visibilidade ($1-2''$);
- 1/2 Maio 98: Noite de fracas condições para observação;
- 2/3 Maio 98: Não foram retiradas notas nesta noite de observação. Aparentemente uma noite com boas condições para efectuar fotometria.

² 30, 1, 2 e 3 refere-se aos dias (referidos no texto) em que foram obtidas as imagens.

³ Os números 2, 2, 3, 12 dizem respeito ao número de imagens que foram obtidas na noite de 30, 1, 2 e 3 de Maio, respectivamente.

De forma análoga para as restantes noites.

As figuras seguintes permitem-nos identificar a localização das imagens reduzidas na presente dissertação relativamente ao enxame.

A identificação do campo de estudo foi efectuada *on-line* e recorrendo ao *Aladin* do CDS.

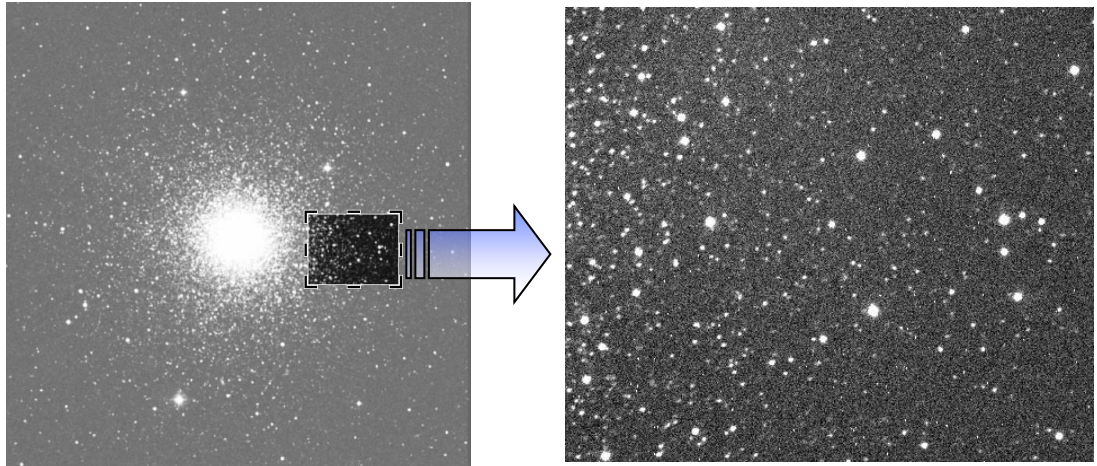


Figura 2.4: Enxame M3 e respectiva identificação da região em estudo. A imagem da direita é uma das várias imagens reduzidas.

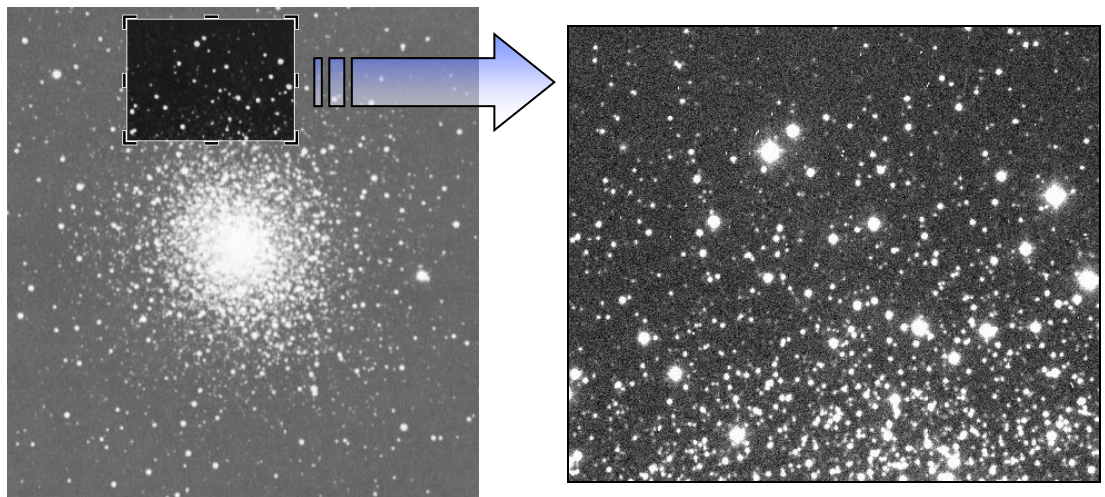


Figura 2.5: Enxame M92 e respectiva identificação da região em estudo. A imagem da direita é uma das várias reduzidas.

Resumo do Capítulo

- O enxame M3 foi descoberto por Charles Messier em 1764;
- O enxame M92 foi descoberto por Joann Bode em 1777 e posteriormente catalogado por Charles Messier.
- M3 é considerado um enxame “clássico” relativamente ao seu ramo horizontal na procura do segundo parâmetro.
- M92 é considerado um dos enxames mais pobres em metalicidade contendo estrelas em estados evolutivos bastante avançados.
- Identifiquei os campos em estudo relativamente aos enxames recorrendo ao *vizier Aladin* do CDS;
- Efectuei uma descrição, tendo por base as notas de observação de Schuster, relativamente às condições atmosféricas em que decorreram as observações (30 de Abril a 3 de Maio de 1998);
- Efectuei uma perspectiva histórica do enxame M3 no que concerne ao avermelhamento ($E(B-V) \approx 0-0.05$), metalicidade ($-1.3 \leq [Fe/H] \leq -1.6$), módulo da distância ($14.9 \leq (m-M) \leq 15.10$) e idade ($5 \leq idade \leq 19$);
- Elaborei uma síntese sobre o conhecimento do enxame M92 relativamente ao avermelhamento ($E(B-V) \approx 0.02-0.05$), metalicidade ($-1.7 \leq [Fe/H] \leq -2.31$), módulo da distância ($(m-M) \approx 14.6$) e idade (≈ 16 Gyrs);

«Se não está de acordo com a experimentação, então está errado. Nesta simples afirmação reside a chave para a ciência. Não faz qualquer diferença se a nossa suposição é brilhante. Não faz qualquer diferença ser mais ou menos inteligente [...], se não está de acordo com a experimentação, então está errado.»

Richard Feynman

Capítulo 3

Reduções Fotométricas

A redução é um processo árduo que consiste em remover numa primeira fase as características associadas aos instrumentos, posteriormente a extracção das magnitudes instrumentais e por último transformar essas magnitudes em magnitudes padrão.

Neste capítulo faz-se uma introdução sobre fotometria. Posteriormente, faz-se uma revisão ao sistema de filtros de Strömgren usados neste trabalho e às respectivas informações astrofísicas que se podem retirar da contagem dos fotões seleccionados a partir deles.

No final do capítulo farei uma descrição dos programas utilizados e respectiva edição dos mesmos com o objectivo de obter as magnitudes instrumentais para cada uma das imagens.

Adicionalmente, elaboraram-se programas em linguagem C para a redução e análise dos ficheiros obtidos com as rotinas do IRAF.

3.1 Fotometria: Conceitos Introdutórios

O conceito de magnitude surgiu há cerca de 2000 anos com o grego Hiparco, quando dividiu as estrelas visíveis a olho nu de acordo com seu brilho aparente, atribuindo magnitude um às estrelas mais brilhantes e magnitude seis às estrelas cujo brilho era mais fraco.

Nos finais do século XIX, Pogson verificou que o sistema baseado na percepção de brilho do olho humano era logarítmico e o fluxo correspondente a uma estrela de primeira magnitude (F_1) era cem vezes mais brilhante que uma estrela de magnitude seis (F_2), de forma a que:

$$\frac{F_1}{F_2} = 100^{(m-n)} \quad n > m \quad [3.1]$$

ou,

$$m - n = 2,5 \log \left(\frac{F_1}{F_2} \right) \quad [3.2]$$

onde, m e n são as magnitudes aparentes das estrelas.

Chama-se magnitude aparente, m , à forma como exprimimos o brilho de uma estrela e é definida matematicamente como,

$$m_i = -2.5 \log \int_0^\infty F_\lambda I(\lambda) d\lambda + C \quad [3.3]$$

onde, $I(\lambda)$ corresponde à curva de transmissão de um filtro I , F_λ o fluxo medido e C uma constante.

Dado que as imagens reduzidas no presente trabalho foram obtidas no sistema de filtros de Strömgren, m_i corresponde à magnitude em cada uns dos filtros u , v , b , y , β_n e β_w ($m_i = m_u, m_v, m_b, m_y, m_{\beta_n}, m_{\beta_w}$).

As estrelas intrinsecamente mais luminosas e que estejam mais afastadas do observador, podem aparecer menos luminosas do que aquelas que se encontram mais próximas. Deste modo, para comparar estrelas de forma absoluta usamos uma outra escala a que chamamos de magnitude absoluta, M .

A magnitude absoluta define-se como sendo a magnitude aparente que uma estrela teria se fosse colocada à distância de dez parsecs.

A relação existente entre a magnitude aparente e a magnitude absoluta de uma estrela é,

$$m_{\lambda} - M_{\lambda} = 5 \log(d) - 5 \quad [3.4]$$

Em fotometria usamos ainda outras medidas quantitativas, os índices de cor (IC), definidos como sendo a diferença entre duas magnitudes obtidas por dois filtros diferentes,

$$IC = m_x(\lambda_1) - m_y(\lambda_2) \quad [3.5]$$

isto é,

$$m_x - m_y = -2.5 \log \frac{\int_0 F_{\lambda} X_{\lambda} d\lambda}{\int_0 F_{\lambda} Y_{\lambda} d\lambda} + C_{x-y} \quad [3.6]$$

Na expressão anterior, a constante C_{x-y} é o ponto zero e historicamente foi definido para a estrela Vega, onde por definição se adoptou o valor zero.

As partículas que constituem o meio interestelar dispersam os fotões cujos comprimentos de onda são da ordem do tamanho dos grãos da poeira interestelar. Porque essa dispersão é selectiva, no sentido em que os comprimentos de onda menores são mais dispersos do que os maiores, a luz surge avermelhada desde a fonte até aos detectores dos telescópios (sofrendo o chamado efeito *reddening* – *avermelhamento*) e produzindo deste modo um excesso de cor.

Dado o efeito que a extinção pode ter nas magnitudes e para uma dada banda centrada em λ , tem-se

$$m_{\lambda} - M_{\lambda} = 5 \log(d) - 5 + a_{\lambda} \quad [3.7]$$

onde, a_{λ} representa o número de magnitudes devido à absorção e à dispersão (*scattering*), sendo denotada com λ porque é função do comprimento de onda.

A grandeza $(m_{\lambda} - M_{\lambda})$ é conhecida na literatura como *distance modulus* (módulo da distância) e a partir dela é possível determinar a distância a que um objecto estelar se encontra do observador usando a equação 3.7.

3.2 Fotometria de Strömgren: Uma revisão

As imagens utilizadas neste trabalho, reduzidas de acordo com os procedimentos que se explicarão mais à frente, foram obtidas no sistema fotométrico de Strömgren.

O sistema fotométrico *uvby β* foi desenvolvido na década de sessenta por Strömgren (1966), Crawford e Mander (1966) para estrelas do tipo A e F, e posteriormente calibrado para as estrelas do tipo O, G e K. (Crawford, 1975; Crawford, 1978, Crawford, 1979)

Nesta secção procurarei fazer uma revisão sobre o sistema de filtros usados e as informações que são possíveis retirar a partir dos respectivos índices de cor e a forma como se relacionam com os parâmetros astrofísicos que se pretendem aferir.

3.2.1 Características dos filtros

O sistema fotométrico de Strömgren consiste em seis filtros chamados de u (ultravioleta), v (violeta), b (azul), y (amarelo). O sistema é usualmente complementado com o índice β (beta), sendo este último construído com um filtro de banda larga (β_w) e um outro de banda estreita (β_n).

A tabela no apêndice A mostra as características dos filtros de Strömgren utilizados para a obtenção dos dados fotométricos do respectivo trabalho, bem como as suas transmitâncias.

A figura seguinte permite-nos identificar a posição dos filtros do sistema fotométrico de Strömgren relativamente a outros filtros usados em fotometria.

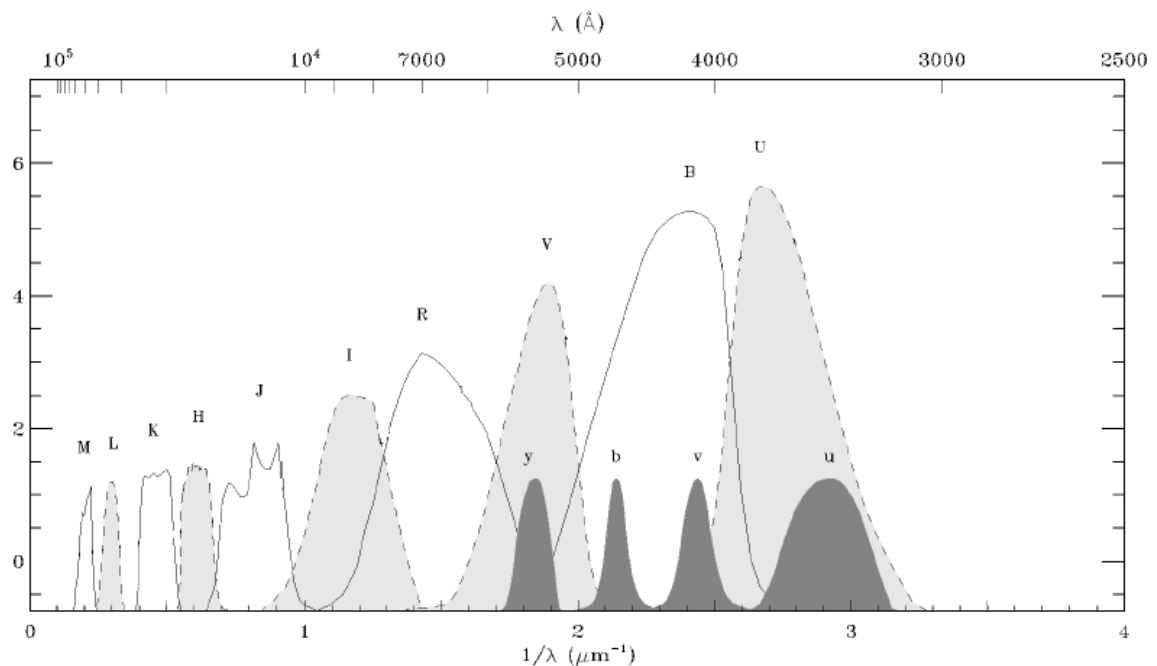


Figura 3.1: Comparação entre o sistema de filtros de Strömgren e um conjunto de filtros usados em fotometria astronômica. (Elaborado a partir de Fitzpatrick, E., 1999)

Ao contrário do que sucede com o sistema de Johnson- Morgan (sistema UBV) onde há uma sobreposição de bandas, os filtros de Strömgren foram desenvolvidos de forma a retirar informações precisas das estrelas sem recorrer à sobreposição de bandas. (figura 3.1).

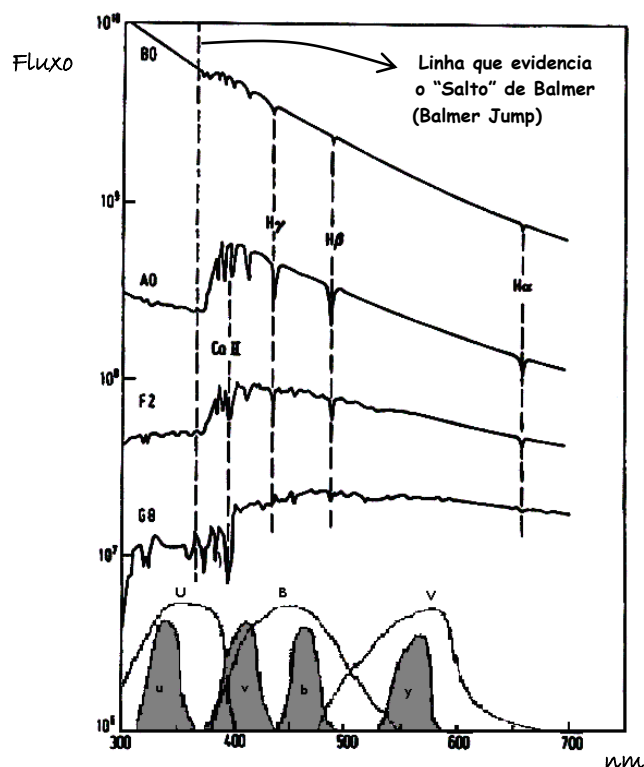


Figura 3.2: Comparação entre o sistema de filtros UBV e Strömgren com os espectros de algumas estrelas de diferentes classes espectrais. (Figura elaborada a partir de Henden, A. E. & Kaitchuck, 1990, *Astronomical Photometry*, Willmann-Bell, USA)

De acordo com a figura 3.2, é possível e por comparação com o sistema de filtros Johnson-Morgan (UBV) que:

- O filtro v foi posicionado na parte do espectro estelar a cerca de 400nm o que revela absorção devido a linhas metálicas;
- O filtro u está posicionado de forma a medir a descontinuidade de Balmer, sendo que para os comprimentos de onda mais pequenos não é sensível;
- O filtro b encontra-se centrado a cerca de 460nm e é pouco afectado pelo “*line blanketing*”.
- O filtro y é “praticamente” um filtro V de banda mais estreita e é por essa forma convertido para V uma vez que é análogo ao filtro V do sistema de Johnson-Morgan.

3.2.2 Índices de Cor

No presente sistema fotométrico e seguindo o artigo publicado por Strömgren (Strömgren, 1966), usam-se os índices de cor $(b-y)$, c_1 , m_1 e β .

3.2.2.1 Índice de cor (b-y)

O índice de cor $(b-y)$ é um excelente indicador de temperatura e é razoavelmente livre dos efeitos de *blanketing*. Como efeito de *blanketing* referimo-nos à diminuição da intensidade espectral de uma estrela devido a linhas de absorção.

Os efeitos de *blanketing* são particularmente visíveis nos casos de estrela “frias” cujas atmosferas são ricas em diferentes tipos de átomos.

Nas estrelas “frias” e em consequência do acima referido há a tendência dos átomos absorverem os comprimentos de ondas curtos (azuis) e emití-los em comprimentos de ondas maiores (vermelho e infravermelho).

O efeito *blanketing* cresce de forma acentuada para comprimentos de onda abaixo dos 4500\AA .

As informações fornecidas por este índice de cor são semelhantes às obtidas pelos filtros $B-V$ ou $V-I$.

Para estrelas do tipo *early* (estrelas B), este índice não é sensível à temperatura devido à fórmula de Rayleigh-Jeans aplicada a ambos os filtros – correspondendo a uma razão de filtros quase constante.

Nas estrelas do tipo *late*, este índice é muito sensível à temperatura.

De acordo com Relyea & Kurucz (1978), para estrelas com $T_{\text{eff}} \leq 10000K$, este parâmetro em conjugação com c_1 torna-se útil na determinação da gravidade e da temperatura.

3.2.2.2 Índice de cor c_1

O índice de cor c_1 é um indicador de luminosidade ou de gravidade superficial e de acordo com Relyea & Kurucz (1978), torna-se muito sensível para estrelas cujas temperaturas se situam entre $10000K \geq T_{eff} \geq 5500K$.

O índice de classe de luminosidade ou índice de descontinuidade de Balmer (Balmer Jump) foi definido por Crawford (1966) como,

$$c_1 = (u - v) - (v - b) \quad [3.8]$$

A descontinuidade de Balmer é a queda repentina da intensidade espectral devido à absorção de radiação pelos electrões dos átomos de hidrogénio no nível de energia $n = 2$.

A queda «abrupta» no fluxo radiactivo acima referido, consequência do aumento da opacidade estelar, cresce rapidamente para comprimentos de onda cujo valor é de $\lambda \leq 3647\text{\AA}$.

A descontinuidade de Balmer atinge valores máximos para estrelas do tipo A e valores mínimos para estrelas de tipo F, uma vez que a fracção do ião H^+ (uma grande fonte de opacidade para as estrelas quentes) é pequena. Deste modo, a pressão dos electrões na atmosfera das estrelas diminui à medida que as mesmas evoluem

Nas estrelas gigantes a gravidade à superfície é relativamente mais pequena do que a gravidade para uma estrela de igual massa na sequência principal. Desta forma, a descontinuidade de Balmer torna-se uma variável dependente da gravidade o que faz com que c_1 seja um indicador de gravidade superficial para as estrelas e assim do estado evolucionário de uma estrela.

De acordo com Relyea & Kurucz (1978), o índice de cor c_1 torna-se, por vezes, ambíguo na determinação da gravidade no intervalo de temperaturas $10000K \geq T_{eff} \geq 8500K$. A ambiguidade pode ser resolvida recorrendo a diagramas de c_1 versus m_1 ou c_1 versus $(v - b)$.

O índice de cor c_1 é também usado para determinar as idades dos enxames independentemente do conhecimento da sua distância e praticamente independente do reddening (Grundahl et al, 2000), bem como da composição química (carbono e azoto) em estrelas vermelhas do ramo horizontal (Grundahl et al, 1999).

3.2.2.3 Índice de cor m_1

O índice de cor m_1 é um indicador de metalicidade e foi definido por Crawford (1966) como,

$$m_1 = (v - b) - (b - y) \quad [3.9]$$

O índice m_1 mede a intensidade das linhas metálicas e tem uma dependência muito pequena na idade estelar.

O índice de cor m_1 serve, tal como o índice c_1 , para verificar a existência de carbono e azoto nas estrelas RGB. De acordo com Bell & Gustafsson (1978), a banda CN (4216Å) pode reduzir o fluxo no filtro v de forma bastante significativa, conduzindo a valores de m_1 elevados, enquanto a metalicidade permanece na mesma.

A partir de um diagrama de cor $m_1, (b - y)$ podemos aferir se os enxames exibem traços característicos de CN. As estrelas que exibam valores elevados de m_1 encontrar-se-ão na parte superior do diagrama.

O índice de cor m_1 é praticamente independente da gravidade superficial para temperaturas abaixo dos 7500K, no entanto é uma ferramenta bastante poderosa na determinação da gravidade para estrelas do tipo espectral B, obtendo-se resultados fotométricos muito precisos. (Relyea & Kurucz, 1978)

De acordo com Schuster et al (1996), para sistemas com metalicidades baixas, m_1 tornar-se-á pouco sensível.

3.2.2.4 Índice de cor β

O índice beta ou H_β é definido como sendo a diferença entre magnitudes nos dois filtros, de acordo com a expressão,

$$\beta = H\beta_n - H\beta_w \quad [3.10]$$

O índice beta mede o fluxo estelar da linha H_β , a cerca de 4850 Å (ver figura 3.3) o que o torna como uma sonda adequada para a medição da temperatura efectiva para estrelas do tipo espectral A e de luminosidade para estrelas do tipo O.

Para estrelas de classe espectral acima de F (ao longo da sequência principal) o filtro β torna-se ineficaz devido à «queda» das linhas de Balmer, assim como, ao aparecimento de um elevado número de outras linhas.

O filtro β não é afectado pelos efeitos da extinção interestelar pelo facto dos comprimentos de onda efectivos em ambos os filtros (β_n e β_w) estarem centrados no mesmo comprimento de onda, como se encontra representado na figura seguinte.

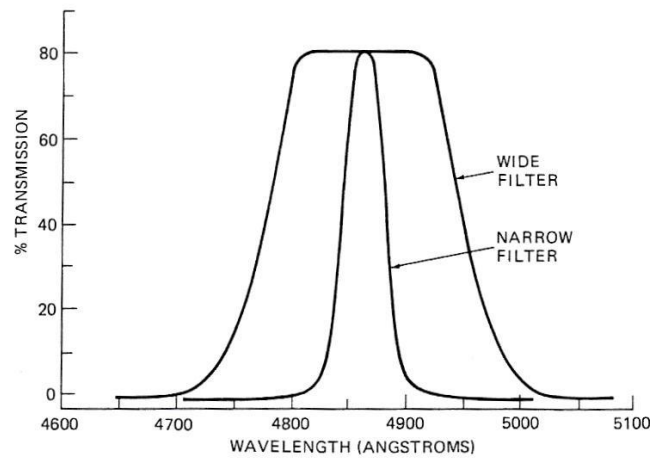


Figura 3.3: Resposta dos filtros $H\beta$. (Figura extraída de Henden, A. E. & Kaitchuck, 1990, Astronomical Photometry, Willmann-Bell, USA)

3.2.2.5 Índice de cor (u-b)

Por vezes é usado o índice de cor $(u-b)$ e que pode ser determinado quer por calibração directa, quer por outros índices, segundo a expressão,

$$(u-b) = c_1 + 2m_1 + 2(b-y) \quad [3.11]$$

Este índice de cor pode ser usado como “sonda” na determinação da gravidade para estrelas com temperaturas efectivas abaixo dos $10000K$, embora seja um instrumento adequado na determinação de temperaturas para estrelas quentes (O e B). (Relyea & Kurucz, 1978).

3.2.3 Classificação espectral na fotometria Strömgren

A população de estrelas que constitui os enxames globulares são estrelas essencialmente de classes espectrais F, G e de classes mais baixas.

As estrelas da classe espectral F caracterizam-se por ter uma temperatura efectiva compreendida entre os 7500K e os 6000 K, com uma cor amarelo-esbranquiçado. Os espectros destas estrelas apresentam riscas de metais como CaII, FeII, entre outros, assim como riscas fracas de H.

As estrelas da classe espectral G, cuja temperatura efectiva se situa entre os 6000K e os 5000K, apresentam uma cor amarela, com riscas de CaII proeminentes, metais ionizados e riscas muito fracas de H.

De acordo com os trabalho desenvolvidos por Crawford (1975), Crawford (1979), Olsen (1988), Schuster e Nissen (1989), as estrelas são classificadas em B, A, F ou G e de acordo com os parâmetros corrigidos de excesso de cor $(b-y)_0$, c_0 e m_0 bem como do índice independente do excesso de cor β , da seguinte forma:

Estrelas B

$$m_0 < 0.15^{mag}$$

$$(b-y)_0 < 0^{mag}$$

Estrelas A

$$2.72^{mag} \leq \beta \leq 2.89^{mag}$$

$$m_0 > 0.15^{mag}$$

Estrelas F

As estrelas F incluem as estrelas *early type* G.

$$2.58^{mag} \leq \beta \leq 2.72^{mag}$$

Estrelas G

$$2.55^{mag} \leq \beta \leq 2.58^{mag} \quad (b-y)_0 \geq 0.4^{mag}$$

3.2.4 Os diagramas na fotometria Strömrgren

Para além dos diagramas de cor-magnitude é frequente usar diagramas com os índices, c_0 ou m_0 *versus* uma cor, do qual a figura seguinte é exemplo.

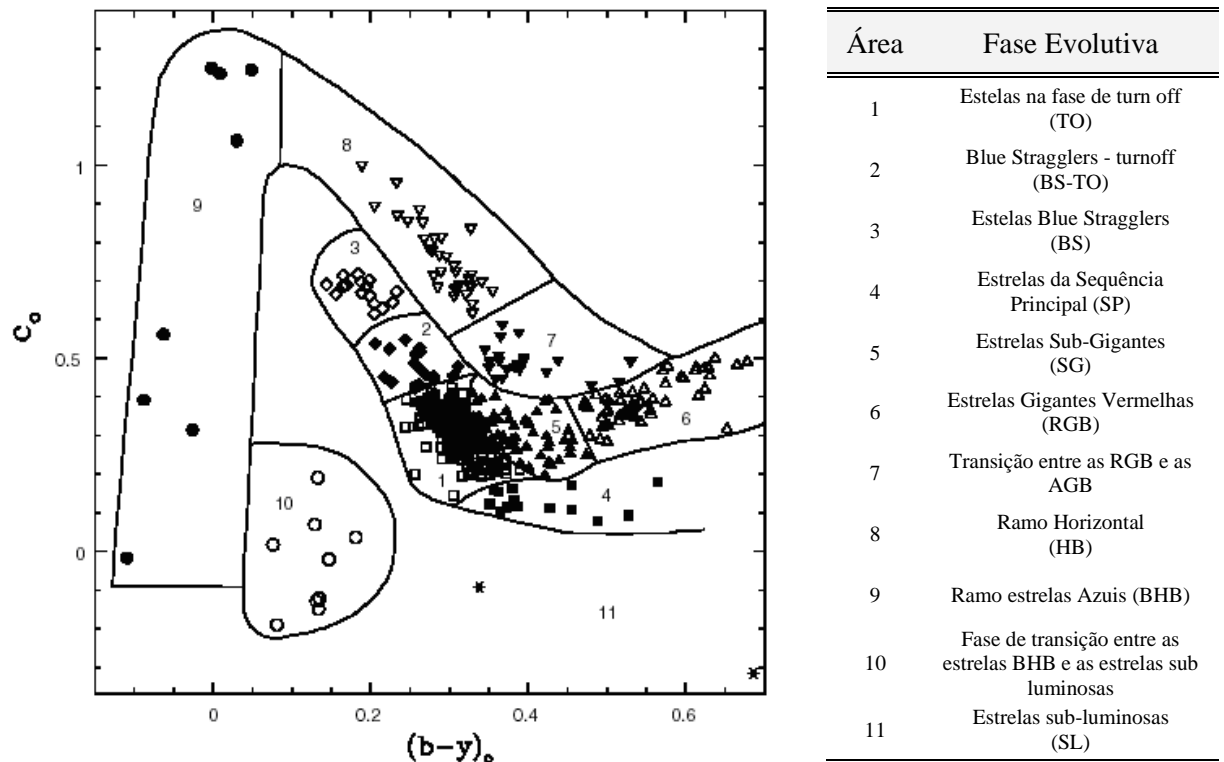


Figura 3.4: Diagrama c_0 versus $(b-y)_0$ para um conjunto de estrelas pobres em metais. (Figura retirada de Schuster et al, 2004)

O diagrama da figura 3.4 é na fotometria Strömrgren o equivalente ao diagrama HR convencional, pelo que a sua análise como nos diagramas HR, permite identificar um conjunto de “regiões” ao qual está associada uma estrela numa dada fase evolutiva específica.

A tabela ao lado do diagrama permite-nos identificar a etapa evolutiva em que as estrelas se encontram.

Para mais informações sobre como os autores elaboraram o diagrama cor-magnitude apresentado na figura, consultar o artigo de Schuster et al (2004).

3.3 Fotometria CCD

Os telescópios são aparelhos que recolhem os fotões dos objectos astronómicos, no entanto é necessário “algo” que os detecte e posteriormente os grave.

No passado recorria-se a fotomultiplicadores e a chapas fotográficas para gravar esses fotões. Nos dias de hoje, usam-se chips de silício (os CCD) que são muito sensíveis à luz, sendo constituídos por um elevado número de fracções individuais chamados de pixeis (do inglês *pixel* - picture elements). A sua construção assenta no elemento silício (Si) que pela sua natureza é muito sensível a uma larga faixa de comprimentos de onda (entre os 380 e os 900 nm), e funciona de acordo com o efeito fotoelétrico.

Os CCD revolucionaram a astronomia uma vez que conseguem registar as imagens com uma maior eficiência (chamada de eficiência quântica) do que a película fotográfica, apresentam linearidade (verifica-se que ocorre uma proporcionalidade directa entre os fotões que incidem no CCD e os electrões “ejectados”), bem como uma boa resposta à maioria da radiação (desde o infravermelho próximo até ao ultravioleta próximo).

A utilização destes dispositivos para a recolha de imagens de objectos astronómicos (como no presente trabalho), implica a refrigeração dos mesmos de forma a garantir um baixo nível de ruído.

Historicamente, os primeiros trabalhos realizados com fotometria CCD e no sistema de filtros a que o presente trabalho se reporta foram levados a efeito por Anthony Twarog, (1987) e posteriormente por Twarog & A. Twarog (1987). Os resultados levaram os autores supracitados a concluir que as suas observações permitiam obter valores de magnitudes duas unidades abaixo dos valores obtidos com as placas fotográficas.

As técnicas de redução envolvidas após a recolha de imagens têm de ter em conta a quantidade de objectos estelares presentes nas imagens recolhidas.

A densidade espacial de objectos estelares determinará o método mais adequado a cada situação, e na presente dissertação optou-se por efectuar fotometria PSF, cuja primeira fase do método implica efectuar fotometria de abertura.

3.3.1 Fotometria de Abertura

A fotometria de abertura consiste em medir as contagens registadas nos pixeis dentro de uma dada área a que se chama de abertura e cuja figura 3.5 pretende elucidar.

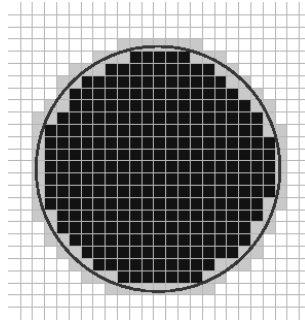


Figura 3.5: Representação esquemática de um círculo criado pela rotina phot para medição da luz de uma estrela.

Simultaneamente, o programa mede uma outra área adjacente que permitirá determinar o céu. O fluxo dentro da área de abertura é dado por,

$$fluxo = \sum \text{contas nos pixeis de abertura} - \text{Área} \times \text{fundo do céu} \quad [3.12]$$

A magnitude instrumental é obtida (em unidades ADU para o fluxo) a partir de,

$$m_i = c_0 - 2.5 \log(fluxo) \quad [3.13]$$

O ADU (do inglês Analog to Digital Unit) é a unidade de medida da intensidade do brilho num dado pixel (as contas), sendo que é directamente proporcional ao número de fótons que colidem com esse pixel.

Antes de se efectuar fotometria de abertura é necessário escolher um raio de abertura. O círculo representado na figura 3.5 (abertura) encontra-se centrado sobre a estrela e deverá ser suficientemente largo de forma a captar a maior quantidade de luz da estrela (ver círculo amarelo da figura 3.6) embora não “infinito” uma vez que não pretendemos que as estrelas vizinhas, maus pixeis ou raios cósmicos contribuam com o seu fluxo nessa área (círculo laranja da figura 3.6).

Por outro lado, e tendo como exemplo o círculo a azul da figura 3.6, se a abertura encerrar demasiado céu como o que é traduzido pelo círculo supracitado, conduz a uma relação sinal/ruído mais baixa.

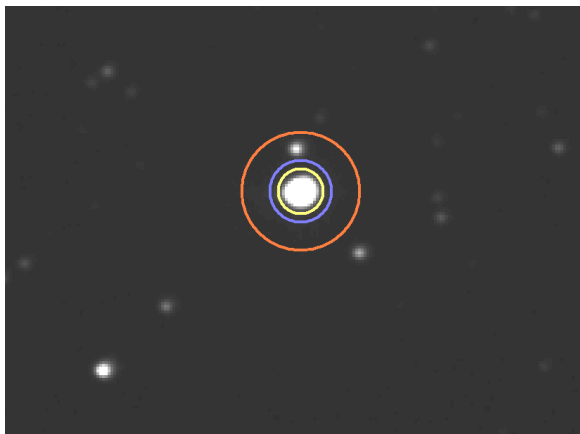


Figura 3.6: Diferentes raios de abertura centrados numa estrela. O círculo a laranja corresponde ao raio de maior abertura.

Deste modo, é necessário encontrar um compromisso entre estas imposições. Uma regra prática na determinação do valor de abertura consiste em determinar o FWHM (full width half maximum) e usar um valor de raio de abertura que esteja situado entre os quatro/cinco vezes o valor da FWHM.

O FWHM é usado para descrever uma estrela numa imagem e traduz-se como sendo a largura à meia altura do pico máximo do brilho dessa estrela. A representação de uma estrela numa imagem assemelha-se a uma gaussiana (figura 3.7).

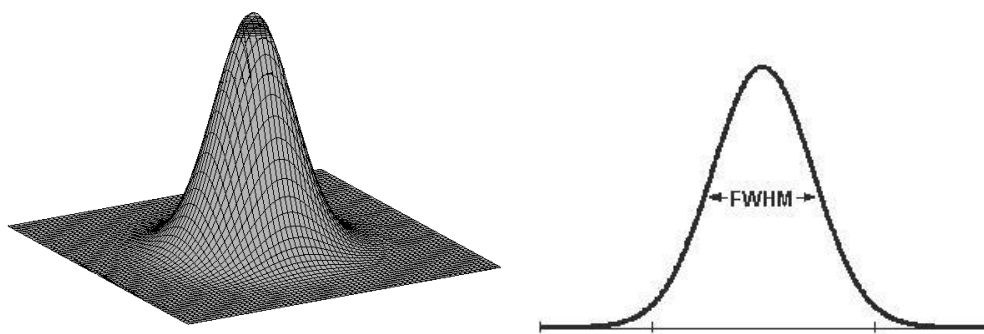


Figura 3.7: Representações esquemáticas do perfil de luminosidade (psf) uma estrela.

O FWHM para uma dada imagem astronómica é medido para um conjunto de estrelas, sendo que posteriormente se determina o seu valor médio.

Um outro método para determinar o raio de abertura consiste em fazer um estudo, para uma dada estrela, a diferentes aberturas. À representação gráfica das magnitudes obtidas em função do raio de abertura para uma dada fonte estelar, chamamos de curva de crescimento.

A análise de uma curva de crescimento permite-nos aferir que se atinge um patamar a partir de um dado valor de abertura, valor esse a partir do qual se torna desnecessário aumentar a abertura.

A figura 3.8 é exemplo de uma curva de crescimento e foi obtida para quatro estrelas de uma imagem de um dos enxames em estudo. A sua análise permite concluir que se atinge um patamar sensivelmente a trinta e cinco pixels.

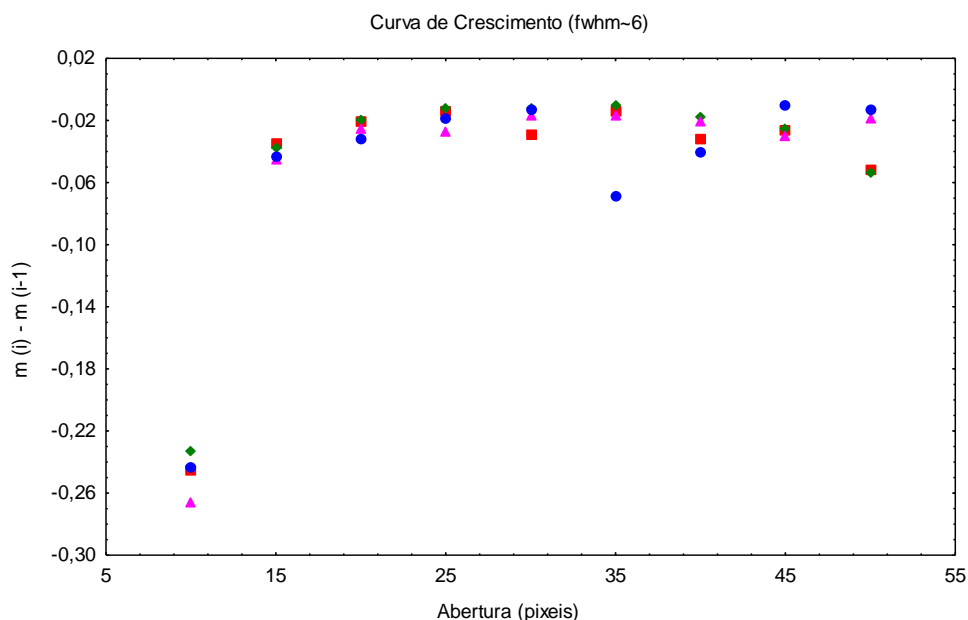


Figura 3.8: Curva de crescimento para quatro estrelas de M3 (abertura entre os 5 e os 50 pixels).

A fotometria de abertura é, normalmente, usada em imagens com poucas estrelas, brilhantes e isoladas – estrelas padrão.

3.3.2 Fotometria PSF

A fotometria PSF (*point spread function*) é mais complexa do que a fotometria de abertura e é o método escolhido quando se pretende obter fotometria em campos bastante povoados, diga-se com densidades estelares muito elevadas, ou para imagens com “objectos estelares” ténues.

O modelo PSF descreve a estrutura/forma de um objecto pontual como é registado pelo CCD. A aproximação mais simples é uma gaussiana bidimensional, tendo em conta que idealmente uma estrela é uma fonte pontual.

Na prática, nenhum modelo puramente analítico é satisfatório, pelo que se complementam com tabelas de resíduos obtidas empiricamente.

O modelo assenta na assumption que todas as estrelas numa imagem têm a mesma forma, variando apenas na escala, e consiste essencialmente em ajustar uma gaussiana a cada estrela presente na imagem e assim determinar as suas magnitudes sem que haja contaminações por parte de estrelas vizinhas.

Como explicarei mais à frente neste capítulo, a elaboração deste modelo passa por encontrar estrelas adequadas à elaboração do modelo – as chamadas estrelas PSF, o que deverá ser feito com especial atenção, e que quase sempre implica de forma manual. Assim sendo, este procedimento que deverá ser feito de acordo com alguns critérios, torna-se uma desvantagem na redução dos dados pelo tempo que consome.

3.4 Software: Rotinas e edição de parâmetros

A redução dos dados desta tese foi realizada com o software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), distribuído pelo NOAO (National Optical Astronomy Observatory).

O pacote de programas utilizado foi o DAOPHOT (Stetson, 1987) dada a sua versatilidade, bem como ao conjunto de rotinas (programas) que possui para a extracção das magnitudes.

No pacote DAOPHOT, as rotinas utilizadas para determinar as magnitudes instrumentais do presente trabalho foram as que se seguem, acompanhadas por uma explicação sucinta das mesmas:

- *daofind* – Identifica as estrelas nas diversas imagens; há um parâmetro (FWHM) que informa o programa sobre o que é uma estrela, um raio cósmico ou um objecto extenso (galáxia ou nebulosa).
- *phot* – Determina a magnitude instrumental de cada estrela na imagem por fotometria de abertura tendo em conta a lista de estrelas constantes na imagem e determinada pela rotina anterior.
- *pstselect* – Rotina utilizada para identificar um conjunto de estrelas, que na presente dissertação foi usada de modo interactivo, mas que também pode ser usada de forma automática, para a elaboração do modelo PSF.
- *psf* – Esta rotina constrói a PSF para a imagem a partir das estrelas “obtidas” pela *pstselect*. O modelo será tanto melhor quanto maior o número de estrelas utilizadas (como explicarei mais à frente).
- *nstar* – Este programa é utilizado para obter a fotometria para as estrelas vizinhas à estrela PSF, bem como à própria estrela PSF, ajustando em simultâneo o perfil das estrelas previamente agrupadas.
- *substar* – Usado para subtrair da imagem um conjunto de estrelas a partir do modelo PSF criado.
- *allstar* – Esta rotina ajusta o modelo PSF criado a todas as estrelas da imagem, partindo de uma lista que contém as suas posições, magnitudes e do modelo PSF criado. No final é criada uma imagem com todas as estrelas subtraídas que evidencia a qualidade do

modelo. Esta imagem possibilita apreciar a eficiência da detecção automática efectuada pela rotina daofind ao permitir verificar se há ou não estrelas que não foram subtraídas.

Por outro lado, a imagem gerada permite avaliar a qualidade da psf pela forma e intensidade dos resíduos deixados na subtracção.

As etapas básicas e cronológicas de redução de cada uma das imagens desta tese são as constantes no fluxograma seguinte, sendo que a seta (↺) indica um ciclo que se prende com a análise dos resultados em função do parâmetro χ (chi), e cuja explicação será dada mais à frente.

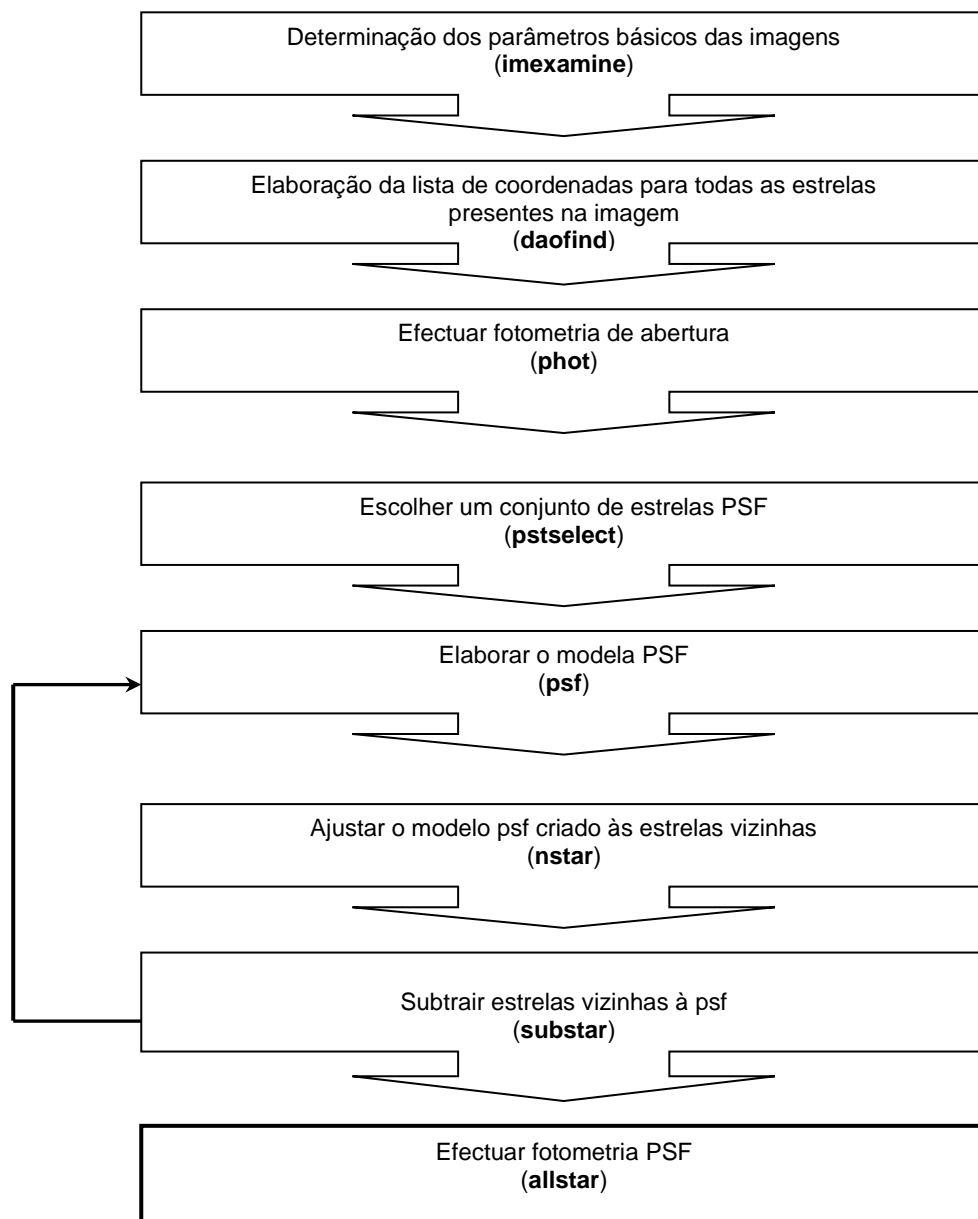


Figura 3.9: Etapas principais na elaboração do modelo PSF. (ver texto)

A dependência das várias rotinas é dada na tabela 3.1. Por exemplo, a rotina *daofind* depende “criticamente” da edição dos parâmetros *datapars* e *findpars*.

	<i>daofind</i>	<i>phot</i>	<i>pstselect</i>	<i>psf</i>	<i>nstar</i>	<i>substar</i>	<i>allstar</i>
<i>centerpars</i>		✓					
<i>datapars</i>	✓	✓	✓	✓	✓	✓	✓
<i>daopars</i>			✓	✓	✓	✓	✓
<i>findpars</i>	✓						
<i>fitskypars</i>		✓					
<i>photpars</i>		✓					

Tabela 3.1: Relação entre parâmetros utilizados nas várias rotinas

Vejamos como se editaram cada uma das rotinas anteriores, bem como os parâmetros para os quais se teve uma especial atenção.

O *datapars* contém os parâmetros que descrevem as características gerais dos dados relativas a cada uma das imagens. Os parâmetros que foram levados em conta:

- (i) *fwhmPSF*: é a FWHM da PSF em pixels. Foi medido em várias estrelas (não saturadas), através da rotina *imexamine*.
- (ii) *sigma*: desvio padrão do céu, em contas. Foi determinado com a rotina *imexam*, em pequenas áreas dentro da imagem e livre de estrelas.
- (iii) *datamin*⁴: O valor dos dados mínimos “bons”. No presente trabalho, foi adoptado como, $\text{céu} - 10\sigma$.
- (iv) *datamax*: O valor dos dados máximos “bons”. No presente trabalho, foi utilizado o valor de 63000 de modo a evitar o nível de saturação.
- (v) *readnoise*: O valor do ruído, em e^- . Este valor foi retirado do cabeçalho da imagem e o seu valor foi de três.
- (vi) *epadu*: é o ganho, em $e^- ADU^{-1}$. Este parâmetro também foi retirado do cabeçalho das imagens ($1.22e^- ADU^{-1}$).

⁴ Os parâmetros *datamin* e *datamax* são usados para detectar/remover pixels abaixo ou acima da média da imagem, isto é, para evitar que tenhamos estrelas com saturação.

O *findpars* tem como finalidade informar o *daofind* dos critérios para a detecção dos objectos estelares numa imagem. Um dos parâmetros que faz essa distinção é o *threshold*.

O *threshold* não pode, desta forma, tomar valores muito elevados se pretendermos detectar estrelas ténues, sendo por isso um dos parâmetros mais “críticos” do *daofind*.

Segundo a bibliografia, o *threshold* deverá estar compreendido entre um valor de três a cinco sigma. Deste modo, realizei um estudo em que fiz variar o valor do threshold para uma dada imagem e determinei o número de estrelas detectadas em cada ensaio. O gráfico da figura traduz os resultados obtidos.

A análise do gráfico da figura 3.10 permitiu-me verificar que o número de estrelas detectadas aumenta acentuadamente para $\text{Threshold} \leq 4$, o que corresponde à detecção de picos de ruído. Assim sendo, optei por editar a rotina com o valor de quatro.

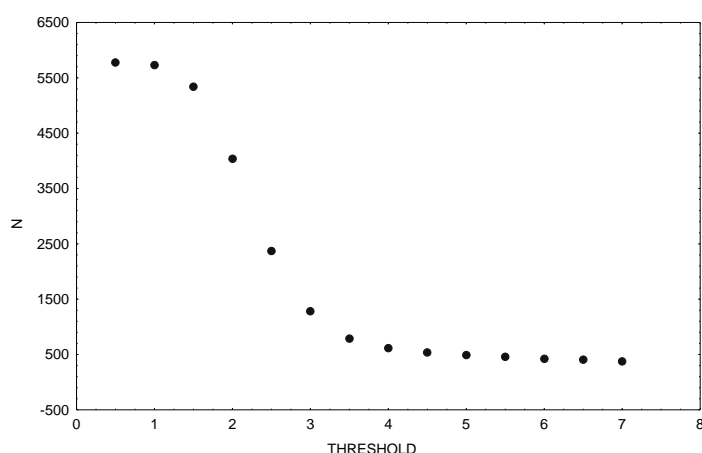


Figura 3.10: Estrelas detectadas para uma imagem de M3 em função do threshold.

O *fitskypars* indica às rotinas que têm dependência dele, quais os parâmetros relacionados com o céu (*sky background*), uma vez que este também contribui para as contagens dentro da coroa circular do *phot*. Deste modo, e para que possamos descontar tais contas, mede-se o fundo do céu numa região relativamente afastada do objecto (o chamado *sky annulus*) e assim determina-se o nível do céu.

Quando nos referimos ao *sky annulus* é necessário ter em conta dois parâmetros: o *annulus* que é o raio interior do anel e o *dannulus* que é o tamanho do anel. A figura 3.11 procura elucidar-nos sobre estes parâmetros para uma estrela individual.

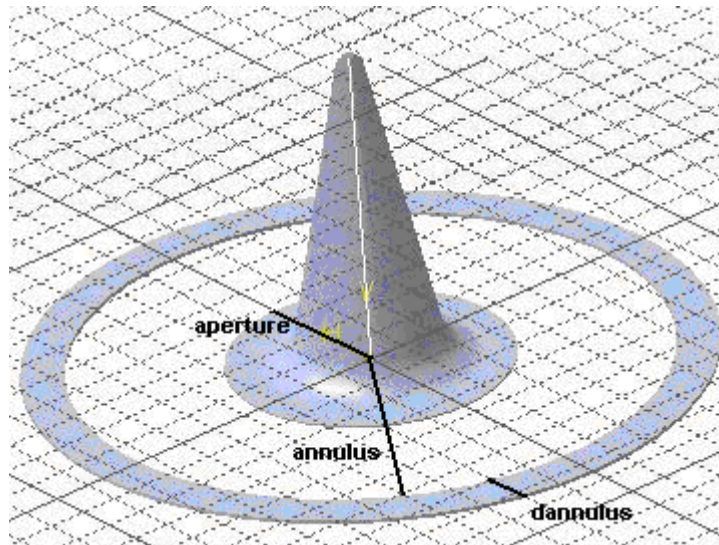


Figura 3.11: Representação esquemática do perfil de uma estrela e respectivos parâmetros a editar.

No presente trabalho, foi utilizado um valor de quarenta pixels para o *annulus* e de dez pixels para o *dannulus*.

O ficheiro *photpars* contém os parâmetros relacionados com a fotometria de abertura utilizados pela rotina *phot*.

No presente ficheiro do IRAF (*photpars*) editaram-se os parâmetros da seguinte forma:

- (i) *salgorithm*: permite ao *phot* calcular a contribuição do céu, e que no presente trabalho foi utilizado na forma “mode”.
- (ii) *aperture*: é o raio, em pixels, para efectuar a fotometria de abertura utilizado pela rotina *phot*. O valor utilizado no presente trabalho foi de 35 pixels.

O ficheiro *daopars* contém os parâmetros relacionados com a criação e respectivo ajuste do modelo PSF. Os parâmetros que se seguem determinam o sucesso da criação do modelo PSF:

- (i) *varorder*: o modelo da PSF a criar. No presente trabalho, o valor utilizado foi zero (modelo analítico constante ao longo da imagem).
- (ii) *psfrad*: é o raio, em pixels, do círculo dentro do qual a PSF é definida. O valor utilizado foi de quarenta pixels.
- (iii) *fitrad*: é o raio, em pixels, dentro do qual o modelo PSF da estrela observada é ajustado. O valor utilizado foi igual ao *fwhm* para cada uma das imagens.

O *centerpars* é um algoritmo que está desenhado de forma a determinar os centros das estrelas presentes nas imagens. O *calgorithm* foi o parâmetro editado e que determina o centro da estrela, tendo sido usado na forma “none” uma vez que se introduzia uma lista que continha os centros das estrelas (criada pela rotina *daofind*). Por vezes foi usado na forma “centroid”, conforme se poderá perceber com a explicação dada mais à frente.

3.5 A amostra: Imagens de M3 e M92

As imagens que reduzi tiveram que ser cortadas na medida em que eram “tridimensionais”, isto é, o telescópio gravou no cabeçalho mais um pixel, significando desta forma que as imagens tinham dimensões de $[816 \times 1024 \times 1]$ pixels. Como a imagem só tem um pixel na terceira dimensão, é efectivamente bidimensional, mas algumas das rotinas não admitem a forma tridimensional.

O corte da dimensão extra fez-se com a instrução *imslice*/IRAF.

Este procedimento foi aplicado a todas as imagens.

3.6 Elaboração do modelo PSF

Para obter uma boa PSF para cada imagem foram utilizadas várias estrelas. Estas estrelas, chamadas estrelas de PSF, foram escolhidas tendo em conta os seguintes critérios:

- 1 – Estrelas brilhantes;
- 2 – Estrelas relativamente afastadas umas das outras;
- 3 – Estrelas que estejam afastadas de raios cósmicos ou de pixeis maus.

Os critérios anteriores referidos deverão ser tomados em conta de modo a obterem-se razões sinal-ruído elevados (critério associado ao usarmos estrelas brilhantes), para que o ruído seja minimizado durante o processo de subtração (ao terem poucas vizinhas), para que haja uma medição da variação espacial da PSF na imagem (ao usarmos muitas estrelas e distribuídas de forma uniforme na imagem), e para que não haja contaminação por parte de maus pixeis que serão integrados na criação do modelo PSF, e cujo resultado conduzirão inevitavelmente a zonas de maior ruído após a subtração.

A rotina que permite seleccionar as estrelas a PSF foi utilizada de modo interactivo, o que permitiu ter em conta os critérios anteriormente mencionados, assim como, inspeccionar potenciais resíduos nas estrelas PSF.

Para cada imagem foi construído um modelo PSF usando quando possível, entre 10 a 30 estrelas PSF, de acordo com os critérios anteriormente mencionados.

O modelo PSF criado em todas as imagens foi constante (varorder=0), tendo-se escolhido para o presente trabalho a função Gauss, cuja parte analítica do modelo tem a forma,

$$g(r) \propto e^{-\frac{r^2}{\alpha^2}} \quad [3.14]$$

onde, r é o raio medido a partir do centro da estrela e α um parâmetro que é ajustado durante o processo de criação do modelo PSF.

De acordo com a bibliografia a função Gauss é a mais conveniente para a maioria das imagens em que a PSF está bem amostrada.

As estrelas vizinhas das estrelas PSF dentro de um raio PSF (PSF radius) de quarenta pixeis foram tidas em conta, uma vez que contribuíam com uma pequena fracção de luz para o modelo que se pretendia criar. Por outro lado, todas as estrelas com vizinhas que

contribuíssem com alguma luz dentro de um «fitting radius» de dez pixeis, eram excluídas, na medida em que afectariam demasiado o modelo PSF que se pretendia criar.

Uma vez criado um modelo PSF (chamar-lhe-emos de primeira geração), aplicou-se às estrelas vizinhas de cada estrela PSF, através da rotina *nstar* do package DAOPHOT/IRAF. A rotina anterior ajusta o modelo PSF a todas as estrelas de um grupo simultaneamente. Posteriormente, utilizou-se o ficheiro resultante da rotina anterior e aplicou-se a rotina *substar*, para subtrair as estrelas vizinhas e deste modo obter uma imagem teoricamente só com as estrelas de PSF.

Após executar as rotinas *nstar* e *substar* inspeccionou-se a imagem produzida com a rotina *substar* e aferiu-se se as estrelas vizinhas tinham realmente sido subtraídas. O processo foi iterado várias vezes e o ficheiro obtido com *nstar* verificado de modo gráfico, tendo como critério não ter estrelas com chi (χ) superior a 2.5. Foi elaborada uma PSF de segunda geração, a partir da imagem subtraída e aplicada novamente às imagens originais, com as rotinas já mencionadas (*nstar* e *substar*), até se obter convergência nos ficheiros obtidos com a rotina *nstar*.

Uma vez o modelo PSF criado, determinou-se as magnitudes das estrelas nas várias imagens recorrendo-se à rotina *allstar* do package DAOPHOT/IRAF. O ficheiro resultante é uma lista dos centros e das magnitudes para todas as estrelas presentes na imagem, assim como, uma imagem residual ausente de todas as estrelas detectadas.

A figura 3.12 permite-nos comparar a imagem do enxame e a produzida pela rotina *allstar* depois de aplicado o modelo PSF.

Uma análise destas imagens revela a presença de algum ruído de fundo no local onde se encontravam as estrelas, em especial para as estrelas mais brilhantes.

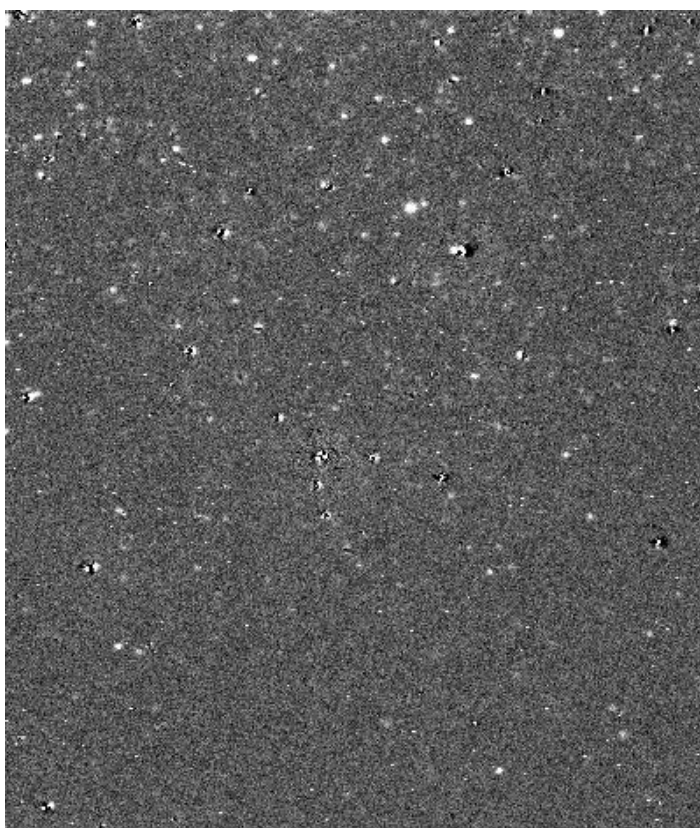
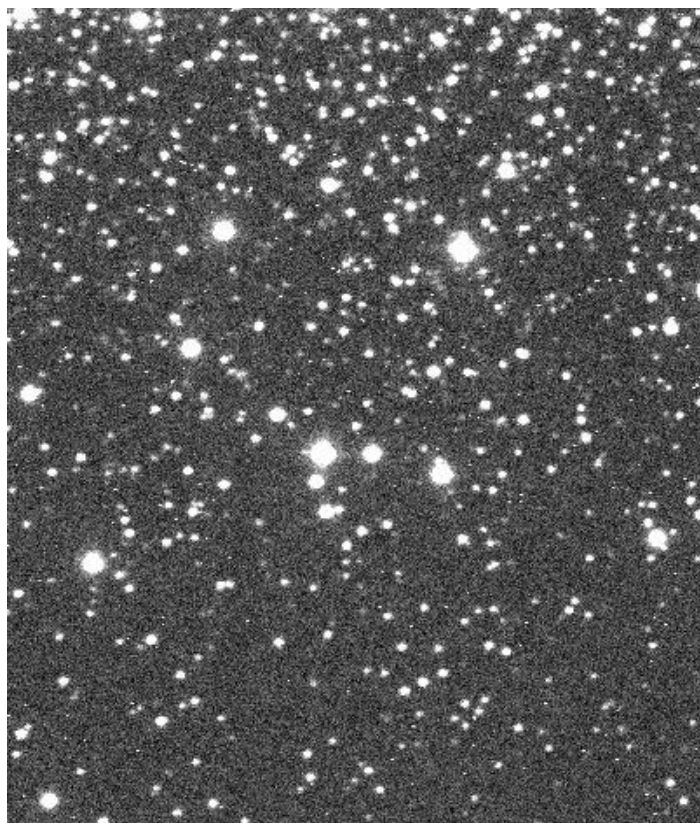


Figura 3.12: Imagem do enxame NGC 5272: antes de reduzida (imagem de cima) e depois de aplicada a rotina allstar (imagem de baixo).

Algumas das estrelas presentes na imagem subtraída (obtida pela rotina *allstar*) não foram detectadas com a rotina *daofind* (figura anterior, imagem de baixo), pelo que é necessário contabilizá-las.

Devido ao ganho de ruído durante o processo de subtracção, editei a rotina *phot* de forma interactiva e os respectivos parâmetros do modo como se utilizaram pela primeira vez, excepto o *calgorithm*, que foi usado na forma “centroid” tendo em conta a não introdução de lista de coordenadas das estrelas ainda por contabilizar (e deste modo a subtrair). O ficheiro resultante foi fundido com o obtido com a rotina *allstar* recorrendo à rotina *pfmerge* e re-numerado com a rotina *prenumber*.

Voltou-se a aplicar a rotina *allstar* tendo sido utilizado o ficheiro resultante da fusão como ficheiro de entrada.

Os resultados fotométricos obtidos pela rotina *allstar* foram analisados, em particular atenção os valores de χ , um parâmetro que nos dá uma ideia da qualidade do ajuste do modelo PSF, pois traduz-se como a razão entre os resíduos reais obtidos pela ajuste do modelo PSF e os esperados de acordo com a razão sinal-ruído.

Nos gráficos da figura 3.13 e 3.14 representam-se todas as estrelas detectadas (soma da área a vermelho+azul) para cada uma das imagens.

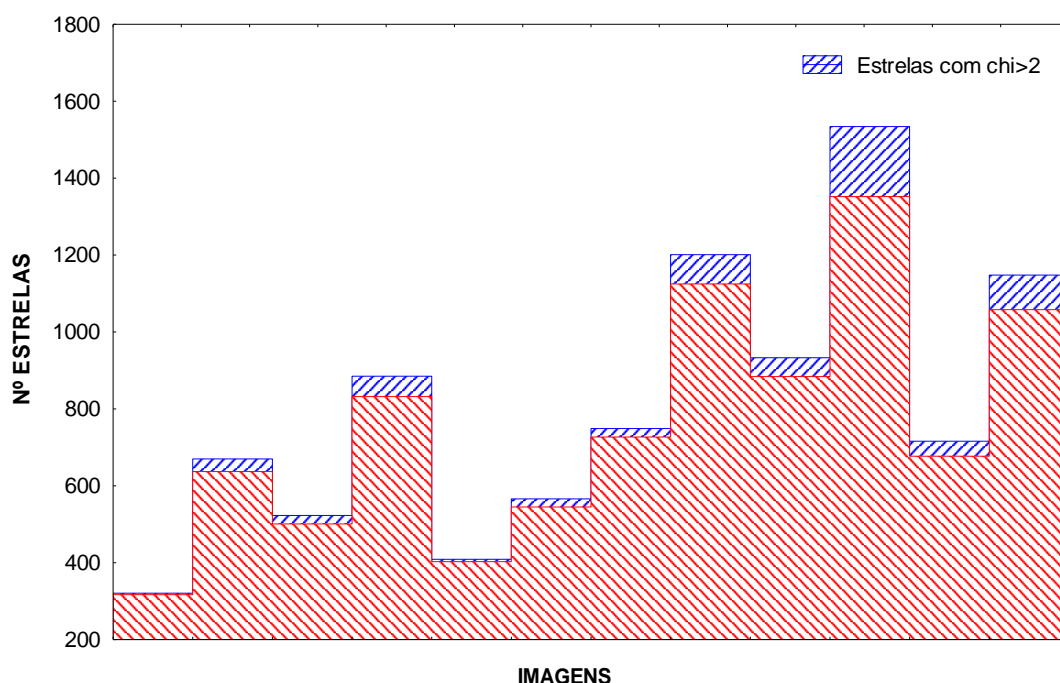


Figura 3.13: Número de estrelas detectadas por imagem versus estrelas com chi superior a dois para o enxame M92. O número total de imagens representadas é de doze.

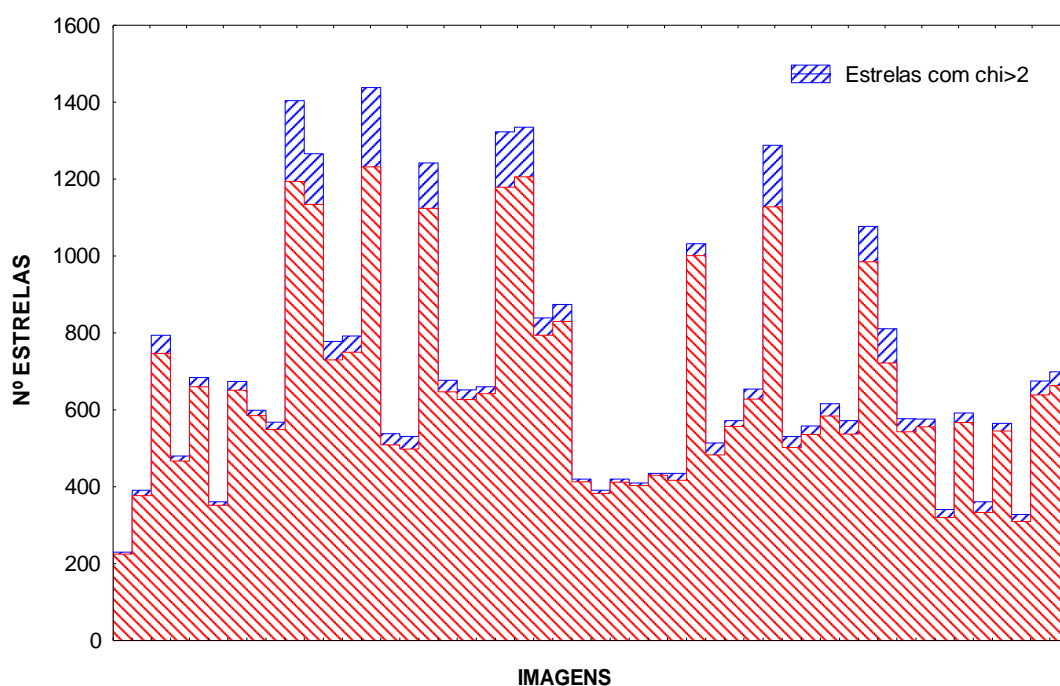


Figura 3.14: Número de estrelas detectadas por imagem versus estrelas com chi superior a dois para o enxame M3. Representam-se as cinquenta imagens reduzidas na presente dissertação.

Uma análise de ambos os gráficos permite-nos aferir a qualidade do ajuste PSF em todas as imagens, salientando-se que o número de estrelas com chi (χ) superior a dois é muito reduzida (inferior a 5% por imagem), relativamente ao total de estrelas detectadas por imagem.

Resumo do Capítulo

- Na primeira parte do capítulo fez-se uma breve revisão ao sistema fotométrico de Strömgren e as informações que são possíveis retirar a partir do mesmo:
 - o índice de cor $(b - y)$ é um indicador da temperatura efectiva e é afectado pelo excesso de cor;
 - o índice c_1 é um indicador de luminosidade (gravidade), e deste modo, do estado evolutivo de uma estrela;
 - o índice m_1 é um indicador de metalicidade;
 - o índice β é um indicador de temperatura e não é afectado pelo avermelhamento;
 - o índice $(u - b)$ é um indicador de linhas metálicas (line blanketing).
- As imagens dos exames foram reduzidas recorrendo ao IRAF e ao pacote DAOPHOT;
- O modelo PSF adoptado foi o modelo constante (varorder igual a zero) e determinado a partir da tarefa PSF/IRAF;
- Aplicou-se o modelo PSF criado com a rotina ALLSTAR/IRAF de forma a efectuar o ajuste a todas as estrelas identificadas pela rotina daofind;
- Analisaram-se todas as imagens produzidas pelo Allstar/IRAF e através da rotina PHOT/IRAF determinou-se a fotometria dessas estrelas.
- Utilizou-se novamente o ALLSTAR/IRAF de forma a determinar a magnitude de todas as estrelas presentes no campo.

«A profissão da qual faço parte tem como objectivo geral tornar o mundo físico compreensível e belo. Sem isto, ficamos apenas com tabelas e estatística.»

J. Oppenheimer

Capítulo 4

Calibração fotométrica

As propriedades físicas das estrelas tais como a temperatura, distância ou metalicidade não podem ser determinadas a partir de medidas fotométricas na sua escala instrumental.

Para derivar tais parâmetros é necessário transformar os valores das magnitudes instrumentais num sistema padrão definido cuidadosamente e adoptado pela comunidade científica. Após este procedimento será possível comparar os resultados obtidos com os resultados determinados por outros autores.

Os subcapítulos que se seguem mostram-nos os procedimentos que se efectuaram para converter os dados ao sistema padrão.

4.1 Identificação de Estrelas

Uma vez o processo de redução efectuado foi necessário identificar as estrelas comuns em todas as imagens reduzidas e nos diferentes filtros. Só posteriormente, será possível aplicar as equações de calibração e desta forma obter os dados no sistema padrão.

Os procedimentos adoptados na elaboração do ficheiro com as diferentes magnitudes foram os seguintes:

- Determinei os desvios entre as várias imagens reduzidas relativamente a uma imagem de referência recorrendo à task CENTER e IMCENROID do IRAF;
- A partir da rotina TXDUMP/IRAF retirei dos ficheiros obtidos com a rotina ALLSTAR/IRAF o valor da posição das estrelas, magnitudes instrumentais e erros (chi e merr);
- Somei o desvio obtido a todas as imagens com um programa em C efectuado para esse efeito, de modo a ter todas as imagens no mesmo referencial;
- Para efectuar a identificação das estrelas presentes nas diversas imagens elaborei um programa em linguagem C.

O programa comparava duas imagens de cada vez, sendo que uma dessas imagens é usada como referência e comparada com as restantes imagens do mesmo filtro (Apêndice B). O programa identificava as estrelas comuns em ambas as imagens com um desvio máximo de um pixel.

- Uma vez identificadas todas as estrelas entre filtros e obtidos os ficheiros com essa informação, elaborei um outro programa em C que de forma iterativa, comparava as magnitudes entre a imagem de referência e as restantes imagens no mesmo filtro e determinava a média da diferença das magnitudes das estrelas com erros pequenos. O programa parava quando a diferença entre a média das magnitudes de uma iteração e da iteração calculada anteriormente fosse menor do que um décimo do erro quadrático dos erros obtidos pela tarefa ALLSTAR/IRAF.

As tabelas B.1 e B.2, do Apêndice B, traduzem os resultados obtidos.

- Uma vez obtidos estes valores, para cada um dos exames em estudo, somou-se a \overline{X}_{mag} a cada uma das imagens e foi criado um ficheiro com a posição das estrelas comuns em

todas as bandas, magnitudes e respectivos erros, com um programa disponibilizado pelo meu orientador.

- A partir dos ficheiros anteriormente citados, elaboraram-se alguns programas em linguagem C para determinar as cores e aplicar as equações de calibração.

4.2 Estrelas padrão

No presente trabalho, a calibração ao sistema standard foi feita utilizando medidas de standards locais obtidas por C. Chavarria.

Por comparação com as imagens reduzidas na presente dissertação, em que as imagens 4.1 e 4.2 são exemplos, foi possível identificar seis estrelas locais no enxame M3 e cinco estrelas locais no enxame M92, cujos valores são os que se encontram na tabela 4.1.

Estrela (ID)	$(b - y)$	V	m_1	c_1	β
(M3) 636	0.554	15.317	0.174	0.282	2.443
(M3) 648	0.420	14.772	0.210	0.236	2.487
(M3) 650	0.717	13.636	0.363	0.495	2.523
(M3) 659	0.713	13.746	0.333	0.434	2.511
(M3) 663	0.539	14.696	0.146	0.434	2.547
(M3) 667	0.611	14.558	0.273	0.444	2.527
(M92) 9002	0.533	14.697	0.115	0.326	2.570
(M92) 9005	0.401	13.129	0.144	0.371	2.584
(M92) 9006	0.528	14.603	0.120	0.373	2.502
(M92) 10003	0.543	14.649	0.109	0.364	2.524
(M92) 10004	0.698	12.826	0.512	0.356	2.537

Tabela 4.1: Fotometria uvby β das estrelas padrão.

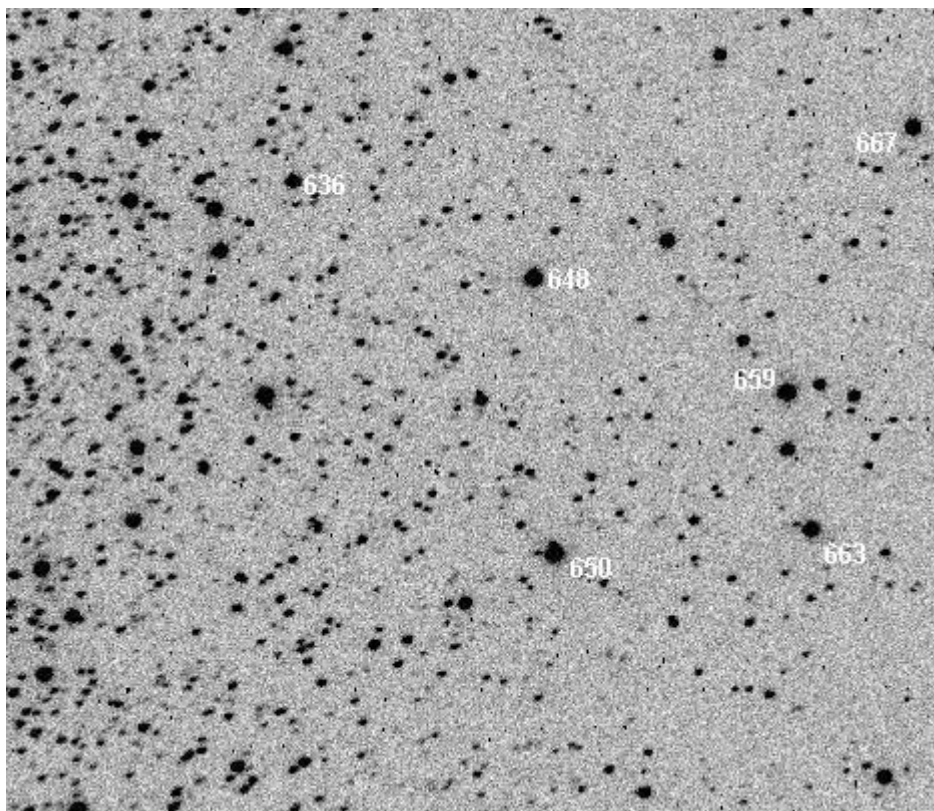


Figura 4.1: Imagem em negativo e invertida do enxame M3 (reduzida nesta tese) com identificação das estrelas standard locais.

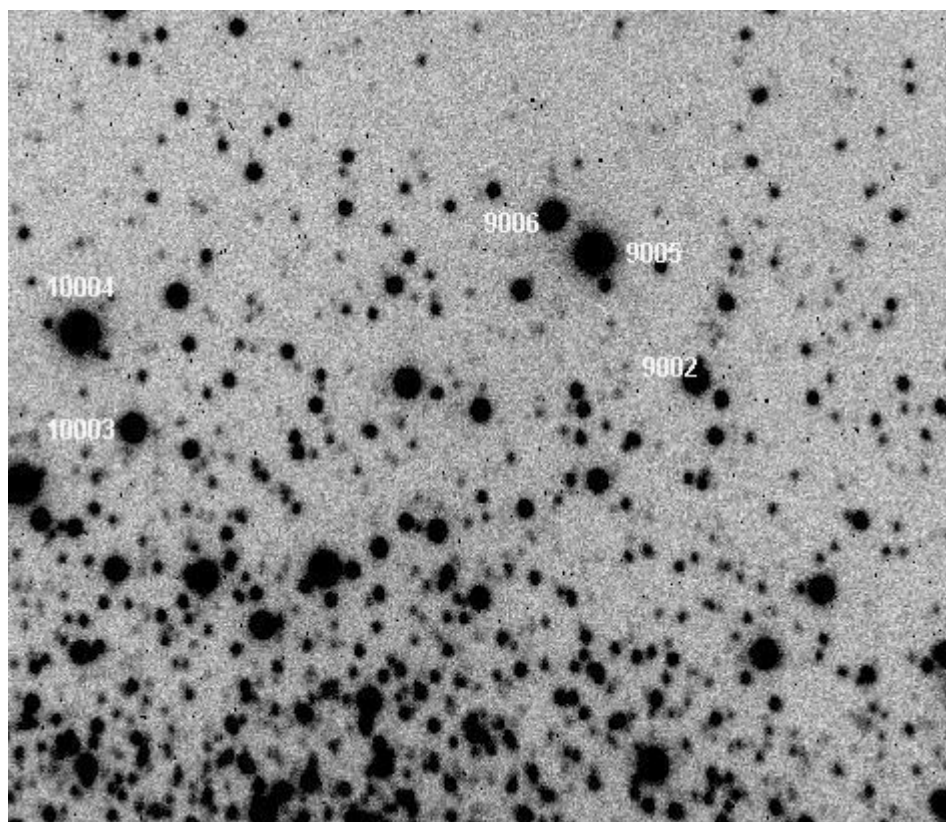


Figura 4.2: Imagem em negativo e invertida do enxame M92 (reduzida nesta tese) com identificação das estrelas standard locais.

Uma vez identificadas as estrelas standards em ambos os enxames, elaborei um ficheiro para cada um deles com a identificação das estrelas e respectivos valores de magnitudes instrumentais (identificadas com a letra *i*) e padrão (identificadas com as letras *std*), dos quais as tabelas 4.2 e 4.3 traduzem os resultados.

Estrela	(b-y)_std	V_std	c1_std	m1_std	β _std	(b-y)_i	(u-b)_i	(v-y)_i	y1_i	c1_i	m1_i	β _i
636	0.554	15.317	0.282	0.174	2.443	0.619	2.261	2.204	17.587	-0.909	0.966	1.110
648	0.42	14.772	0.236	0.21	2.487	0.522	1.882	1.984	16.919	-1.042	0.94	1.119
650	0.717	13.636	0.495	0.363	2.523	0.802	3.038	2.725	15.788	-0.808	1.121	1.094
659	0.713	13.746	0.434	0.333	2.511	0.783	2.928	2.658	15.939	-0.822	1.092	1.077
663	0.539	14.696	0.434	0.146	2.547	0.623	2.27	2.166	16.869	-0.816	0.92	1.075
667	0.611	14.558	0.444	0.273	2.527	0.707	2.594	2.433	16.741	-0.858	1.019	1.077

Tabela 4.2: Valores das magnitudes (instrumentais e padrão) para as estrelas identificadas (enxame M3).

Estrela	(b-y)_std	V_std	c1_std	m1_std	β _std	(b-y)_i	(u-b)_i	(v-y)_i	y1_i	c1_i	m1_i	β _i
9002	0,533	14,697	0,326	0,115	2,57	0,713	2,111	2,128	17,089	-0,719	0,702	1,697
9005	0,401	13,129	0,371	0,144	2,584	0,529	1,914	1,855	15,495	-0,738	0,797	1,751
9006	0,528	14,603	0,373	0,12	2,502	0,723	2,165	2,141	16,963	-0,671	0,695	1,698
10003	0,543	14,649	0,364	0,109	2,524	0,717	2,15	2,136	16,987	-0,688	0,702	1,706
10004	0,698	12,826	0,356	0,512	2,537	0,884	3,227	2,855	15,134	-0,715	1,087	1,721

Tabela 4.3: Valores das magnitudes (instrumentais e padrão) para as estrelas identificadas (enxame M92).

Segundo a prática comum (Schuster, Twarog, entre outros), adoptou-se o modelo de transformação do sistema instrumental para o sistema padrão definido pelas seguintes equações:

$$V = A + By_i + C(b - y)_i \quad [4.1]$$

$$(b - y) = D + E(b - y)_i \quad [4.2]$$

$$(u - b) = F + G(b - y)_i + H(u - b)_i \quad [4.3]$$

$$m_1 = I + J(b - y)_i + Km_{1i} \quad [4.4]$$

$$c_1 = L + M(b - y)_i + Nc_{1i} \quad [4.5]$$

$$\beta = O + P\beta_{inst} \quad [4.6]$$

Dado que o número de estrelas padrão identificadas era em número significativamente reduzido e admitindo que os coeficientes angulares (B, C, E, G, etc) para cada uma das cores é o mesmo para cada noite, empreguei as equações anteriores numa forma

modificada, segundo uma variante do método descrito em Moitinho (2001) para o cálculo da extinção atmosférica.

$$\Delta V = A + B\Delta y_i + C\Delta(b - y)_i \quad [4.7]$$

$$\Delta(b - y) = D + E\Delta(b - y)_i \quad [4.8]$$

$$\Delta(u - b) = F + G\Delta(b - y)_i + H\Delta(u - b)_i \quad [4.9]$$

$$\Delta m_1 = I + J\Delta(b - y)_i + K\Delta m_{1i} \quad [4.10]$$

$$\Delta c_1 = L + M\Delta(b - y)_i + N\Delta c_{1i} \quad [4.11]$$

$$\Delta\beta = O + P\Delta\beta_{inst} \quad [4.12]$$

onde, o índice i diz respeito ao valor da magnitude instrumental e os deltas (Δ) são as diferenças entre as magnitudes das estrelas standard e instrumentais dos enxames em estudo, para todas as combinações possíveis tendo como padrão o enxame M3, que foi escolhido pelo facto de ser o enxame para o qual tenho mais imagens.

Exemplificando para uma das cores,

$$\Delta V = V_{std}(M3) - V_{std}(M92) \quad [4.13]$$

e

$$\Delta y_i = y_i(M3) - y_i(M92) \quad [4.14]$$

As equações escritas na forma modificada (equações [4.7] a [4.12]), permitem usar simultaneamente as estrelas padrão identificadas em ambos os aglomerados, obtendo-se uma determinação mais robusta dos coeficientes angulares.

Os valores obtidos permitiram ter mais pontos e a partir desses dados, tendo em conta as equações de calibração, determinar os coeficientes angulares e posteriormente os pontos zero.

4.3 Equações de Calibração

As equações de calibração foram resolvidas com um programa em linguagem C que elaborei para o efeito, e que consiste em ajustar pelo método dos mínimos quadrados (ver Apêndice D) as equações de calibração modificadas.

O algoritmo do programa foi elaborado para que a aplicação fosse interactiva, isto é, que durante o processo fosse possível visualizar os ajustes e rejeitar os pontos desviantes cujos valores médios dos resíduos estivessem acima de um valor de sigma introduzido.

A tabela seguinte resume a análise que resultou como parâmetros de entrada para o programa e que conduziram aos resultados finais e respectivos gráficos de resíduos que se apresentam nas páginas seguintes.

Índice de cor	Estrelas removidas
V	636 e 648
$(b - y)$	-
$(u - b)$	636 e 663
m_1	636
c_1	636
β	636

Tabela 4.4: Parâmetros de entrada para a determinação dos coeficientes angulares.

A análise da tabela anterior permite-nos identificar quais as estrelas que influenciavam determinantemente os resíduos, estrelas essas que foram removidas. Posteriormente a maioria das equações foram resolvidas tendo como base mais de 90% dos pontos. Excluem-se os índices c_1 e β cujas relações entre os valores instrumentais e standard conduziam a uma relação linear fraca o que implicou usar um valor de sigma mais baixo ($\sigma = 1 \approx 70\%$ dados).

4.3.1 Índice V

O gráfico da figura 4.3 mostra-nos que existe uma relação linear entre a variação das magnitudes instrumentais y e a variação da magnitude padrão na banda correspondente.

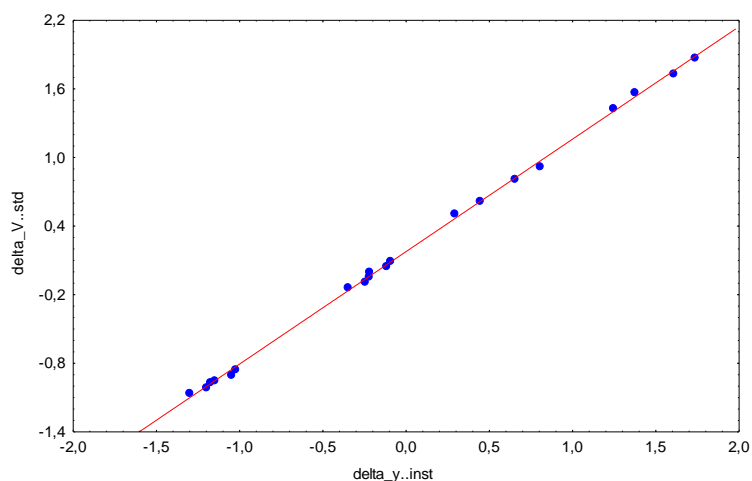


Figura 4.3: Transformação ao sistema padrão entre a magnitude ΔV_{std} e Δy_{inst} .

Aplicando a equação 4.7 aos dados obteve-se,

$$\Delta V = 0.176 \pm 0.006 + 0.096 \pm 0.048 \Delta(b - y)_i + 0.988 \pm 0.007 \Delta y_i \quad [4.15]$$

cujos gráficos de resíduos são os apresentados na figura.

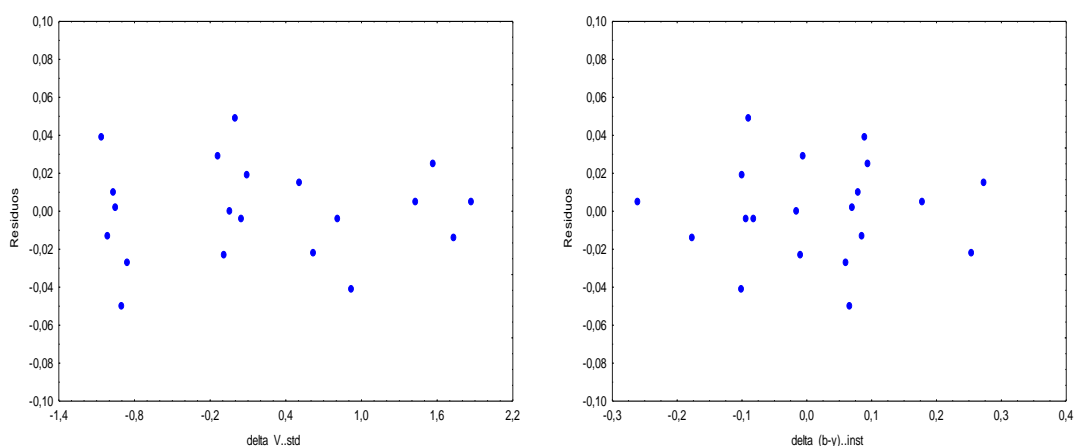


Figura 4.4: Resíduos do ajuste da equação de calibração 4.15.

4.3.2 Índice (b-y)

A partir da tabela que contém a fotometria padrão e instrumental das estrelas padrão e de acordo com a equação 4.8, procedeu-se a determinação dos coeficientes de calibração. O gráfico seguinte permite-nos ver a linearidade existente entre ambas as grandezas,

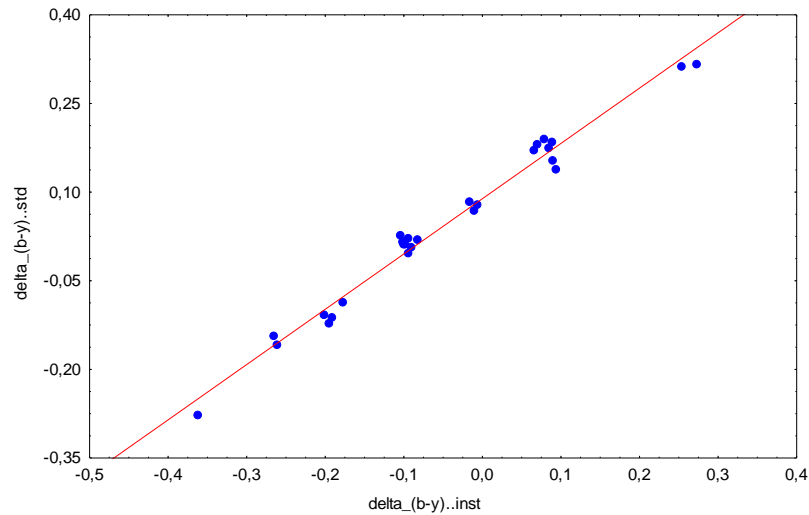


Figura 4.5: Representação das estrelas padrão em função das suas magnitudes instrumentais.

conduzindo ao resultado,

$$\Delta(b-y) = 0,089 \pm 0,004 + 0,936 \pm 0,026 \Delta(b-y)_{inst} \quad [4.16]$$

Os resíduos obtidos quando usamos a equação anterior conduz ao gráfico da figura.

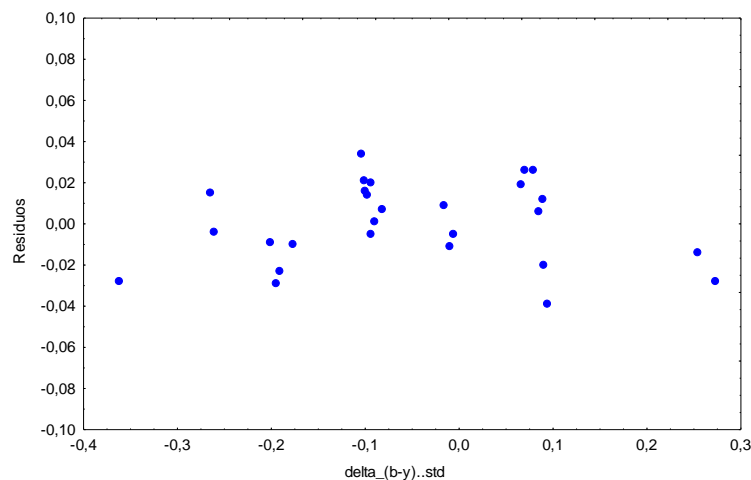


Figura 4.6: Resíduos do ajuste da equação de calibração 4.16 em $(b-y)$.

4.3.3 Índice (u-b)

O gráfico da figura 4.7, tal como nos anteriores, mostra-nos que existe uma relação linear forte entre a variação das magnitudes instrumentais na cor $(u-b)$ e a variação da magnitude padrão na cor correspondente.

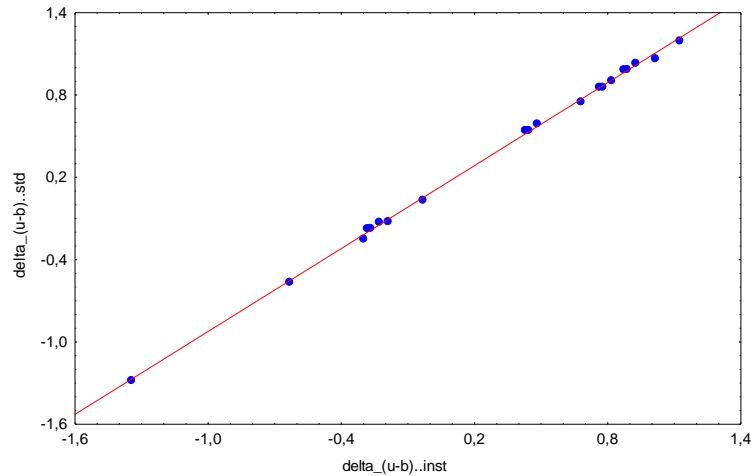


Figura 4.7: Representação das estrelas padrão em função das suas magnitudes instrumentais.

Posteriormente procedi à determinação dos coeficientes de calibração de acordo com a equação 4.9, onde:

$$\Delta(u-b) = \underset{\pm 0,004}{0,061} - \underset{\pm 0,042}{0,301}\Delta(b-y)_i + \underset{\pm 0,010}{1,076}\Delta(u-b)_i \quad [4.17]$$

Os gráficos seguintes são os dos resíduos da equação anterior.

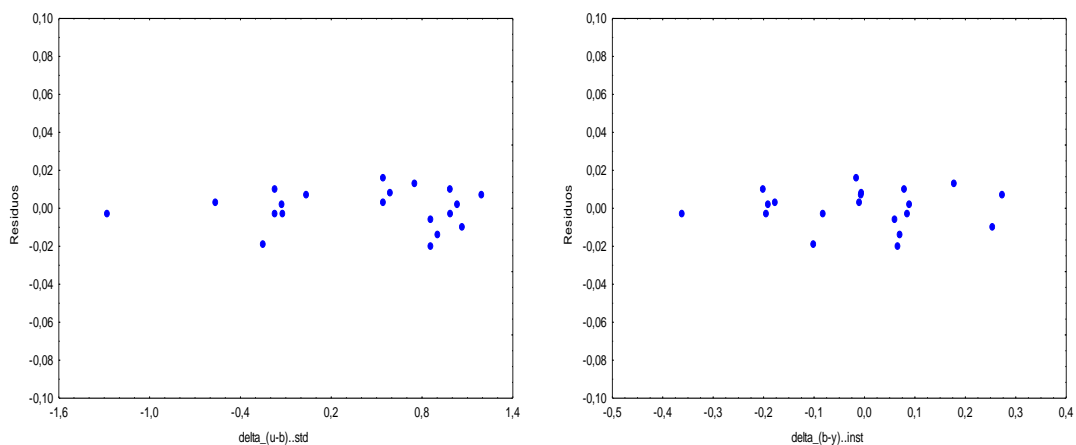


Figura 4.8: Resíduos do ajuste da equação de calibração 4.17 em $(u-b)$.

4.3.4 Índice m_1

O gráfico da figura traduz os resultados da transformação do índice de cor m_1 .

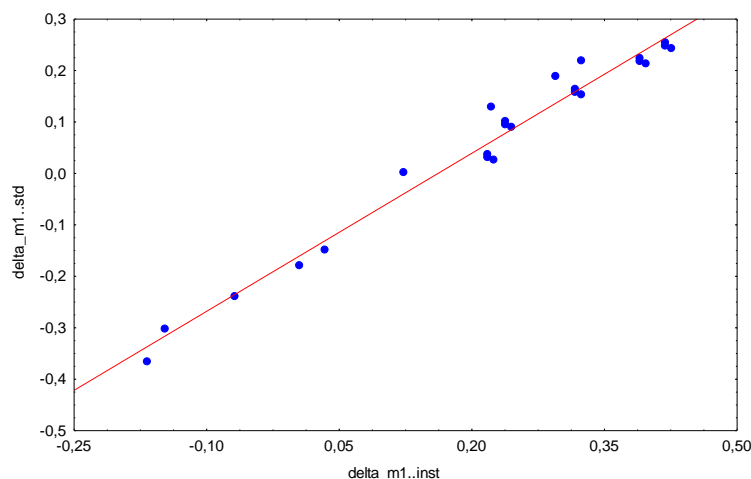


Figura 4.9: Representação das estrelas padrão em função das suas magnitudes instrumentais.

A regressão multilinear aplicada aos pontos do gráfico da figura anterior e com a utilização da equação 4.10 conduz à seguinte equação de transformação:

$$\Delta m_1 = -0.144 \pm 0.011 + 0.130 \Delta(b-y)_i \pm 0.045 + 0.945 \Delta m_{1i} \pm 0.041 \quad [4.18]$$

A partir da equação anterior procedeu-se à determinação dos resíduos.

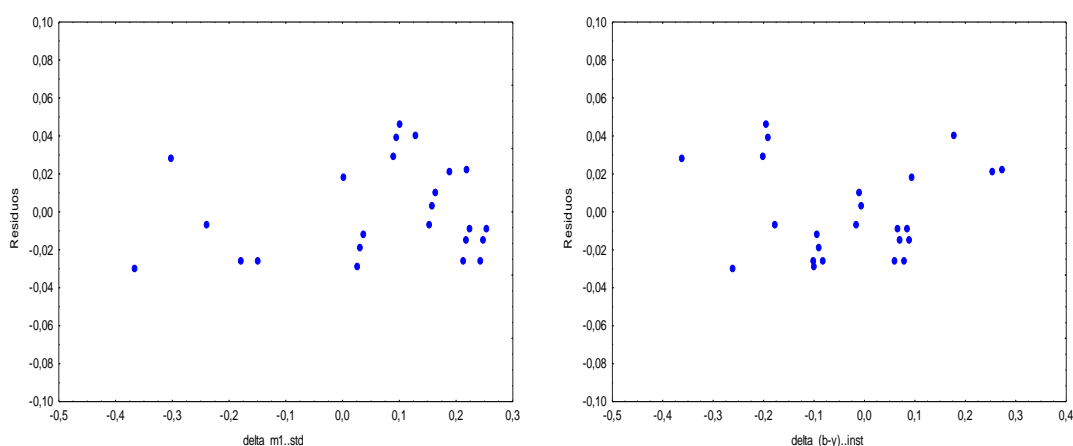


Figura 4.10: Resíduos do ajuste da equação de calibração 4.18 em m_1 .

4.3.5 Índice c_1

O gráfico da figura traduz transformação ao sistema padrão da relação entre o índice c_1 instrumental e padrão, para as estrelas observadas

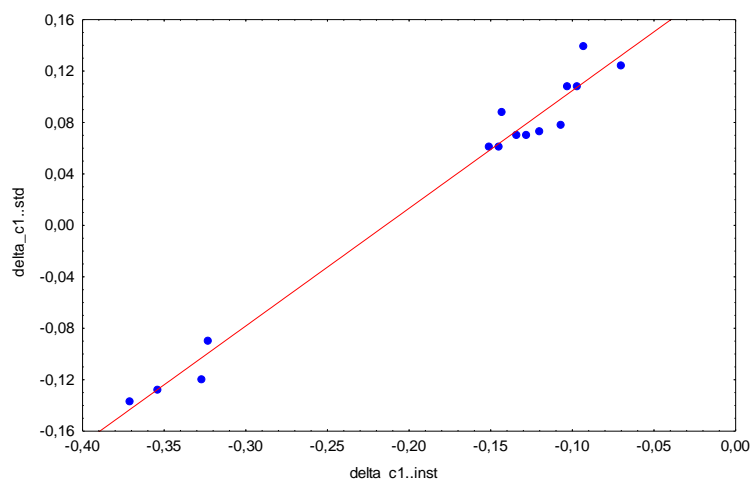


Figura 4.11: Representação das estrelas padrão em função das suas magnitudes instrumentais.

Após a aplicação da equação de calibração 4.11 aos dados instrumentais e padrão, obteve-se

$$\Delta c_1 = \underset{\pm 0,008}{0,199} - \underset{\pm 0,032}{0,021} \Delta(b - y)_i + \underset{\pm 0,049}{0,937} \Delta c_{1i} \quad [4.19]$$

Cuja aplicabilidade conduz ao gráficos de resíduos que se seguem na figura.

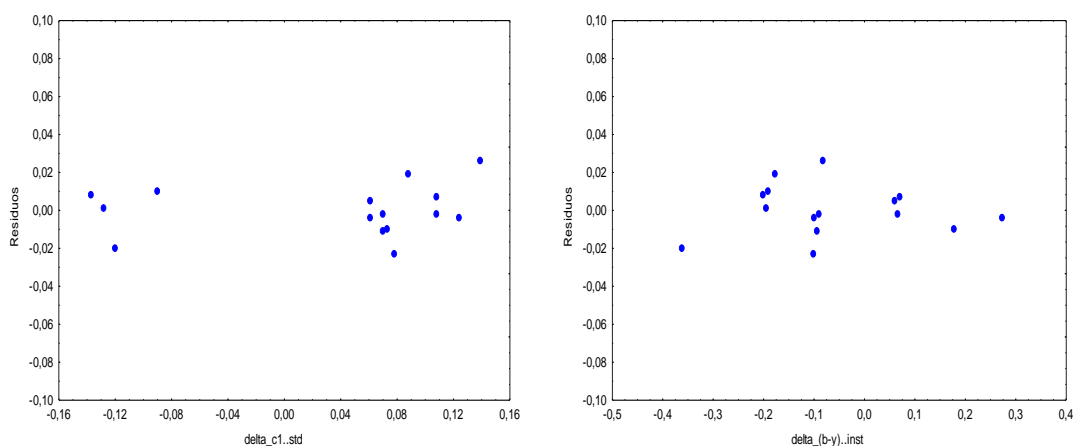


Figura 4.12: Resíduos do ajuste da equação de calibração 4.19 em c_1 .

4.3.6 Índice β

O gráfico seguinte traduz os resultados da transformação para o índice de cor beta. A relação entre β_i e β_{std} não era forte, no entanto e após a aplicação dos parâmetros anteriormente explicados obteve-se o seguinte gráfico.

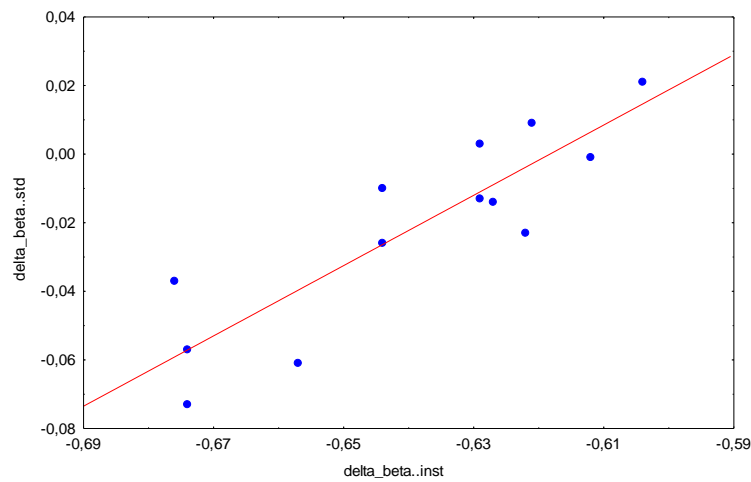


Figura 4.13: Representação das estrelas padrão em função das suas magnitudes instrumentais.

Aplicando o método dos mínimos quadrados aos pontos do gráfico da figura 4.13, os resultados conduziram à equação,

$$\Delta\beta = 0.634 + 1.025\Delta\beta_i \quad [4.20]$$

$\begin{matrix} 0.110 & \pm 0.171 \end{matrix}$

Os resíduos obtidos pela aplicação da equação em beta podem ser observados na figura,

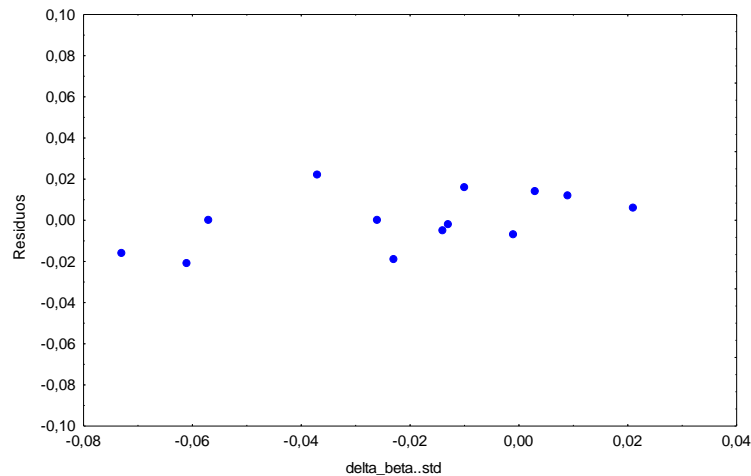


Figura 4.14: Resíduos do ajuste da equação de calibração em β .

4.4 Pontos Zero

Uma vez obtidos os coeficientes angulares aplicaram-se as equações de calibração anteriores (equação 4.1 a 4.6) a cada uma das estrelas padrão em ambos os enxames e determinaram-se os pontos zeros (PZ) para as cores e índices.

As tabelas 4.5 e 4.6 traduzem os resultados obtidos.

	PZ(V)	PZ(b-y)	PZ(u-b)	PZ(m1)	PZ(c1)	PZ(beta)
\bar{X}	-2.040	-0.040	-0.375	-0.797	1.219	1.419
σ	0.010	0.018	0.010	0.010	0.006	0.019
N	3	6	4	4	3	4

Tabela 4.5: Estatística dos pontos zero determinados para o enxame M3.

	PZ(V)	PZ(b-y)	PZ(u-b)	PZ(m1)	PZ(c1)	PZ(beta)
\bar{X}	-2.225	-0.135	-0.435	-0.637	1.018	0.775
σ	0.020	0.009	0.006	0.008	0.005	0.011
N	5	4	5	4	3	4

Tabela 4.6: Estatística dos pontos zero determinados para o enxame M92.

Uma vez os pontos zeros determinados as equações finais usadas para converter os dados instrumentais ao sistema padrão são as seguintes:

M3

$$V = -2.040_{\pm 0.010} + 0.096_{\pm 0.048}(b-y)_i + 0.988_{\pm 0.007}y_i$$

$$(b-y) = -0.040_{\pm 0.018} + 0.936_{\pm 0.026}(b-y)_i$$

$$(u-b) = -0.375_{\pm 0.010} - 0.301_{\pm 0.042}(b-y)_i + 1.076_{\pm 0.010}(u-b)_i$$

$$m_1 = -0.797_{\pm 0.010} + 0.130_{\pm 0.045}(b-y)_i + 0.945_{\pm 0.041}m_{1i}$$

$$c_1 = 1.219_{\pm 0.006} - 0.021_{\pm 0.032}(b-y)_i + 0.937_{\pm 0.049}c_{1i}$$

$$\Delta = 1.419_{\pm 0.019} + 1.025_{\pm 0.171}\beta_i$$

M92

$$V = -2.225_{\pm 0.020} + 0.096_{\pm 0.048}(b-y)_i + 0.988_{\pm 0.007}y_i$$

$$(b-y) = -0.135_{\pm 0.009} + 0.936_{\pm 0.026}(b-y)_i$$

$$(u-b) = -0.435_{\pm 0.006} - 0.301_{\pm 0.042}(b-y)_i + 1.076_{\pm 0.010}(u-b)_i$$

$$m_1 = -0.637_{\pm 0.008} + 0.130_{\pm 0.045}(b-y)_i + 0.945_{\pm 0.041}m_{1i}$$

$$c_1 = 1.018_{\pm 0.005} - 0.021_{\pm 0.032}(b-y)_i + 0.937_{\pm 0.049}c_{1i}$$

$$\beta = 0.775_{\pm 0.011} + 1.025_{\pm 0.171}\beta_i$$

4.5 Erros fotométricos

A rotina allstar/IRAF ao efectuar a fotometria PSF calcula a incerteza na determinação dessa mesma magnitude (medida), fornecendo-nos deste modo um erro instrumental. A combinação das várias medidas conduz-nos a uma dispersão dessas medidas, cujos resultados são os apresentados nas figuras 4.15 e 4.16 em função da magnitude V para todas as cores e para ambos os enxames.

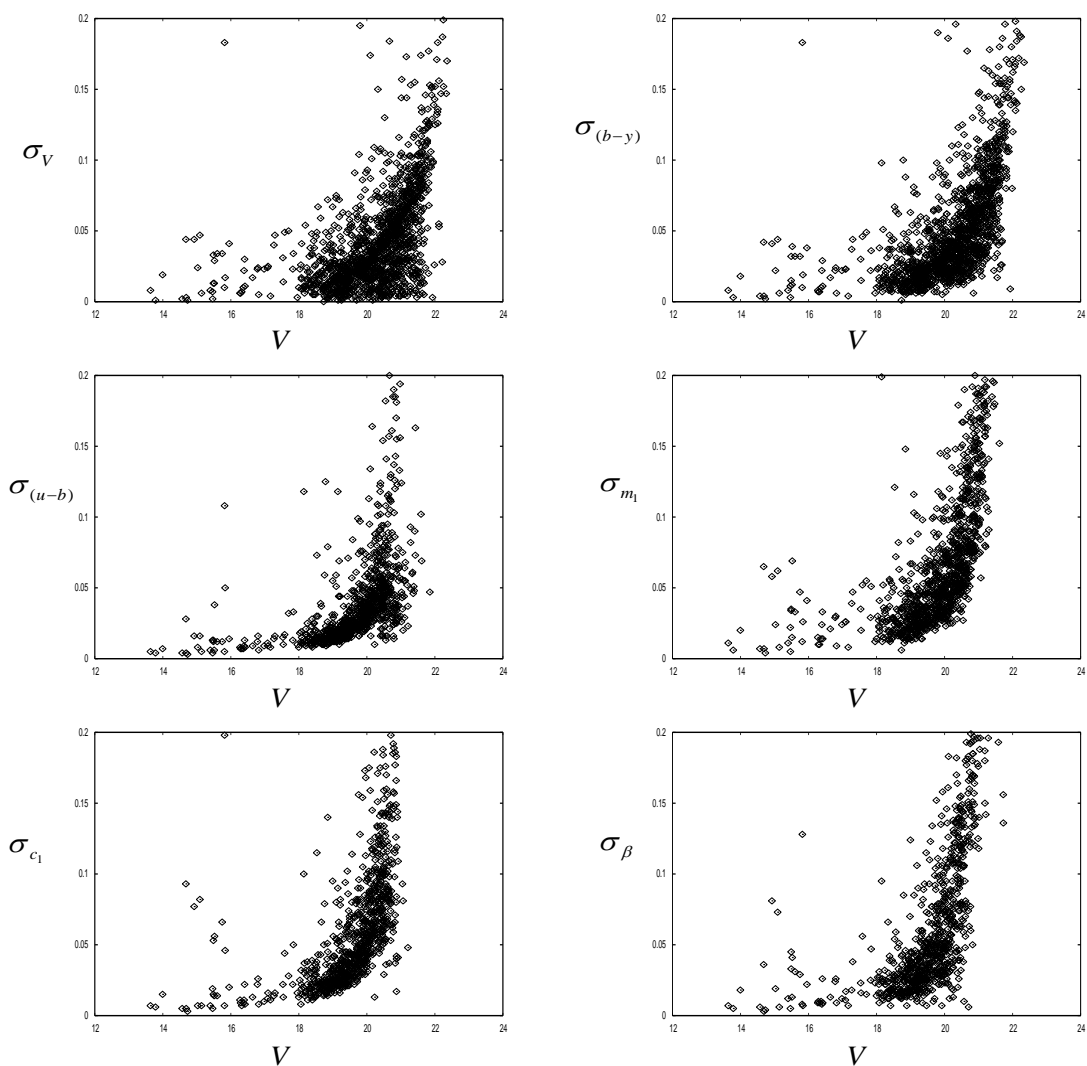


Figura 4.15: Erros das magnitudes (cores) em função da magnitude V para todas as estrelas pertencentes ao enxame M3.

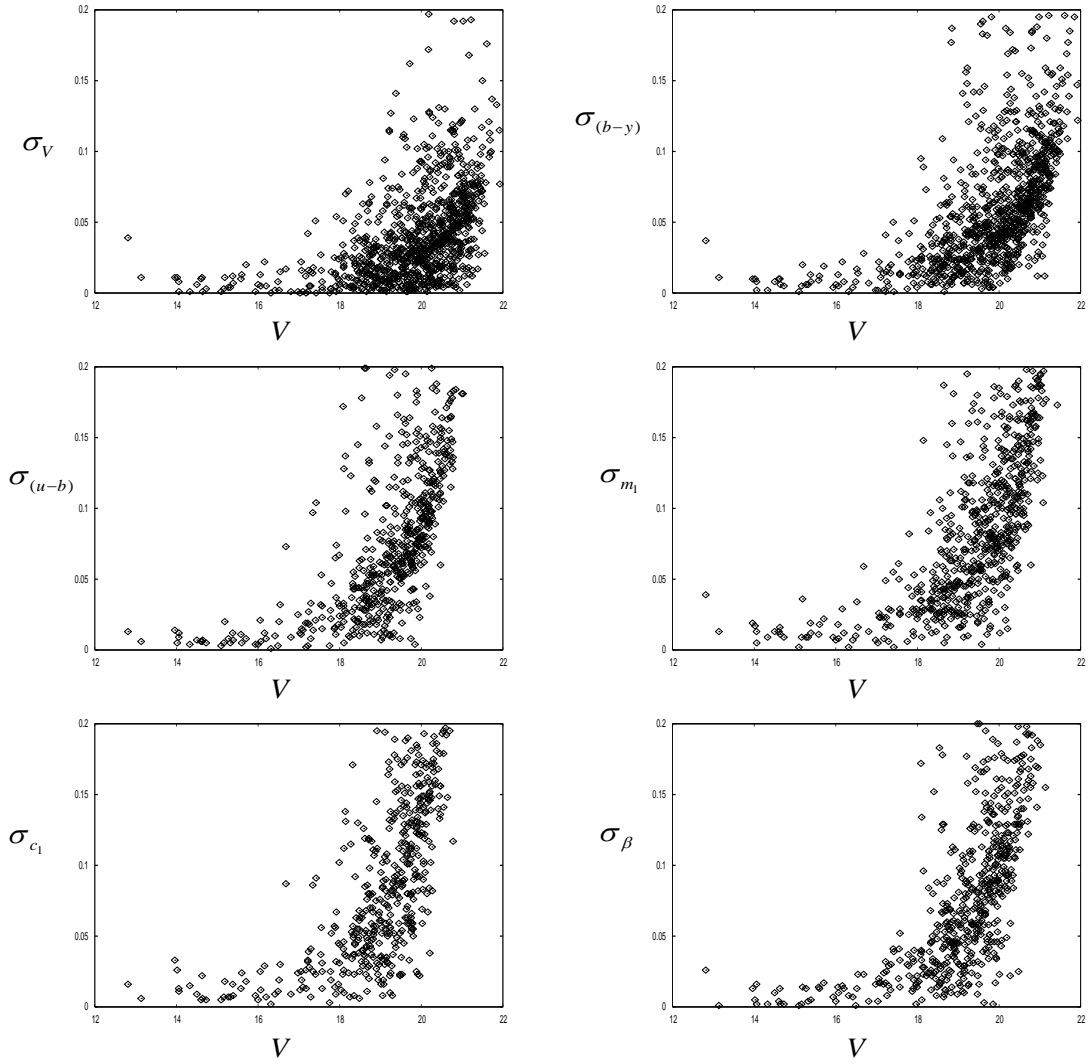


Figura 4.16: Erros das magnitudes (cores) em função da magnitude V para todas as estrelas pertencentes ao enxame M92.

Os erros registados são função de um conjunto de factores tais como, os filtros usados, o detector, o tempo de exposição, condições de observação, modelo PSF; etc.

A propagação dos erros associados às cores (tendo em conta os erros instrumentais e o das transformações) foi determinada usando a variância de uma função, onde para uma função genérica $f(x, y)$, o erro é determinado por

$$\sigma(f(x, y)) = \sqrt{\left(\frac{\partial f}{\partial x}\right)^2 \sigma^2(x) + \left(\frac{\partial f}{\partial y}\right)^2 \sigma^2(y)} \quad [4.21]$$

Os erros apresentados no próximo capítulo serão determinados segundo a definição de erro padrão de uma amostra de “objectos” com erros independentes, isto é,

$$\sigma_N = \frac{\sigma}{\sqrt{N}} \quad [4.22]$$

onde, σ é o desvio padrão das medidas e N o número de estrelas usadas para determinar os parâmetros estelares.

Resumo do capítulo

No presente capítulo foram descritos os procedimentos de forma a obter as equações de calibração.

- Foram identificadas a partir dos mapas fornecidos por Schuster, seis estrelas standards locais para o enxame M3 e cinco estrelas para o enxame M92.
- Foram elaborados, um conjunto de programas em linguagem C que permitiram comparar as imagens, obter diferenças entre magnitudes e deste modo obter as equações de calibração.
- As equações de calibração foram determinadas recorrendo a um programa em C elaborado para o efeito.
- Determinaram-se os pontos zero cujos erros são inferiores a 0.02 mag.
- Os valores obtidos são satisfatórios para a maioria dos índices, em particular o índice m_1 e para as cores V e $(b - y)$, sendo que a relação entre os β padrão e instrumentais era fraca, tendo sido necessário efectuar um estudo e rejeitar um conjunto de pontos.

«A imaginação é mais importante que o conhecimento, pois o conhecimento é limitado, ao passo que a imaginação abarca o mundo inteiro, estimulando o progresso, dando origem à evolução. É [...] um factor real na pesquisa científica.»

Albert Einstein

Capítulo 5

Resultados Observacionais

A partir dos resultados da fotometria obtidos nos dois capítulos anteriores, o presente capítulo permite-nos aferir informações importantes sobre parâmetros estelares. Para tal, elaboram-se e analisam-se um conjunto de diagramas fotométricos para ambos os enxames.

Faz-se ainda uma análise, recorrendo aos diagramas anteriormente referidos, para avaliar a contaminação por estrelas de campo.

Posteriormente, determinam-se os parâmetros estelares para os enxames NGC5272 (M3) e NGC6341 (M92), nomeadamente:

- Excesso de cor, $E(b - y)$;
- Metalicidade, $[Fe / H]$;
- Módulo da distância, $(m - M)$;
- Idade.

Os resultados obtidos para as duas amostras de estrelas em estudo (M3 e M92) serão confrontados com os estudos previamente elaborados para ambos os enxames, por outros autores.

5.1 Diagramas Fotométricos

Nesta secção, efectuam-se os diagramas $(V, b - y)$, $(V, v - y)$ e $(c, b - y)$ para os dois enxames.

Em ambos os diagramas representam-se as estrelas constantes na amostra em análise com erros em $\sigma_{cor} \leq 0.05$, onde $cor = m_0, (b - y)_0, c_0, V_0$.

Os diagramas, na sua maioria, encontram-se corrigidos de excesso de cor. Há a referir, no entanto, que só mais à frente explicarei este conceito e o modo como foi obtido.

5.1.1 Diagramas Fotométricos para o Enxame M3

Na figura seguinte apresento o diagrama observacional cor-magnitude $(V, b-y)$ para o enxame M3, onde indico as fases de evolução estelar mais importantes, anteriormente referidas no capítulo I.

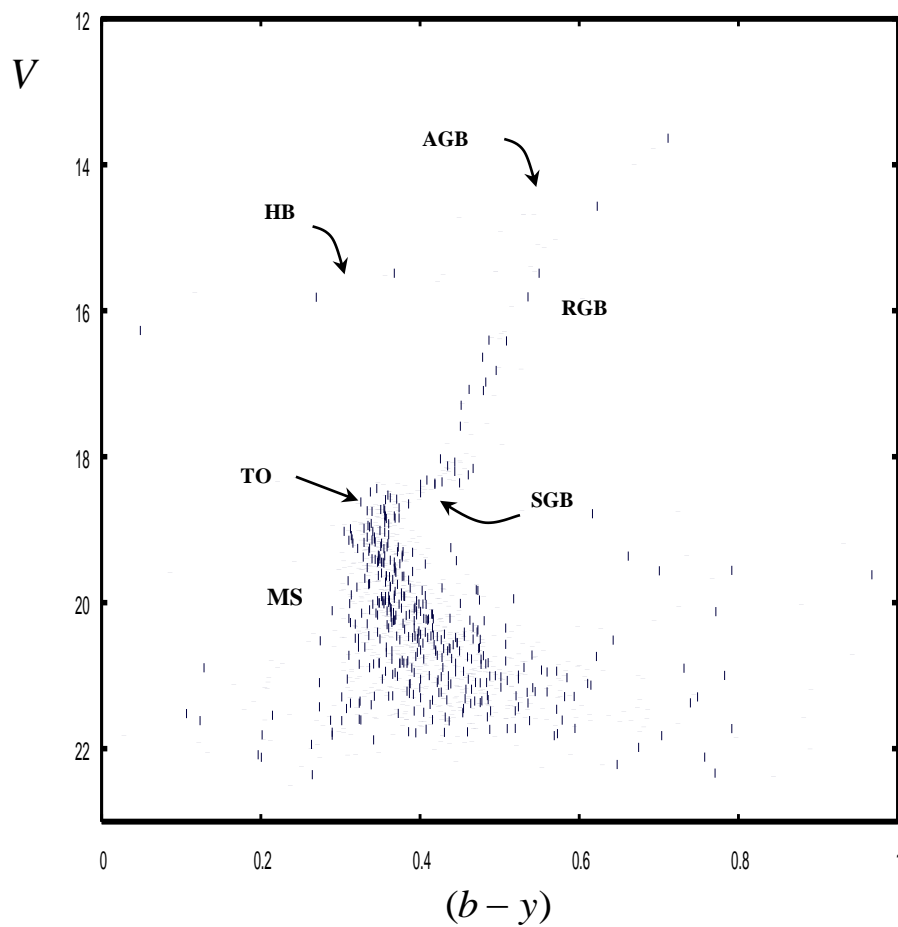


Figura 5.1: Diagrama $(V, b-y)$ do enxame M3 sem correcção de extinção e com indicação das fases evolutivas.

A análise da figura 5.1 mostra-nos um *turnoff* (TO) bem definido, bem como o ramo das sub-gigantes (SGB) e das gigantes vermelhas (RGB). O ramo horizontal (HB), no diagrama encontra-se pouco povoado e insuficientemente definido.

O diagrama cor-magnitude assemelha-se à maioria dos diagramas já elaborados para este enxame.

Os diagramas seguintes encontram-se corrigidos de extinção, valor este determinado no presente trabalho e cuja explicação será dada mais à frente

O diagrama V_0 versus $(v-y)_0$ define a sequência principal ligeiramente melhor do que o tradicional diagrama V vs $(b-y)$, uma vez que a cor $(v-y)$ é mais sensível à temperatura do que o índice $(b-y)$.

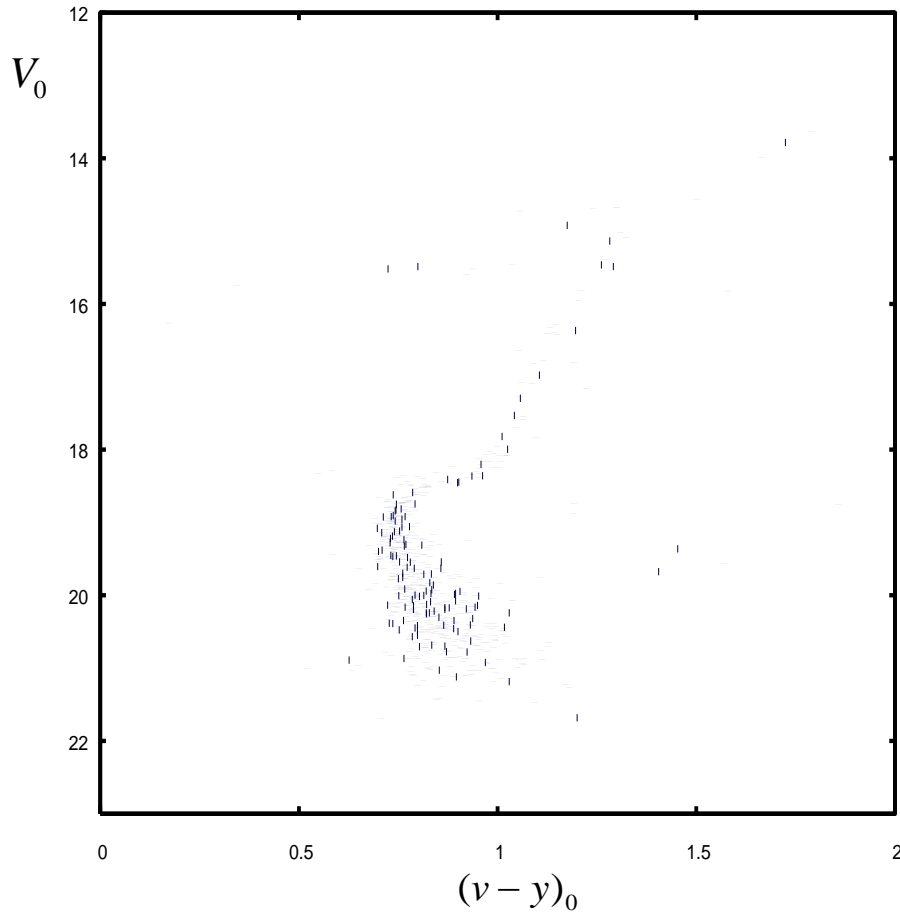


Figura 5.2: Diagrama $(V, v-y)$ para o enxame M3 com correcção de excesso de cor.

Para estrelas do tipo F e G, c_0 é um índice da medida do tamanho do salto de Balmer, o que por sua vez é uma medida da gravidade de uma estrela e consequentemente do estado evolucionário da mesma. Deste modo, c_0 pode ser usado para distinguir estrelas evoluídas de estrelas não evoluídas e assim determinarmos a idade das estrelas perto do TO.

Elaborando um diagrama c_0 versus $(b-y)_0$ podemos averiguar os estágios evolucionários das estrelas, o que o torna equivalente a um diagrama HR com c_0 como indicador de luminosidade e $(b-y)_0$ indicador de temperatura.

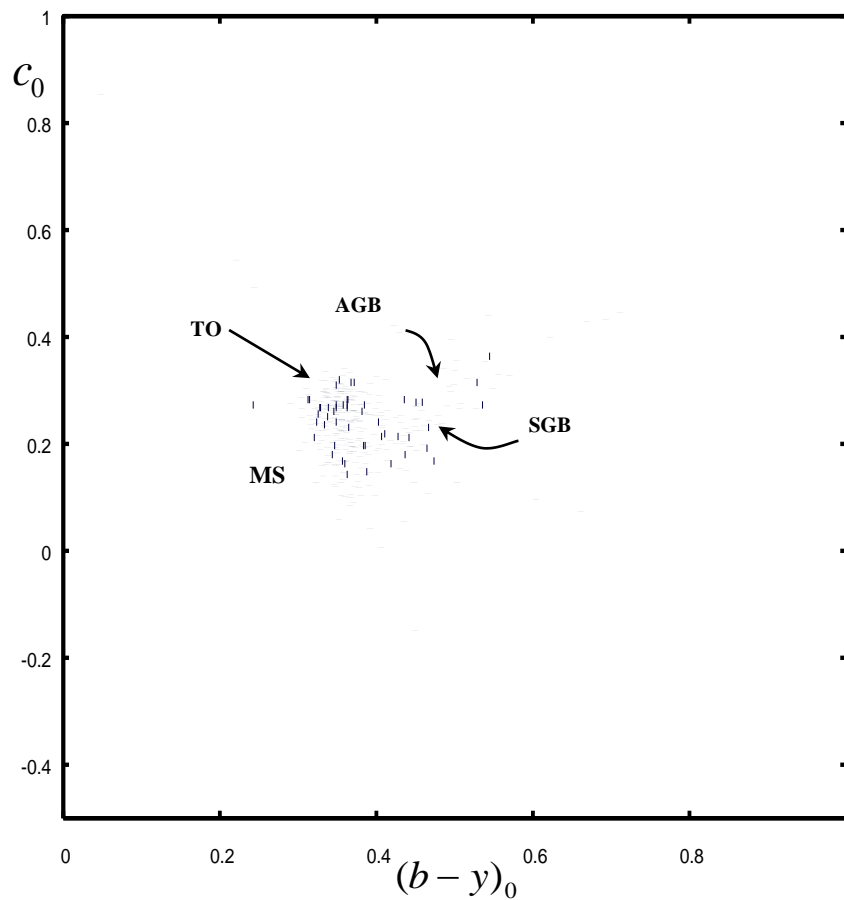


Figura 5.3: Diagrama $(c, b-y)$ para o enxame M3 com correcção de extinção e com indicação das fases evolutivas.

As várias fases evolutivas estão representadas de forma meramente indicativa, sendo que a informação mais pertinente é a que a concentração de estrelas no diagrama para $(b-y) \approx 0.35-0.4$ corresponde ao ponto de *turnoff* (TO).

5.1.2 Diagramas Fotométricos para o enxame M92.

O diagrama observacional cor-magnitude ($V, b-y$), sem correcção de excesso de cor, para o enxame M92 é o que se apresenta a seguir.

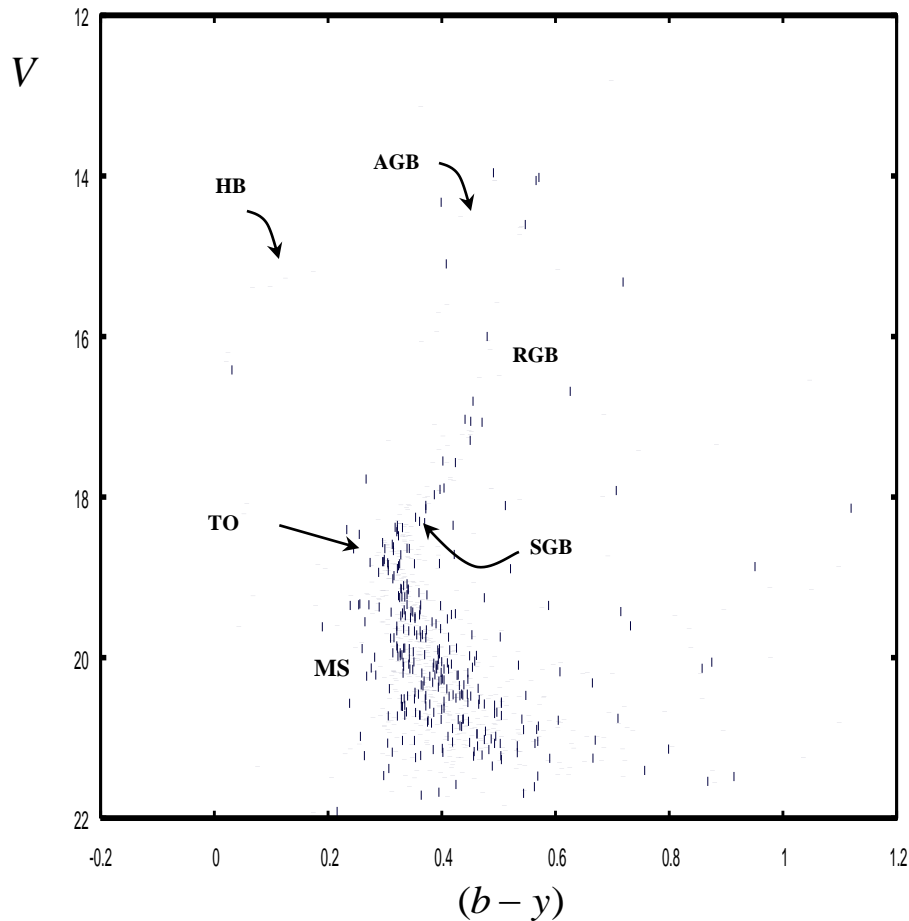


Figura 5.4: Diagrama $(V, b-y)$ do enxame M92 sem correcção de extinção e com indicação das fases evolutivas.

A observação do diagrama anterior permite evidenciar uma maior dispersão de estrelas e menos povoado do que o enxame M3, no entanto permite-nos também confirmar a presença do TO, o SGB, RGB, AGB e o HB.

O diagrama da figura 5.5 permite-nos verificar o TO com mais clareza do que o anterior.

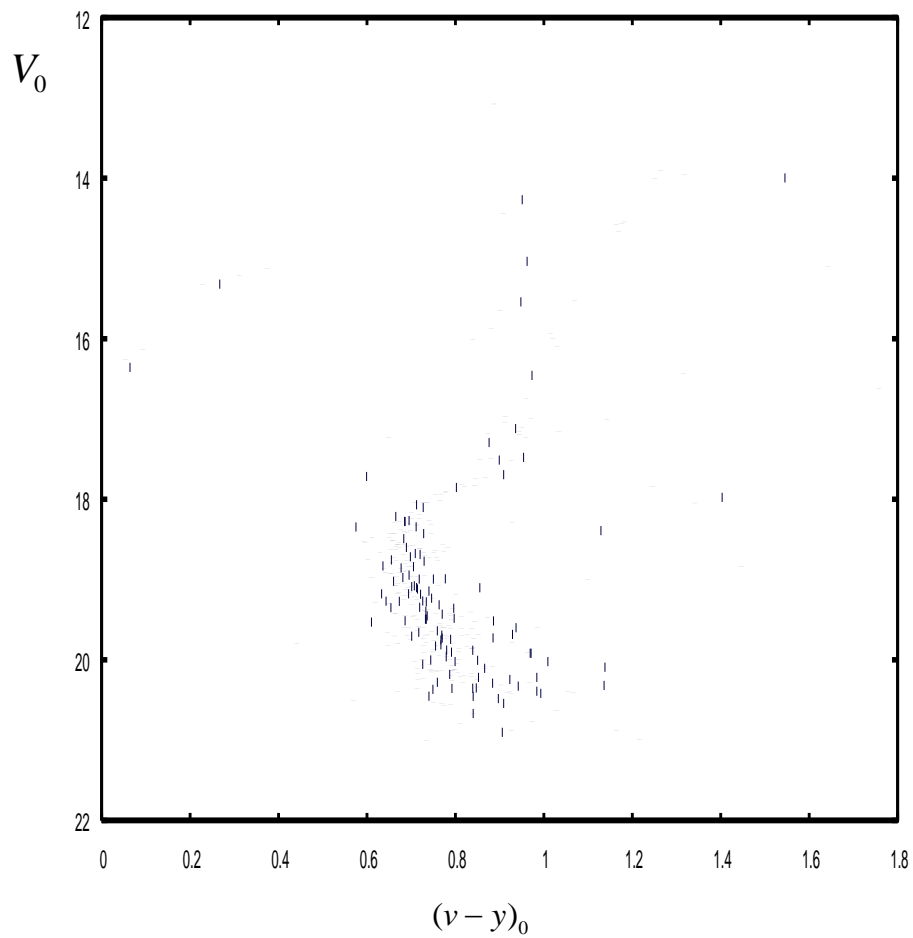


Figura 5.5: Diagrama $(V, v - y)$ para o enxame M92 com correcção de excesso de cor.

O diagrama c_0 versus $(b-y)_0$ da figura apresenta também de forma meramente indicativa as várias fases evolutivas.

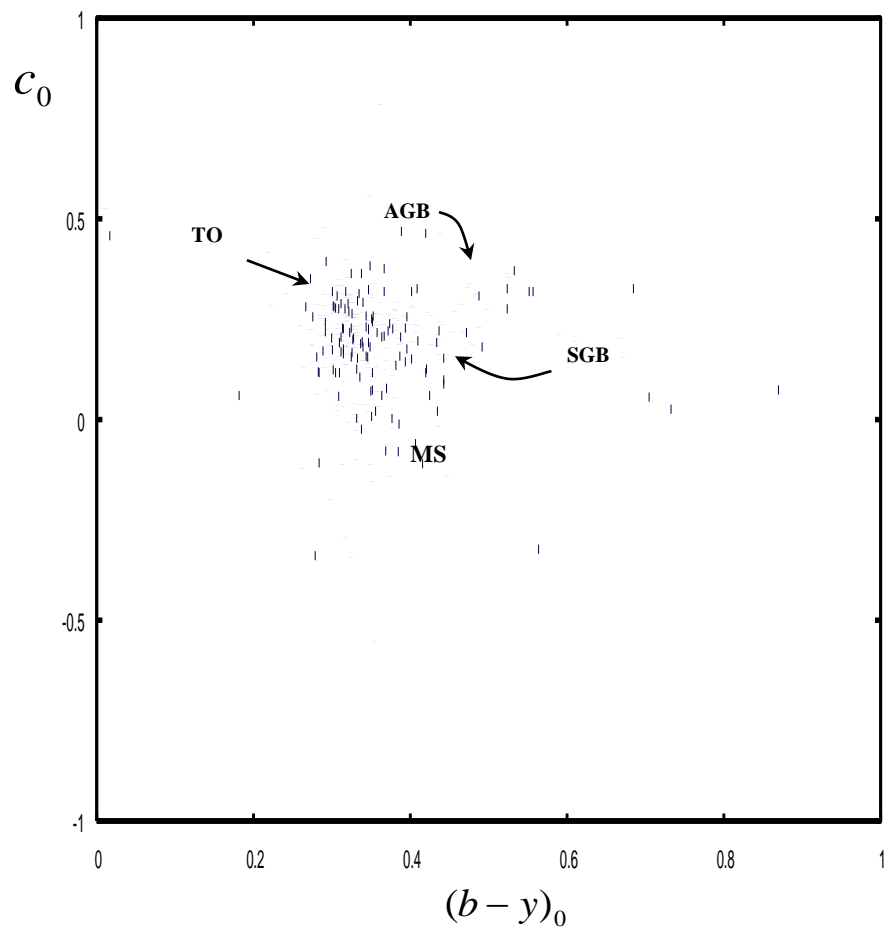


Figura 5.6: Diagrama $(c, b-y)$ para o enxame M92 com correcção de extinção e com indicação das fases evolutivas.

5.2 Membros do enxame

Quando se efectua um estudo num enxame globular é necessário identificar da amostra de estrelas presentes quais aquelas que não pertencem ao enxame.

Uma das vias para a selecção dessas estrelas consiste na análise dos seus movimentos próprios.

Uma vez que não tenho medidas astrométricas para as estrelas do meu enxame, baseei-me exclusivamente nos dados fotométricos obtidos.

No final da década de oitenta, Anthony-Twarog (1987) usou o índice de metalicidade (m_1) para remover estrelas de campo que surgiam nos diagramas de cor, permitindo-lhe obter diagramas com sequências bem definidas e pouca dispersão nas mesmas.

Utilizei, deste modo, a mesma técnica e elaborei os diagramas m_1 versus V para ambos os enxames.

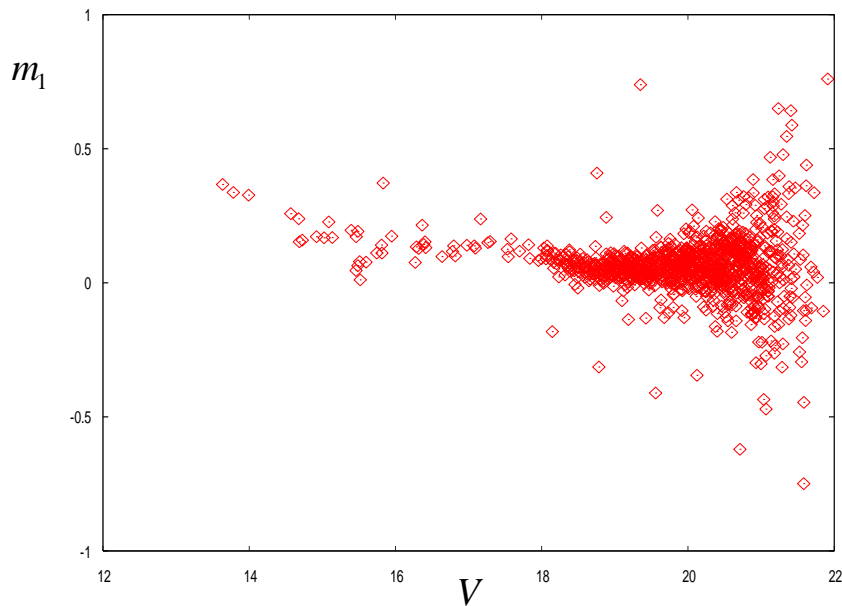


Figura 5.7: Diagramas m_1 versus V para o enxame M3.

A análise dos diagramas permite-nos averiguar que todas as estrelas que apresentem valores de m_1 elevados/baixos relativamente à sequência poderão constituir-se como estrelas de campo. Deste modo, é possível verificar uma sequência bem definida para o

enxame M3 e alguma dispersão na sequência do enxame M92 o que poderá ser revelador de uma maior contaminação de estrelas de campo.

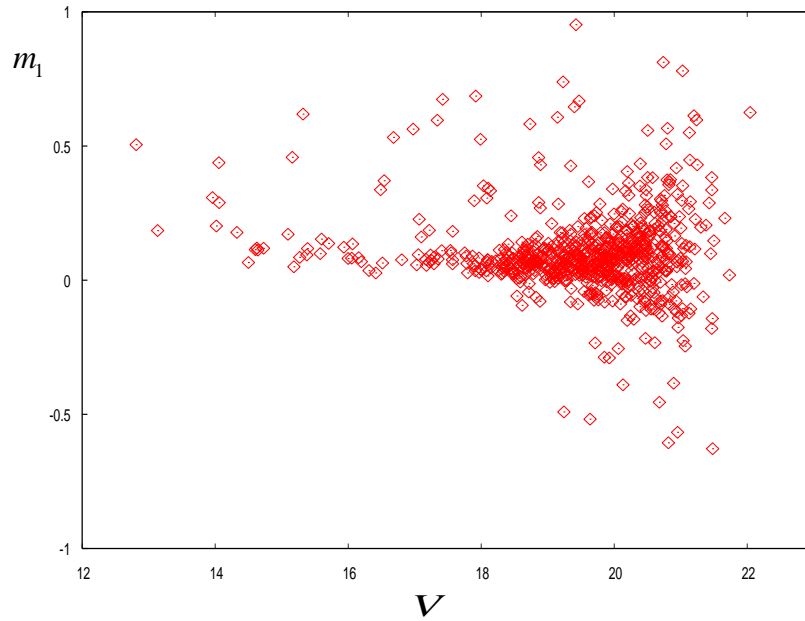


Figura 5.8: Diagramas m_1 versus V para o enxame M92

Admite-se que as estrelas do enxame devem ainda possuir a mesma extinção interestelar dado que estão longe do plano da Galáxia, confinadas na mesma região do espaço e à mesma distância.

Uma vez que só se pretendem determinar os parâmetros estelares para estrelas do enxame, selecionei das estrelas da amostra, todas aquelas que obedeciam aos critérios de Schuster & Nissen (1989) – S&N (1989) deste ponto para a frente – para o excesso de cor (cuja explicação da sua determinação será dada mais à frente).

As figuras 5.9 e 5.10 correspondem à sobreposição das estrelas que obedeciam aos critérios de S&N (1989) para o excesso de cor, nos diagramas (V, m_1) .

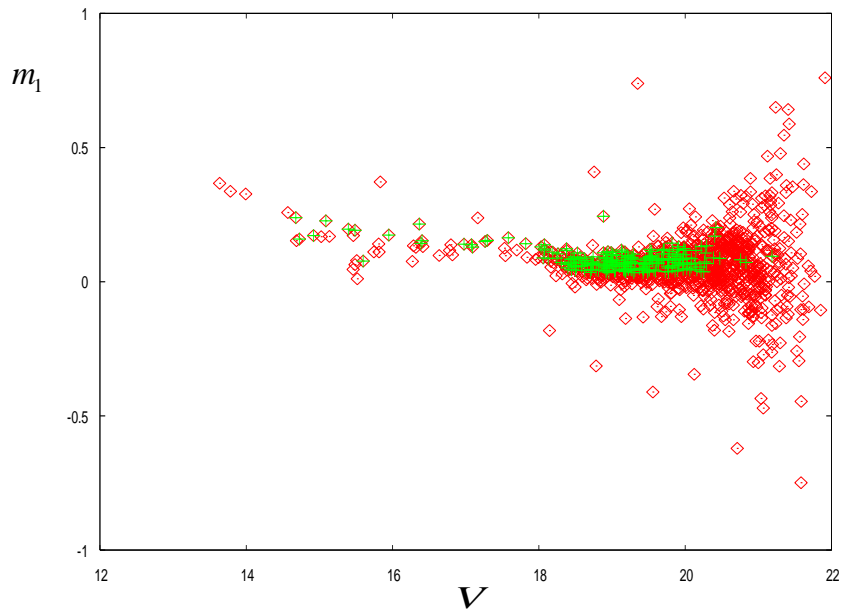


Figura 5.9: Diagrama m_1 versus V para as estrelas no campo do enxame M3. A verde representam-se todas as estrelas que obedecem aos critérios de S&N (1989) para a determinação do excesso de cor.

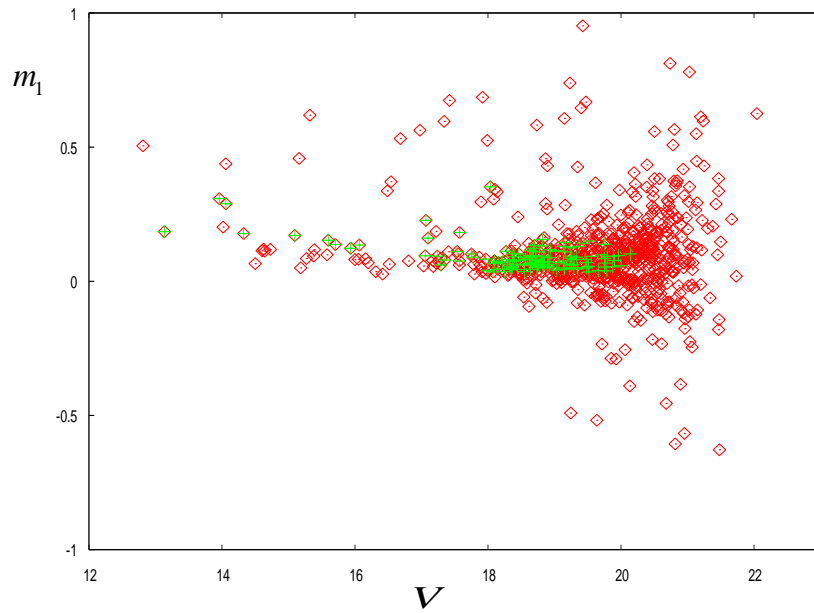


Figura 5.10: Diagrama m_1 versus V para as estrelas no campo do enxame M92. A verde representam-se todas as estrelas que obedecem aos critérios de S&N (1989) para a determinação do excesso de cor.

A análise de ambos os diagramas permite-nos verificar que não há dispersão nas estrelas usadas para a determinação do $E(b - y)$, para ambos os enxames, e todas elas definem uma sequência no diagrama.

Os valores de m_1 observados em ambos os diagramas apresentam valores semelhantes. Por outro lado, pode verificar-se que a partir de $V \geq 21$ mag a dispersão aumenta significativamente o que poderá ser revelador de estrelas de campo, bem como estrelas com erros fotométricos mais elevados (devido à sua fraca magnitude), estrelas essas que não queremos usar na determinação dos parâmetros físico-químicos.

Para além do recurso ao diagrama m_1 versus V , a amostra de estrelas a usar para a determinação dos parâmetros estelares, como veremos na próxima secção, será ela também condicionada pelo critério do afastamento em $E(b - y)$ em 3σ do valor médio, $\langle E(b - y) \rangle$.

5.3 Parâmetros Estelares

Nesta secção explicar-se-á como se obterão os valores de avermelhamento, metalicidade, o módulo da distância e a idade para os enxames em questão.

O excesso de cor, metalicidade e magnitude absoluta serão determinados a partir das equações de calibração de S&N (1989, 1991).

A idade será obtida recorrendo aos modelos evolucionários de VandenBerg, Bergbusch & Dowler (2005), com a aplicação de isócronas aos diagramas $V_0 \text{ versus } (b - y)_0$, $V_0 \text{ versus } (v - y)_0$ e $c_0 \text{ versus } (v - y)_0$.

5.3.1– Excesso de Cor

Na fotometria de Strömgren o índice de cor $(b - y)$, que é neste sistema um indicador de temperatura, é afectado pelo avermelhamento originando um excesso de cor definido por,

$$E(b - y) = (b - y) - (b - y)_0 \quad [5.1]$$

Para além do índice de cor $(b - y)$, c_1 e m_1 também são afectados pelo avermelhamento e corrigidos de acordo com Crawford (1975), pelas expressões,

$$c_0 = c_1 - 0,20E(b - y) \quad [5.2]$$

$$m_0 = m_1 + 0,3E(b - y) \quad [5.3]$$

$$V_0 = V - 4,2E(b - y) \quad [5.4]$$

A forma clássica para determinar o excesso de cor a partir da fotometria de Strömgren é através dos índices de cor β e $(b - y)$ que se encontram bem relacionados para estrelas do tipo F. (Crawford, 1975)

Como já foi referido no capítulo III, o índice de cor β não é afectado pelo excesso de cor. Os diagramas seguintes permitem-nos observar a relação entre β e $(b-y)$ para M3 e M92.

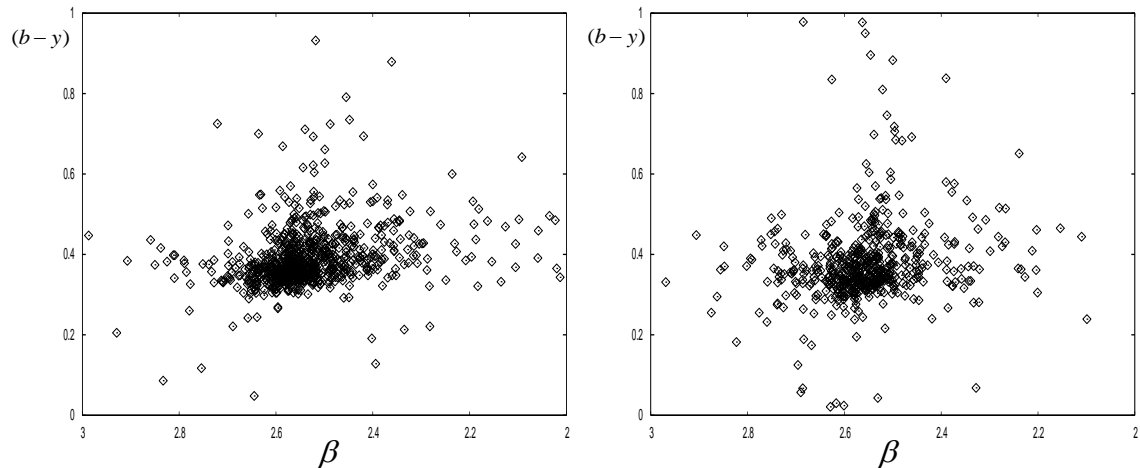


Figura 5.11: Relação entre β e $(b-y)$ para todas as estrelas pertencentes ao enxame M3 (lado esquerdo) e M92 (lado direito).

De acordo com Crawford (1978), o diagrama $(u-b)$ versus $(b-y)$ é um instrumento adequado para averiguar o avermelhamento.

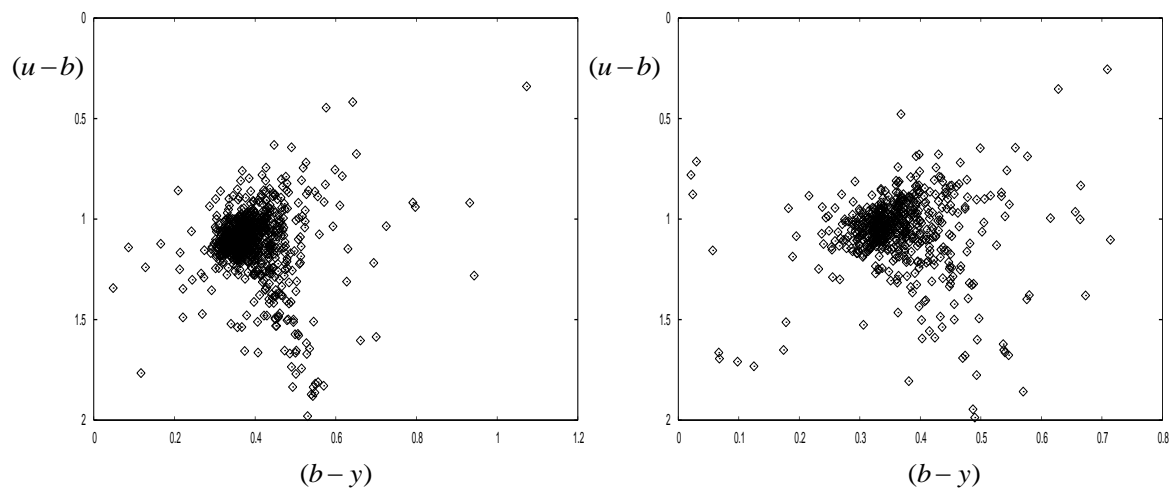


Figura 5.12: Relação entre $(u-b)$ versus $(b-y)$ para todas as estrelas pertencentes ao enxame M3 (lado esquerdo) e M92 (lado direito).

A análise dos diagramas é revelador que os mesmos são constituídos por estrelas do aglomerado bem como estrelas F e G do campo.

Dado que os enxames em análise são constituídos por estrelas de baixa metalicidade (estrelas da população II), a equação de calibração escolhida para a determinação do excesso de cor foi a obtida por S&N (1989),

$$(b - y)_0 = 0,579 + 1,541m_0 - 1,066c_0 - 2,965(\Delta\beta) + 9,64(\Delta\beta)^2 - 4,383m_0(\Delta\beta) - 3,821m_0c_0 + 6,695c_0(\Delta\beta) + 7,763m_0c_0^2 \quad [5.5]$$

onde,

$$\Delta\beta = 2,720 - \beta \quad [5.6]$$

A equação de calibração 5.5 é válida para estrelas do tipo *late* F e G, o que obriga a que se verifiquem as seguintes condições (S&N, 1989),

$$2.550 < \beta < 2.681$$

$$0.254 \leq (b - y) \leq 0.550$$

$$0.033 \leq m_1 \leq 0.470$$

$$0.116 \leq c_1 \leq 0.540$$

Uma análise da equação 5.5 permite-nos verificar que $(b - y)_0$ depende de $E(b - y)$, uma vez que a equação depende de 5.2 e 5.3 e estas dependem do excesso de cor.

Para determinar o excesso de cor escrevi um programa em linguagem C cujo algoritmo consiste num processo iterativo onde inicialmente se assume que $c_0 = c_1$ e $m_0 = m_1$. Posteriormente calcula-se pela aplicação da equação 5.1 o valor de $E(b - y)$, valor este várias vezes iterado até se obter convergência.

O critério de paragem do programa para se atingir a convergência foi executado de modo a que o valor de $E(b - y)$ determinado para uma dada estrela fosse igual ao valor de $E(b - y)$ determinado anteriormente para essa estrela e igual a cinco iterações consecutivas.

Aquando da elaboração do programa, a análise dos resultados permitiu-me verificar que entre três a quatro iterações obtia-se um resultado cujo valor não variava mais. Deste modo, por mais iterações que impuséssemos (entre uma a várias dezenas de iterações experimentadas), o valor de $E(b - y)$ era rapidamente atingido e constante.

Da amostra em estudo, e de acordo com os critérios definidos para a equação de calibração das estrelas F e G (S&N, 1989) foi possível obter uma amostra de 233 estrelas para o enxame M3 e 133 estrelas para M92.

Os resultados obtidos para ambos os enxames são apresentados nos histogramas das figuras 5.13e 5.14

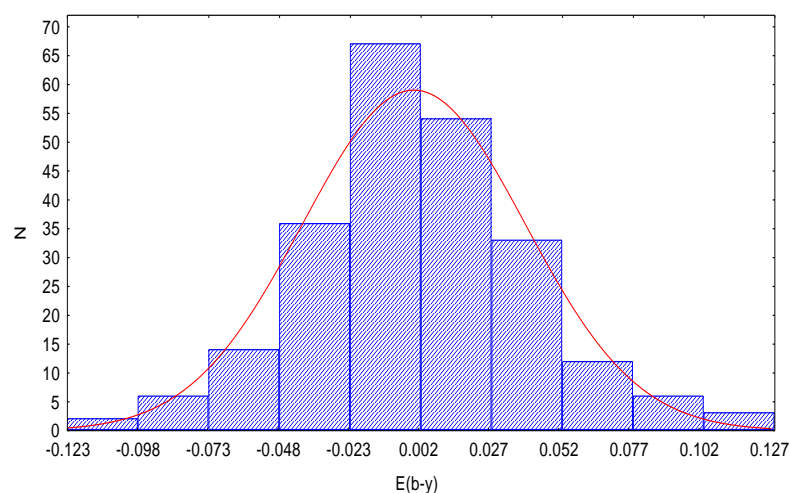


Figura 5.13: Histograma da determinação de $E(b - y)$ para todas as estrelas no enxame M3 que obedecem a critérios de S&N (1989), seleccionadas a 3σ e com o ajuste de uma gaussiana.

A tabela 5.1 apresenta estatísticas dos valores obtidos na determinação do excesso de cor de M3, onde $N_{E(b-y)}$ é o número de estrelas usadas na determinação de $E(b - y)$, isto é, todas aquelas que obedecem aos critérios de S&N (1989) depois do corte a 3σ do valor médio de $E(b - y)$, $\sigma_{E(b-y)}$ o desvio padrão e σ_N o desvio médio.

$N_{E(b-y)}$	$\overline{E(b-y)}$	$\sigma_{E(b-y)}$	σ_N
233	0.000	0.040	0.003

Tabela 5.1: Estatística relativa à determinação de $E(b - y)$ no enxame M3.

Crawford e Barnes (1970) estabeleceram uma equação que permite transformar o avermelhamento de Johnson para o avermelhamento de Strömgren. A relação correspondente é,

$$E(b - y) = 0,7 \times E(B - V) \quad [5.7]$$

O valor determinado mais comum para o excesso de cor de M3 é $E(B-V) = 0.01$ (consultar tabela 2.4).

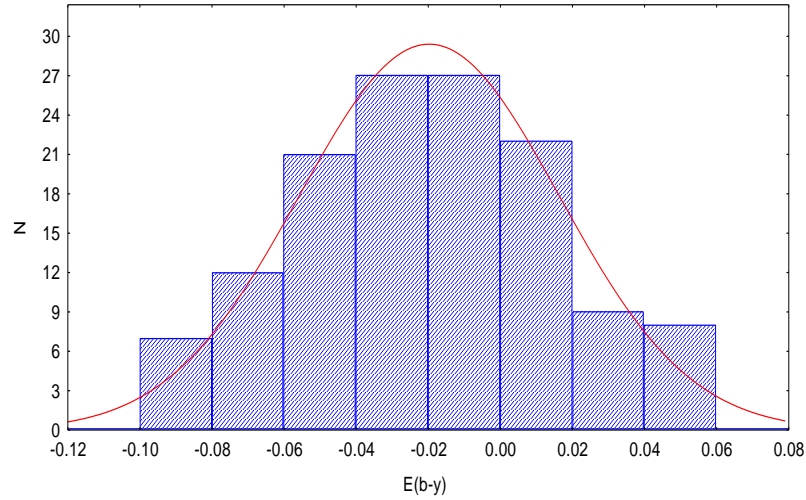


Figura 5.14: Histograma de $E(b-y)$ para todas as estrelas no enxame M92 que obedecem a critérios de S&N (1989), seleccionadas a 3σ e com o ajuste de uma gaussiana.

A tabela 5.2 representa a estatística dos valores obtidos para o enxame M92, onde as letras têm o significado anteriormente explicado.

$N_{E(b-y)}$	$\overline{E(b-y)}$	$\sigma_{E(b-y)}$	σ_N
133	-0.020	0.036	0.003

Tabela 5.2: Estatística relativa à determinação de $E(b-y)$ no enxame M92.

No que concerne ao enxame M92, a bibliografia indica que, $E(B-V) = 0.02$ (Bergbush & VandernBerg, 1992; Stetson & Harris, 1988; Bolte & Hogan, 1995).

De acordo com o já referido no capítulo II, o avermelhamento destes enxames parece não ser objecto de discussão. Os valores por mim obtidos são ligeiramente inferiores aos referidos com mais frequência na literatura e no caso de M92 negativo, cuja fundamentação para o mesmo ainda será dada neste capítulo.

Os histogramas seguintes mostram para cada um dos enxames os erros associados ao índice de cor $(b-y)$ das estrelas usadas na determinação do excesso de cor.

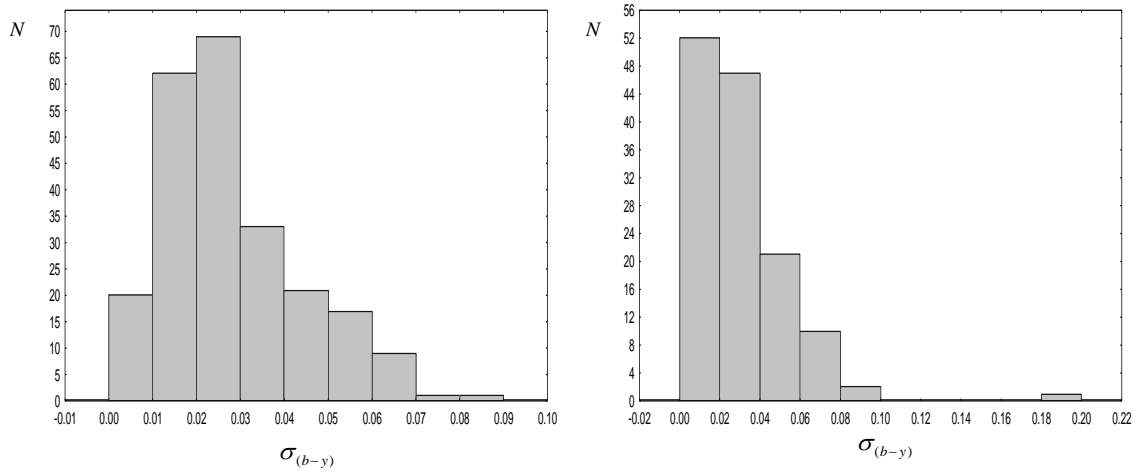


Figura 5.15: Histograma de $\sigma_{(b-y)}$ para as estrelas de M3 (lado esquerdo) e para as estrelas de M92 (lado direito) usadas na determinação do excesso de cor.

A análise é reveladora que as estrelas apresentam erros fotométricos dentro do esperado, isto é, que a dispersão observada nos histogramas é compatível com os erros das medidas. Há ainda a referir que os erros associados à equação de calibração são de $\sigma_{(b-y)} = 0.01mag$ (S&N, 1989).

Uma vez determinado o excesso de cor, verifiquei se havia zonas de absorção preferenciais dentro do campo de observação. Na figura seguinte representam-se as estrelas detectadas em ambos os campos de observação estudados (a vermelho) e as usadas (a azul), na determinação dos parâmetros físico-químicos.

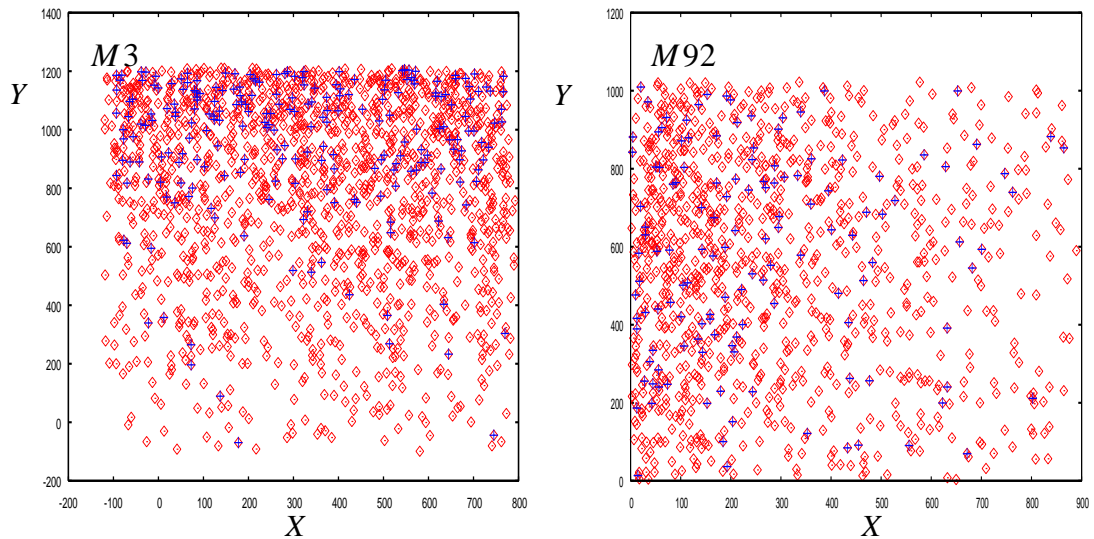


Figura 5.16: Posição de todas as estrelas presentes em ambos os campos (a vermelho) e as usadas na determinação do excesso de cor (a azul).

Da sua análise é possível verificar que para ambos os campos as estrelas usadas abrangem todo o campo de estrelas, sendo que essa evidência parece ser mais pronunciada em M92 (mais uniforme).

Uma vez identificadas as estrelas usadas na determinação de $E(b-y)$ em ambos os enxames, elaborei um gráfico de coordenadas (X e Y) das estrelas em função do valor do excesso de cor individual para cada uma dessas estrelas. Os resultados são os que se podem verificar nas figuras 5.17 e 5.18.

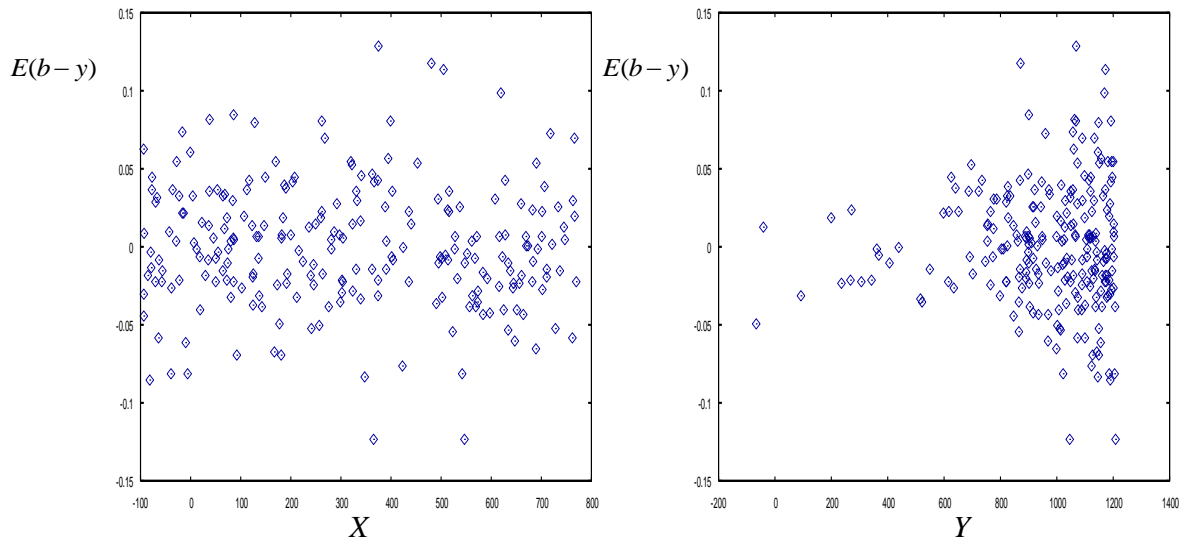


Figura 5.17: Gráfico de $E(b-y)$ em função das coordenadas (X e Y em pixels) para as estrelas de M3 para o qual se determinou $E(b-y)$.

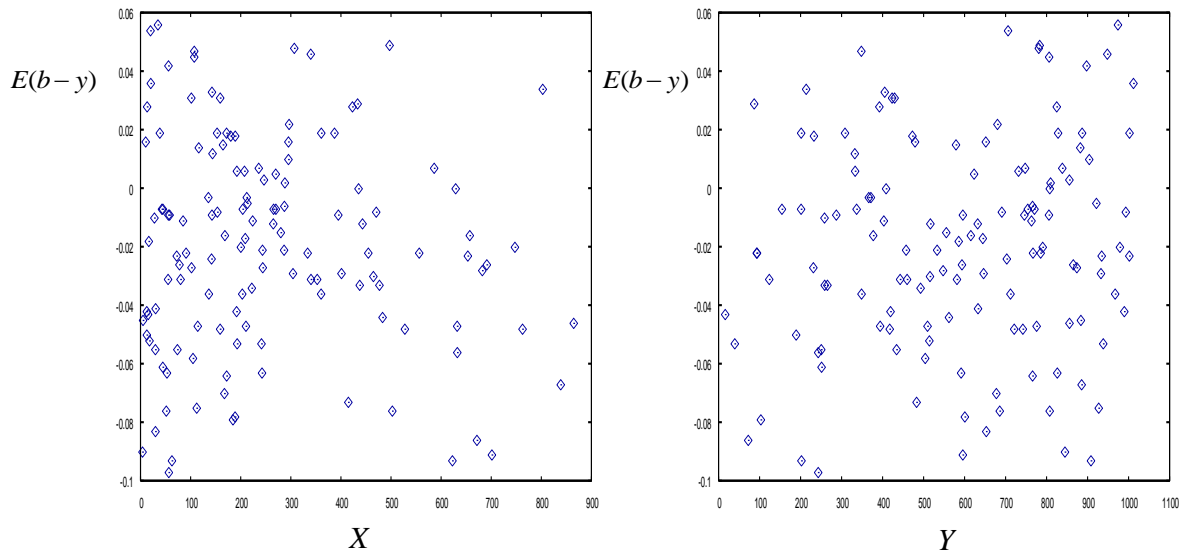


Figura 5.18: Gráfico de $E(b-y)$ em função das coordenadas (X e Y em pixels) para as estrelas de M92 para o qual se determinou $E(b-y)$.

A distribuição espacial do excesso de cor em ambos os enxames é uniforme e centrado no valor zero para M3 e num valor próximo de zero para M92, o que reforça a ideia de que a alta latitude galáctica (ver tabela 2.1 e 2.6) a que ambos os enxames se encontram são pouco afectados pelo avermelhamento e que deste modo a poeira interestelar terá que se encontrar uniformemente distribuída, não havendo zonas de absorção preferenciais na linha de visão em que tais estruturas se encontram.

Há no entanto a referir que o valor de excesso de cor obtido para M92 é negativo, o que fisicamente é impossível, uma vez que a leitura deste resultado conduziria inequivocamente a ter uma observação em que na linha de visão em que tal estrutura é observada, não seria afectada pelo avermelhamento ou que a poeira interestelar existente desavermelharia a luz, o que fisicamente é impossível.

O valor negativo obtido para $E(b-y)$ deverá estar confinado a eventuais erros fotométricos, na ordem dos 0.02mag ou menores se tivermos em conta o erro da calibração de S&N (1989).

Deste modo, e tendo como base que o excesso de cor para M92 parece não levantar quaisquer dúvidas quanto ao conhecimento do seu valor, e reforçando com a análise do primeiro pico positivo do histograma de M92 (ver figura 5.14 ser de $E(b-y) \approx 0.010$, adoptei como valor $E(B-V) = 0.02$ (ver tabela 2.7) o que aplicando a equação 5.7 conduzirá a um valor de $E(b-y) = 0.014$.

5.3.2 Metalicidade

O índice de cor m_1 é um indicador de metalicidade de uma estrela. Os diagramas da figura permitem-nos observar a relação entre a metalicidade e a temperatura (índice $(b-y)$ e β) das estrelas presentes na amostra.

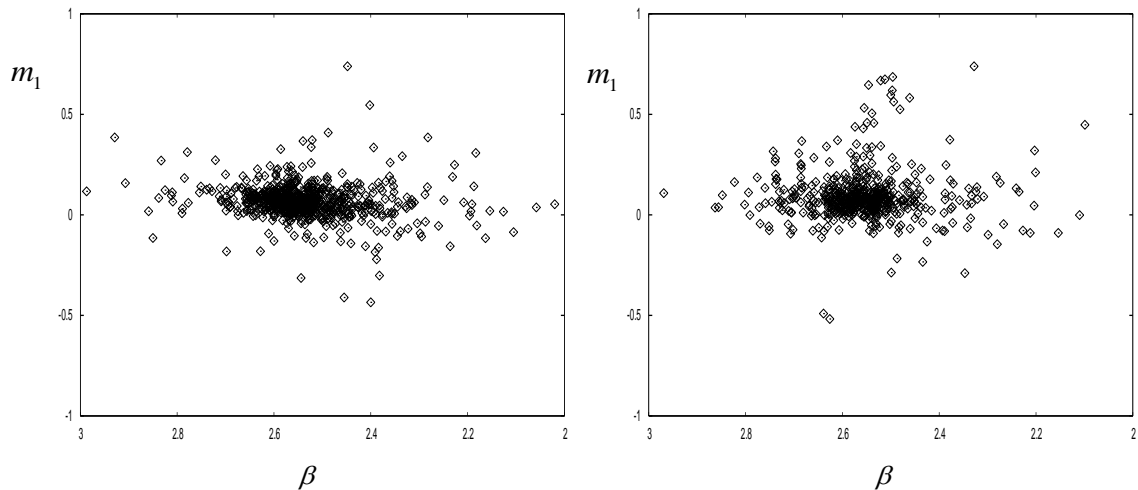


Figura 5.19: Relação entre m_1 e β para todas as estrelas observadas nos campos de M3 (lado esquerdo) e M92 (lado direito).

De acordo com os critérios de Crawford (1975), podemos observar que a concentração de estrelas nos diagramas da figura 5.19e situa entre $2.2 \leq \beta \leq 2.7$, revelador de estrelas de classe espectral F e G.

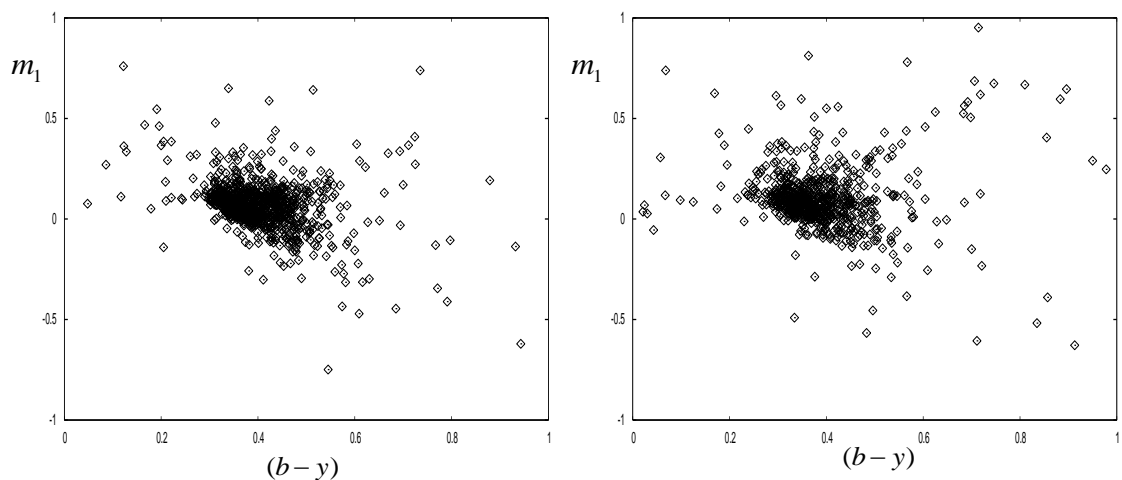


Figura 5.20: Relação entre m_1 e $(b-y)$ para todas as estrelas observadas nos campos de M3 (lado esquerdo) e M92 (lado direito).

Ambos os diagramas são reveladores que as estrelas possuem uma metalicidade confinada, embora seja evidente a dispersão nos mesmos (potencias estrelas de campo ou estrelas com erros fotométricos elevados).

A vantagem dos diagramas da figura 5.19 reside no facto do índice beta não ser afectado do excesso de cor.

Existem um conjunto de métodos para determinar as abundâncias metálicas para os enxames globulares em questão usei as equações de calibração para as estrelas do tipo F e G de S&N (1989).

A calibração para as estrelas do **tipo F** é determinada por,

$$[Fe/H] = 1,052 - 73,21m_0 + 280,9m_0(b-y)_0 + 333,95m_0^2(b-y)_0 - 595,5m_0(b-y)_0^2 + [5,486 - 41,62m_0 - 7,963(b-y)_0]\log(m_0 - c_3) \quad [5.8]$$

onde,

$$c_3 = 0,6322 - 3,58(b-y)_0 + 5,20(b-y)_0^2 \quad [5.9]$$

De acordo com o artigo de S&N (1989), a aplicabilidade da equação anterior implica que se verifiquem as seguintes condições:

$$0.22 \leq (b-y)_0 \leq 0.38$$

$$0.03 \leq m_0 \leq 0.21$$

$$0.17 \leq c_0 \leq 0.58$$

A equação de calibração para as estrelas do **tipo G**, também ela dos autores acima citados, é

$$[Fe/H] = -2,0965 + 22,45m_{01} - 53,8m_0^2 - 62,04m_0(b-y)_0 + 145,5m_0^2(b-y)_0 + [85,1m_0 - 13,8c_0 - 137,2m_0^2]c_0 \quad [5.10]$$

Sendo que a aplicabilidade desta equação exige que se verifiquem,

$$0.37 \leq (b-y)_0 \leq 0.59$$

$$0.03 \leq m_0 \leq 0.57$$

$$0.10 \leq c_0 \leq 0.47$$

Na presente tese usei ainda, e apenas para corroborar os resultados obtidos com as equações 5.8 e 5.10, a equação de calibração de Malyuto (anexo F) – para estrelas de classe espectral F e a de Karatas (comunicação privada), para as estrelas de classe espectral G.

5.3.2.1 Metalicidade do Enxame M3

As estrelas usadas para determinar a metalicidade foram as usadas no cálculo do excesso de cor, sendo que destas, apenas se usaram aquelas cujo valor de $\sigma(m_1) \leq 0.05$. Deste modo, e no que concerne ao enxame M3 e para um valor de $E(b - y) = 0$, a dispersão de metalicidades obtidas para ambas as calibrações (F e G) pode ser observada nos histogramas da figura 5.21.

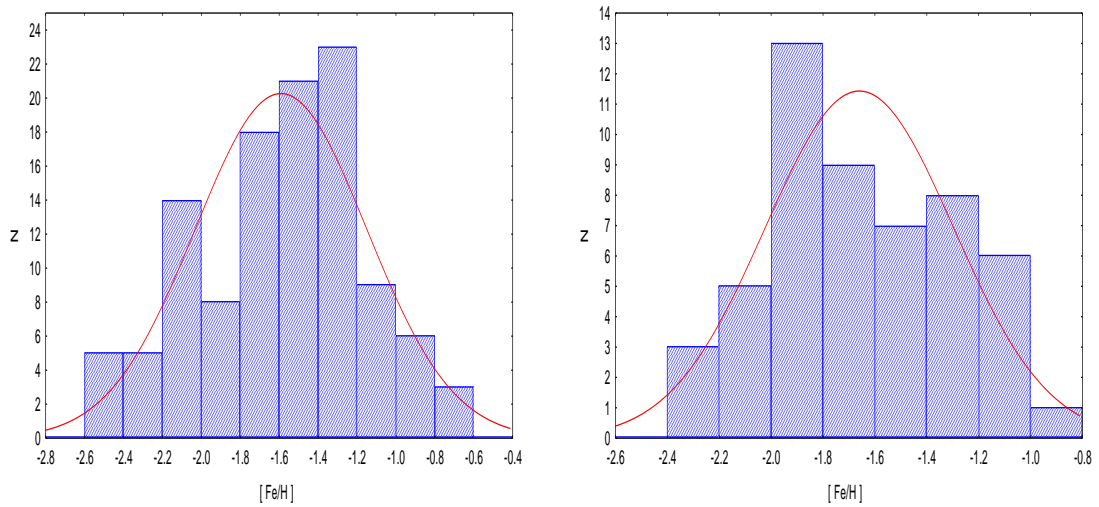


Figura 5.21: Histograma de $[Fe/H]$ para as estrelas no enxame M3 que obedecem à calibração de Schuster & Nissen (1989) e seleccionadas a 2σ do valor médio obtido. O histograma da esquerda corresponde à calibração F, enquanto que o histograma da direita à calibração G. Ajustou-se uma gaussiana normal aos dados

Os histogramas anteriormente desenhados conduzem aos resultados apresentados na tabela seguinte, onde as letras da tabela foram anteriormente explicadas.

Calibração	N	$\overline{[Fe/H]}$	σ	σ_N
F	112	-1.59	0.441	0.042
G	56	-1.66	0.360	0.050

Tabela 5.3: Valores de metalicidade obtidos para M3 e respectiva estatística dos mesmos.

Os valores médios obtidos por mim para a metalicidade enquadram-se nos resultados apresentados na literatura, no entanto, de forma a aferir melhor os resultados dos mesmos resolvi representar as estrelas usadas para ambas as calibrações e verificar onde as mesmas se situavam num diagrama cor-magnitude. A figura seguinte traduz o resultado.

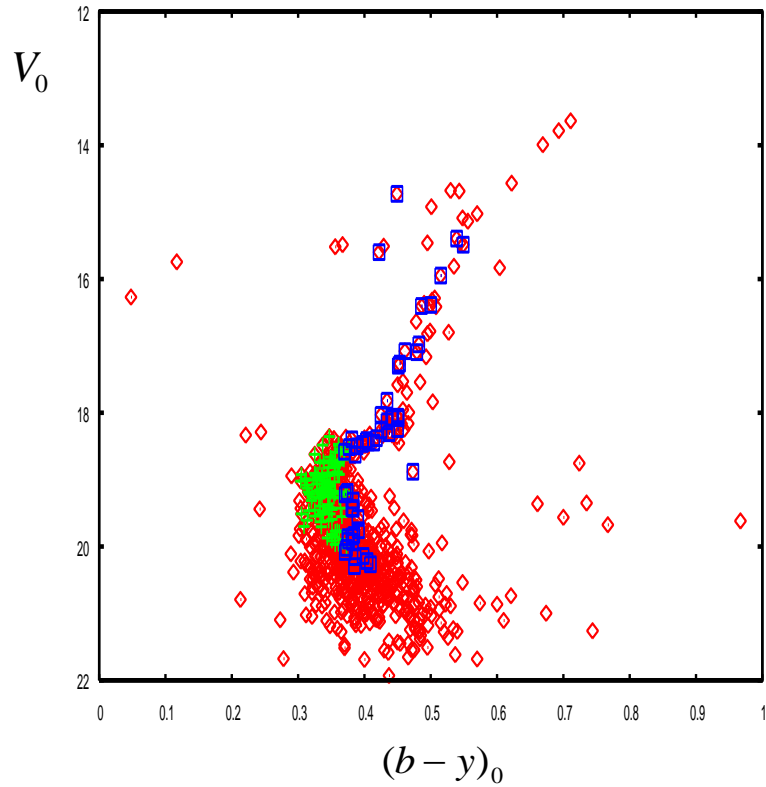


Figura 5.22: Representação das estrelas F (a verde) e G (a azul) usadas para determinar a metalicidade no enxame M3.

Uma análise do diagrama permite-nos observar que a maioria das estrelas F se encontram aglomeradas no TO, enquanto que as estrelas G são essencialmente estrelas SGB e RGB, exceptuando um conjunto que se encontra aglomerado próximo de $V_0 \approx 20$ mag e $(b-y)_0 \approx 0.4$ mag – estrelas que excluí da análise visto eventualmente serem estrelas de campo ou terem erros elevados associados às mesmas.

Deste modo, e tendo como base os picos mais proeminentes dos histogramas da figura 5.21, usei as estrelas constantes dos mesmos para determinar a metalicidade.

A figura 5.23 mostra-nos as estrelas usadas para determinar a metalicidade para ambas as calibrações e apresenta aquelas que melhor representam o ajuste de isócronas associadas ao seu valor.

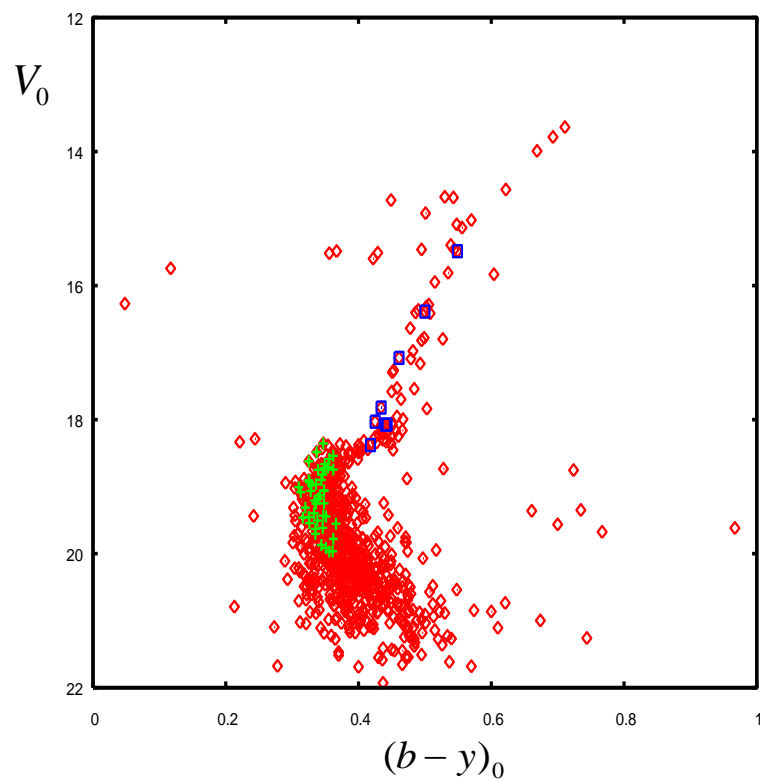


Figura 5.23: Representação das estrelas F (a verde) e G (a azul) usadas para determinar a metalicidade no enxame M3.

As estrelas representadas na figura anterior conduziram aos valores apresentados na tabela.

<i>Calibração</i>	N	$[Fe/H]$	σ	σ_N
F	44	-1.40	0.130	0.020
G	8	-1.30	0.057	0.020

Tabela 5.4: Valores de metalicidade obtidos para M3 a partir de selecção de estrelas e respectiva estatística dos mesmos

5.3.2.2 Metalicidade do Enxame M3: Uma outra Análise

Assumindo que o valor de excesso de cor deste enxame se encontra bem determinado, com um valor de $E(B - V) = 0.01$ (ver tabela 2.4), apliquei novamente as equações de calibração aos dados e obtive os resultados constantes na figura 5.24 e tabela 5.5.

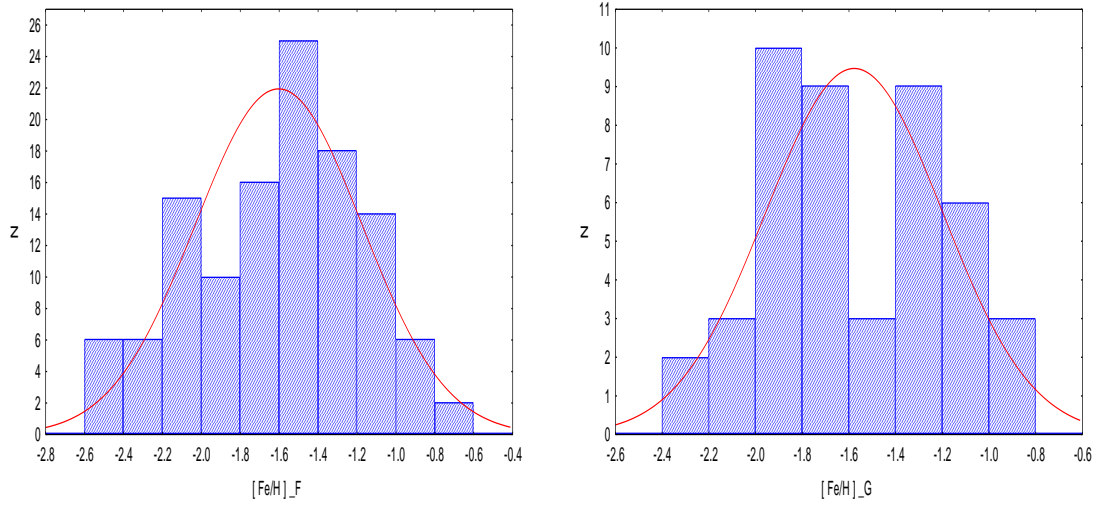


Figura 5.24: Histograma de $[Fe/H]$ para as estrelas no enxame M3 que obedecem à calibração de Schuster & Nissen (1989) e seleccionadas a 2σ do valor médio obtido e para $E(b - y) = 0.007$. O histograma da esquerda corresponde à calibração F, enquanto que o histograma da direita à calibração G. Ajustou-se uma gaussiana normal aos dados.

A tabela seguinte apresenta uma estatística dos resultados.

Calibração	N	$[Fe/H]$	σ	σ_N
F	118	-1.60	0.429	0.039
G	45	-1.58	0.379	0.057

Tabela 5.5: Valores de metalicidade obtidos para M3 para as estrelas representadas no diagrama cor-magnitude da figura.

De uma forma semelhante ao que elaborei na subsecção anterior para o excesso de cor determinado para M3 ($E(b - y) = 0$), na presente secção efectua-se um estudo análogo assumindo um valor de $E(b - y) = 0.007$, valor este determinado a partir da equação 5.7.

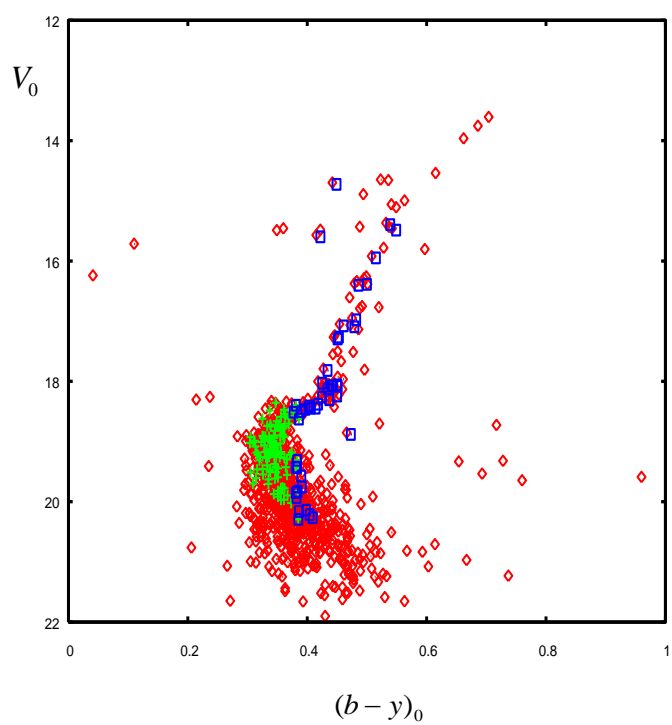


Figura 5.25: Representação das estrelas F (a verde) e G (a azul) usadas para determinar a metalicidade no enxame M3.

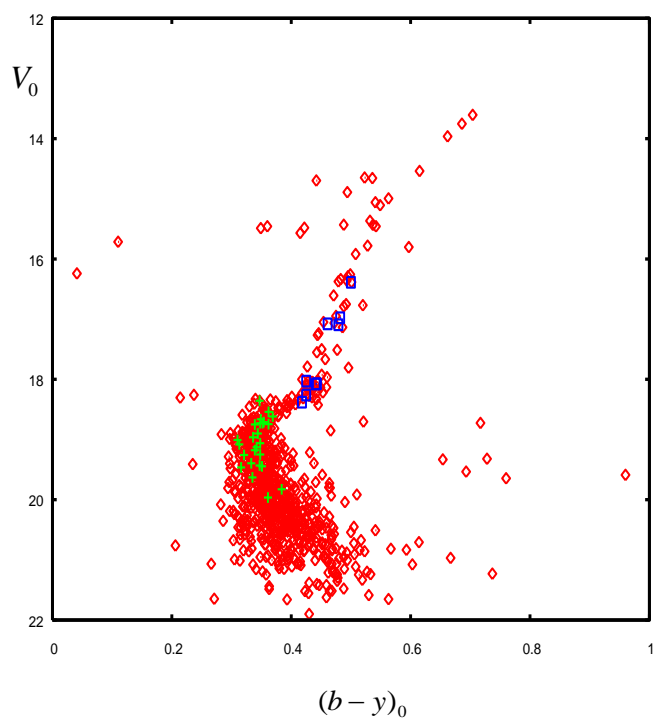


Figura 5.26: Representação das estrelas F (a verde) e G (a azul) usadas para determinar a metalicidade no enxame M3 a partir dos picos do histograma da figura 5.24.

As estrelas que se encontram sobrepostas no diagrama cor-magnitude anterior conduzem aos valores constantes na tabela seguinte.

<i>Calibração</i>	<i>N</i>	$[Fe/H]$	σ	σ_N
F	25	-1.52	0.051	0.010
G	9	-1.31	0.057	0.019

Tabela 5.6: Valores de metalicidade obtidos para M3 a partir de selecção de estrelas e respectiva estatística dos mesmos

Relativamente ao enxame M3, Kaluzny et al (1998), a partir da análise de estrelas RR Lyrae obtiveram os seguintes valores para a metalicidade: a partir de cinco estrelas do tipo RRC, -1.47 para um valor de $Y = 0.27$; A partir de dezassete estrelas RRab, -1.42 , valores relativamente mais baixos, mas consistentes com os obtidos na presente dissertação.

Kraft et al (1991), a partir de estudos espectroscópios em sete gigantes nos enxames M3 obtiveram um valor de ≈ -1.5 dex, valor que corrobora o valor médio obtido por mim, tendo como base a equação de calibração das estrelas F e um $E(b - y) = 0.007$.

Por outro lado, Zinn (1985) obteve um valor de $[Fe/H] = -1.66$ a partir de estudos fotométricos, sendo que este é o valor mais referido quando se efectuam estudos cinemáticos, de modelos evolucionários, ou qualquer outro em que se recorre ao enxame M3.

No estudo levado a efeito por Santos (1998), na sua tese de mestrado e no enxame M3 no infravermelho (IV), obtido pela aplicação de dois métodos distintos, os dados conduziram aos valores de metalicidade de -1.50 e -1.35 dex.

Ferraro et al (1997), a partir da fotometria CCD BVI em mais de 10000 estrelas obtiveram um valor de metalicidade de -1.45 ± 0.10 , embora tenham obtido valores entre -1.68 e -1.45 dex.

Segundo a bibliografia consultada, os valores da metalicidade para M3 situam-se deste modo entre $-1.3 \leq [Fe/H] \leq -1.7$ dex.

Na presente dissertação o valor de metalicidade é de $[Fe/H] = -1.52$ dex, corroborada pela aplicação de isócronas (ver mais à frente), e ao assumir-se um valor de excesso de cor $E(b - y) = 0.007$.

O presente estudo mostra-nos ainda que, se assumirmos que o excesso de cor é inexistente conforme determinei pela equação de S&N (1989), o valor de $[Fe/H] = -1.4 \text{ dex}$ também é admissível, o que implica uma incerteza de 0.1 dex introduzido pelo efeito do avermelhamento.

5.3.2.3 Metalicidade do enxame M92

Para o enxame M92, e dado que o valor de excesso de cor determinado conduziu a um valor médio negativo, resolvi usar como valor de excesso de cor o mais referido na literatura, $E(B-V)=0.02$, o que de acordo com a equação 5.7 conduz a $E(b-y)=0.014$.

Os valores de metalicidade obtidos por mim conduziram aos resultados apresentados na tabela 5.7 e cuja distribuição de $[Fe/H]$ pode ser constatada nos histogramas da figura 5.27.

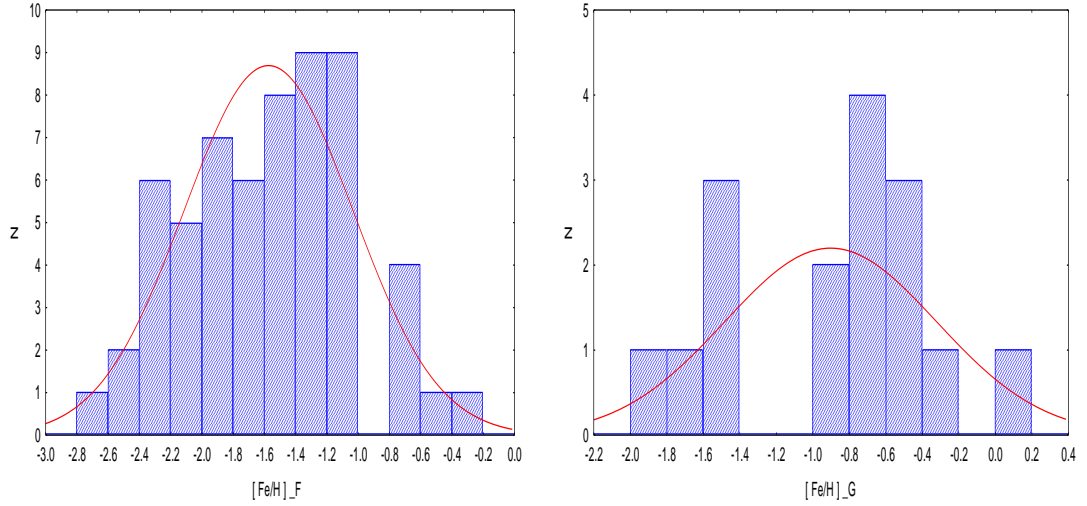


Figura 5.27: Histograma de $[Fe/H]$ para as estrelas no enxame M92 que obedecem à calibração de Schuster & Nissen (1989) e seleccionadas a 3σ do valor médio obtido. O histograma da esquerda corresponde à calibração F, enquanto que o histograma da direita à calibração G.

Calibração	N	$\overline{[Fe/H]}$	σ	σ_N
F	59	-1.57	0.542	0.071
G	16	-0.902	0.580	0.145

Tabela 5.7: Valores de metalicidade obtidos para M92 e respectiva estatística dos mesmos.

Os resultados por mim obtidos, em termos de valores médios, e por ambas as equações de calibração, não se enquadram dentro de qualquer valor determinado para este enxame, por outros autores.

Na figura seguinte representam-se todas as estrelas do enxame M92 (com $\sigma \leq 0.05$), com sobreposição das estrelas que levaram à construção dos histogramas anteriores.

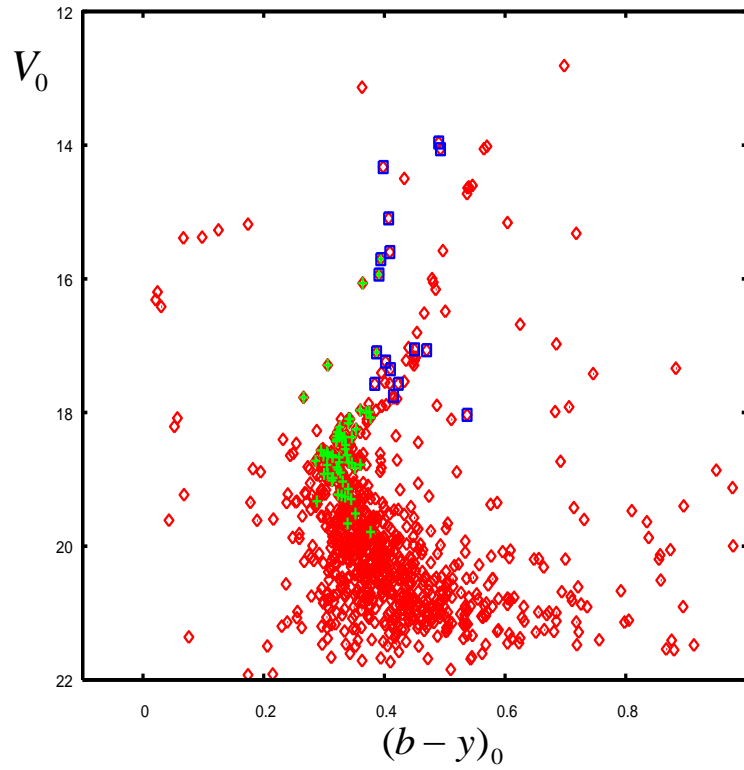


Figura 5.28: Representação das estrelas F (a verde) e G (a azul) usadas para determinar a metalicidade no enxame M92.

A análise do diagrama cor-magnitude com a representação de estrelas de classe espectral F e G obtidas de acordo com os critério de S&N (1989), permitiram-me aferir que a maior parte das estrelas F são do TO, e que a maioria das estrelas G não seguem a sequência normal do diagrama cor-magnitude o que implica que não se pode ajustar nenhuma isócrona teórica. Deste modo, não me é possível aferir a metalicidade deste enxame recorrendo às estrelas G.

Há ainda a referir que a aplicação das isócronas tendo como base o valor médio de $[Fe/H]$, obtido pelas estrelas F, também não permite um ajuste adequado ao enxame.

A análise do histograma da figura 5.27 permite-nos verificar que para a calibração F há dois “picos” máximos cujos valores de metalicidade são ≈ -1.9 e ≈ -2.3 .

De uma forma análoga ao elaborado para o enxame M3, selecionei as estrelas desses picos e sobrepus sobre o diagrama cor-magnitude. Os resultados são os que se observam na figura 5.29.

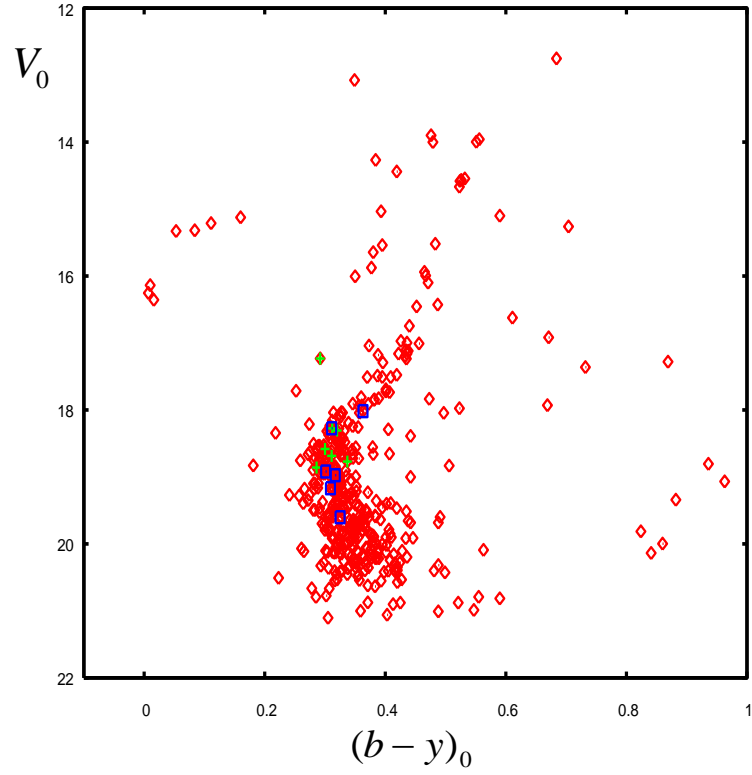


Figura 5.29: Representação das estrelas F. Bin do histograma correspondente ao valor médio de ≈ -1.9 (a verde) e ≈ -2.3 (a azul) para o enxame M92.

A tabela seguinte representa a estatística das estrelas do bin do histograma cujo valor médio é de ≈ -1.9 (representadas a verde no diagrama da figura 5.29) e ≈ -2.31 (representadas a azul no diagrama).

<i>Calibração</i>	<i>N</i>	$[Fe/H]$	σ	σ_N
F	7	-1.91	0.047	0.017
	6	-2.31	0.053	0.022

Tabela 5.8: Valores de metalicidade obtidos para M92 e respectiva estatística dos mesmos.

De forma a reforçar os (fracos) resultados obtidos por ambas as equações e dada a elevada dispersão obtida em ambos os histogramas (em especial para a calibração G), resolvi aplicar a calibração de Malyuto (1994) para as estrelas F (Apêndice F) e a G de Karatas (comunicação privada).

Os resultados são semelhantes aos obtidos pelas equações de calibração aqui explicadas, com a equação de Malyuto (1994) a sugerir com base num pico do histograma, um valor de $[Fe/H] \approx -2.10$.

Se assumir os três bins mais proeminentes ($[-2.4:-1.8]$) do histograma da figura 5.27, o valor de metalicidade obtido ($[Fe/H] = -2.1$; $\sigma = 0.167$; $\sigma_N = 0.039$ e $N = 18$) é também igual ao obtido pela equação de Malyuto. Contudo, conforme poderemos observar mais à frente nesta tese, o valor que melhor se enquadra para metalicidade de M92 será de $[Fe/H] \approx -2$.

No que concerne aos valores obtidos para a metalicidade no enxame M92 por outros autores, tem-se que Lázaro et al (2006) determinaram a partir de estrelas RRc (três estrelas) e RRab (cinco estrelas) um valor de -1.87 dex.

Kraft et al (1992), a partir de estudos espectroscópios em nove gigantes no enxame M92 obtiveram um valor de -2.25 dex.

Bergbusch (1990), obteve um valor de metalicidade próximo de -2 dex, por aplicação de isócronas na tentativa de reproduzir a função luminosidade para a região do TO de M92.

Stetson e Harris (1988) obtiveram para M92 e a partir de um estudo CCD desde a base do ramo das gigantes até à parte inferior da sequência principal um valor de metalicidade de -2.03 dex.

Ruelas-Mayorga et al (2005), a partir de fotometria CCD nas bandas BV obtiveram para M92 um valor de metalicidade de -2.31 dex.

Smriglio et al (2006), a partir da fotometria multicolor de Vilnius obtiveram, recorrendo a métodos estatísticos, um valor de metalicidade de -2.11 dex.

A metalicidade é determinante para a análise que se pretende fazer uma vez que para uma dada idade, quanto maior for a metalicidade, maior será a sobrestimação da distância a que os enxames se encontram.

5.3.3 Módulo da distância

Para determinar magnitude absoluta usei a relação de S&N (1991),

$$M_V(star) = M_V(ZAMS) - f\delta c_0 \quad [5.11]$$

onde,

$$\delta c_0 = c_0(star) - c_0(ZAMS) \quad [5.12]$$

e

$$f = 9.0 + 38.5((b - y)_0 - 0.22) \quad [5.13]$$

A aplicabilidade da equação 5.13 implica que as estrelas se situem no intervalo,

$$0.22 \leq (b - y)_0 \leq 0.47$$

O valor de δc_0 corresponde ao deslocamento da estrela num diagrama $(b - y)_0$ versus c_0 a partir da sequência zero na sequência principal (ZAMS). A tabela 5.9 traduz as relações Standards entre $(b - y)_0$, c_0 e M_V usadas para determinar magnitude visual absoluta (Schuster e Nissen, 1991).

$(b - y)_0$	c_0	M_V	$(b - y)_0$	c_0	M_V
0.271	0.465	3.52	0.48	0.246	5.9
0.284	0.44	3.65	0.49	0.25	5.99
0.298	0.415	3.8	0.5	0.252	6.08
0.313	0.39	3.95	0.51	0.252	6.17
0.328	0.37	4.12	0.52	0.251	6.25
0.344	0.35	4.29	0.53	0.249	6.34
0.36	0.33	4.46	0.54	0.246	6.42
0.377	0.31	4.63	0.55	0.242	6.5
0.394	0.29	4.82	0.56	0.237	6.58
0.412	0.27	5.04	0.57	0.23	6.66
0.43	0.254	5.27	0.58	0.221	6.74
0.45	0.241	5.57	0.59	0.211	6.82
0.455	0.24	5.63	0.6	0.199	6.9
0.46	0.241	5.69	0.61	0.188	6.97
0.47	0.243	5.80			

Tabela 5.9: Relações standard entre $(b - y)_0$, c_0 e M_V .

A correspondência entre a magnitude aparente e a magnitude absoluta é dada por,

$$(m - M_V) = 5 \log(d) - 5 \quad [5.14]$$

onde d é a distância medida em parsecs e $(m - M)_V$ o módulo da distância. Na aplicação desta equação, à presente tese, já se tomou em consideração a absorção estelar.

Para determinar o módulo da distância recorri à amostra de estrelas usadas na determinação do excesso de cor e a um programa em linguagem C que elaborei para esse efeito. As figuras seguintes traduzem os resultados obtidos.

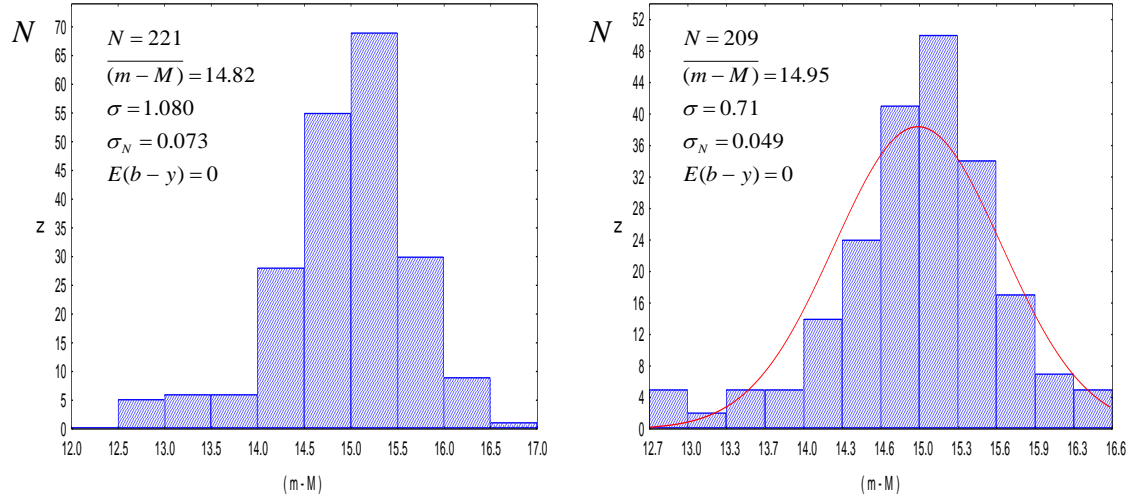


Figura 5.30: Histograma de $(m-M)$ para todas as estrelas no enxame M3 que obedecem à calibração de Schuster & Nissen (lado esquerdo). Estrelas anteriormente referidas com selecção a 2σ e ajuste de uma gaussiana (lado direito).

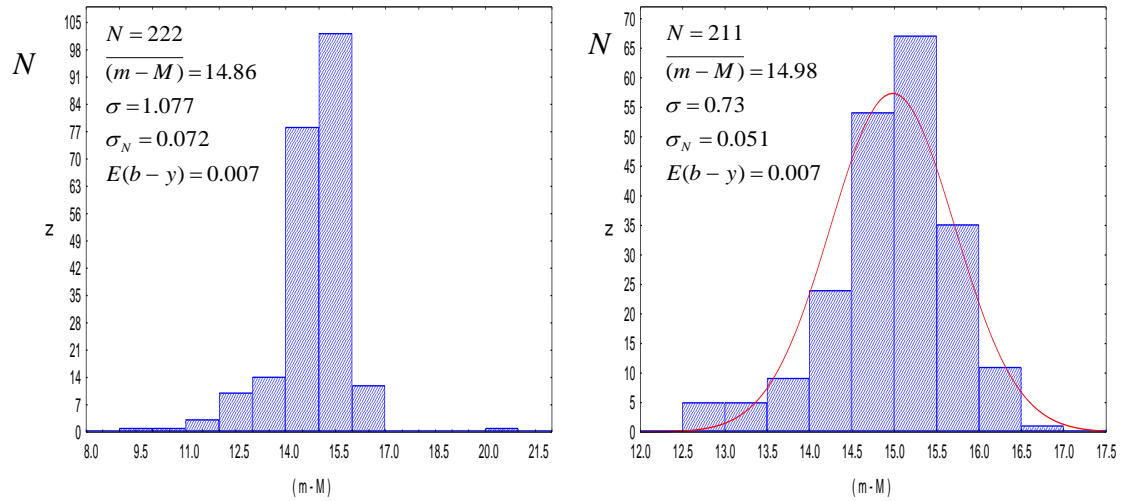


Figura 5.31: Histograma de $(m-M)$ determinado para todas as estrelas no enxame M3 que obedecem à calibração de Schuster & Nissen (lado esquerdo). Estrelas usadas para aferir a distância com selecção a 2σ (lado direito), com ajuste de uma gaussiana.

A tabela seguinte reproduz os resultados obtidos nos histogramas anteriores.

$E(b-y)$	$\overline{(m-M)}_0$	$\overline{(m-M)}_0 \therefore 2\sigma$
0	14.82	14.95
0.007	14.86	14.98

Tabela 5.10: Valores médios obtidos para o módulo da distância para os enxames M3, para diferentes $E(b-y)$, com selecção de estrelas a 2σ (lado direito da tabela) e sem selecção (lado esquerdo da tabela).

Santos (1998) obteve a partir da fotometria PSF no Infravermelho e para um conjunto de estrelas do ramo gigante um valor para o módulo da distância de $(M_K - M_{K_0}) = 14.90 \pm 0.13$.

Rees (1996), a partir de medidas astrométricas cujo método consistiu em comparar movimentos próprios e velocidades radiais no enxame (método King-Michie) obteve para M3 o valor de $(m-M) = 14.91$.

Buonanno et al (1994), a partir de fotometria CCD em mais de 10000 estrelas no enxame M3 obtiveram um valor de $(m-M) = 14.99$.

Peterson (1993), obteve para a distância de M3 o valor de $(m-M) = 15.05$. O valor por mim obtido encontra-se dentro dos resultados determinados em estudos anteriores, sendo que para o presente enxame, os valores na bibliografia se situam entre $14.81 \leq (m-M) \leq 15.05$.

No que concerne ao enxame M92, temos:

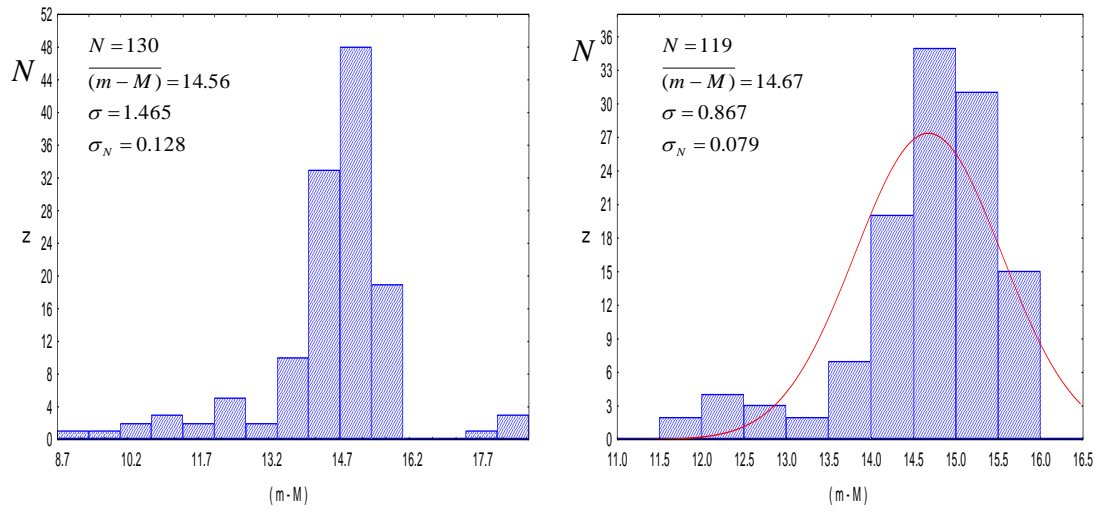


Figura 5.32: Histograma de $(m-M)$ determinado para todas as estrelas no enxame M92 que obedecem à calibração de Schuster & Nissen (lado esquerdo). Estrelas usadas para aferir a distância com selecção a 2σ e ajuste de uma gaussiana (lado direito).

Enxame	$\overline{(m-M)}_0$	$\overline{(m-M)}_0 \therefore 2\sigma$
M92	14.56	14.67

Tabela 5.11: Valores médios obtidos para o módulo da distância para os enxames M92, com selecção de estrelas a 2σ (lado direito da tabela) e sem selecção (lado esquerdo da tabela).

Rees (1996) e Carretta et al (2000), e para o enxame M92, obtiveram para o módulo da distância um valor de, $(m-M) = 14.72$.

Ruelas-Mayorga et al, (2005), recorrendo ao sistema de filtros BV, os resultados conduziram a um valor de $(m-M) = 14.6$.

O valor obtido por mim, para o módulo da distância de M92, enquadra-se dentro dos valores obtidos.

5.4 Isócronas

A idade dos enxames será determinada pelo ajuste de isócronas à sequência principal (MSTO).

De acordo com Krauss (2000), uma das vantagens da aplicação do método MSTO aos enxames como os desta tese prende-se com o facto dos modelos evolucionários de baixa metalicidade serem relativamente fáceis de elaborar face à física de outras classes de estrelas (exceptuando as questões que se prendem com o overshooting).

No artigo de revisão de Sarajedini et al (1997), explica-se sucintamente os métodos que permitem determinar a idade a partir dos enxames globulares, sendo que os autores supracitados referem que os dados obtidos por HIPPARCOS relançaram o método do ajuste à sequência principal.

A incerteza na determinação das idades dos enxames pelo método das isócronas assenta em dois pilares:

- 1) Na elaboração dos modelos teóricos;
- 2) Nos dados/resultados observacionais.

No que concerne ao primeiro ponto os obstáculos principais são:

- A descrição da convecção, normalmente parametrizada pelo comprimento de mistura (*mixing length parameter*), isto é, o comprimento que é percorrido por uma “bolha” de matéria antes de se dissolver no meio circundante;
- Relação entre a teoria (luminosidade e temperatura efectiva) e a observação (índices de cor e magnitudes aparentes), sendo esta a maior fonte de discrepâncias entre as previsões observacionais nos modelos actualmente disponíveis.

De acordo com os modelos de evolução estelar mais antigos, na zona de convecção onde o gradiente de temperatura real é menor do que o gradiente de temperatura adiabático, as bolhas de matéria supostamente não deveriam penetrar e misturar-se – situação que não acontece.

O *overshooting* traduz-se desta forma, pela mistura de matéria (as bolhas) de diferente composição química depois da interface convectiva.

Os modelos evolutivos de Vandenberg, Bergbush & Dowler (2005) – (VBD, 2005 deste ponto para a frente) que apliquei na presente dissertação, contemplam o núcleo

convectivo com *overshooting*, parametrizado segundo o critério de Roxburgh (1989), no qual o parâmetro livre é assumido como uma função da massa e da composição química. O modelo foi normalizado para o sol em que foram assumidos os seguintes valores: $L = 3.845 \times 10^{33} \text{ erg / s}^{-1}$, $M_{bol} = 4.75$, $B - V = 0.64$ e $M_V = 4.82$.

O modelo de VBD (2005) não contempla os processos difusivos.

A posição do *turnoff* é principalmente função da idade, tornando-se menos luminoso para enxames mais velhos (as estrelas maciças, mais quentes e luminosas, passam menos tempo na sequência principal do que as estrelas de maior massa). Deste modo, nos enxames mais jovens o *turnoff* encontra-se a valores de luminosidade e temperatura maiores do que nos enxames mais velhos.

A figura seguinte ilustra-nos um conjunto de isócronas de VBD (2005) correspondentes a 8, 10, 12, 14, 16 e 18 Gyrs.

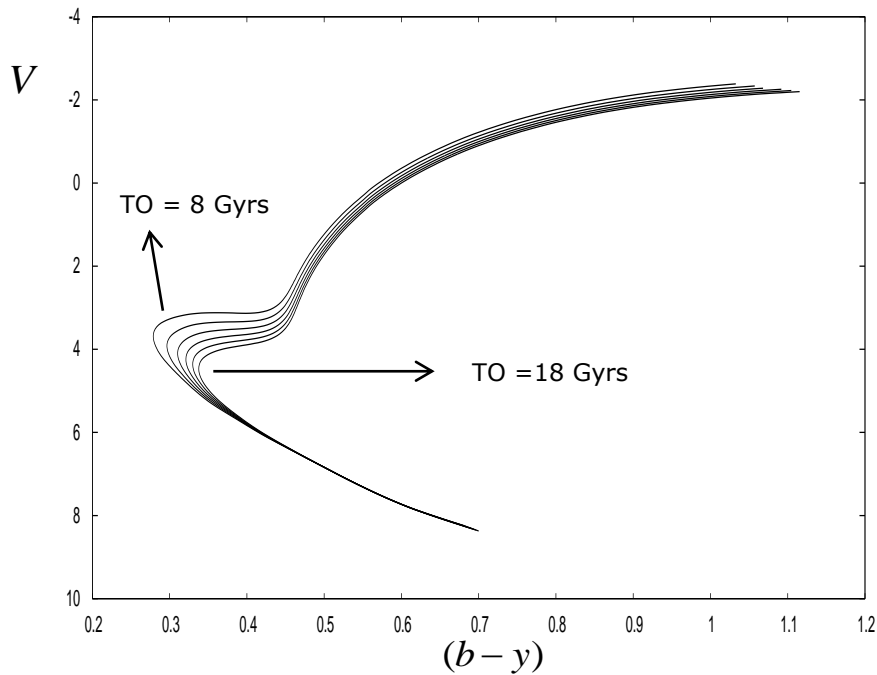


Figura 5.33: Linhas evolucinárias (isócronas) de Vandenberg, Bergbusch e Dowler (2005). Apresentam-se idades de 8, 10, 12, 14, 16 e 18 Gyrs.

Com o passar do tempo, o ponto *turnoff* deslocar-se-á cada vez mais para baixo da sequência principal (SP), tornando-se menos luminoso e mais frio à medida que a idade aumenta, revelador de estrelas cada vez menos maciças.

Os enxames globulares são bastante velhos pelo que as estrelas da sequência principal abaixo do *turnoff* apresentam massas inferiores a uma massa solar. (Jimenez, 1998)

No artigo de Chiosi (1999), sintetizam-se os resultados da teoria da evolução estelar e esta questão das misturas de matéria no interior das estrelas.

No que concerne ao segundo ponto, entram os parâmetros como os erros que advêm da redução dos dados, nomeadamente o excesso de cor, a metalicidade, a distância e a abundância dos elementos alfa ($[\alpha / Fe]$).

5.4.1 Isócronas: Determinação da Idade

De forma a estimar a idade para ambos os enxames, recorreu-se aos modelos evolucionários de VBD (2005), contemplando o *overshooting*, com a aplicação de isócronas ao diagrama $V_0 \text{ versus } (b - y)_0$ e $V_0 \text{ versus } (v - y)_0$, designadamente ao ponto de saída das estrelas da sequência principal (TO).

O ajuste das isócronas permite-nos ao mesmo tempo confrontar os modelos teóricos de evolução estelar com as estrelas de diferente massa que constituem o diagrama cor-magnitude.

Tal como já referi anteriormente, a aplicação deste método requer o conhecimento de valores observacionais anteriormente determinados, nomeadamente:

- (1) $E(b - y)$;
- (2) $(m - M)$

Além dos dois parâmetros anteriores é necessário indicar o valor da abundância de hélio (Y) e dos elementos pesados (Z) que revelam qual a isócrona a aplicar.

A tabela seguinte refere-se às abundâncias químicas das isócronas aplicadas a ambos os enxames.

<i>Enxame</i>	$[Fe/H]$	Y	$Z (\times 10^{-4})$
M3	−1.31	0.2370	1.690
	−1.41	0.2366	1.352
	−1.53	0.2362	1.014
M92	−2.01	0.2354	3.380
	−2.14	0.2353	2.540
	−2.31	0.2352	1.690

Tabela 5.12: Valores da composição química das isócronas aplicadas na presente tese para ambos os enxames. (Vandenberg, Bergbusch, Dowler, 2006)

A idade do enxame é então dada pela isócrona que melhor se ajustar às várias sequências do enxame no diagrama cor-magnitude, isto é, TO, SGB e RGB.

Há ainda a referir que cada um dos parâmetros inseridos neste método introduz uma incerteza na idade do enxame.

Seguem-se de forma cronológica as etapas que utilizei para ajustar as isócronas aos diagramas observacionais:

- Em ambos os diagramas seleccionaram-se apenas as estrelas com erros em $V \leq 0.05$ e $(b - y) \leq 0.05$.
- Usei o valor de excesso de cor determinado para cada um dos enxames para corrigir V e $(b - y)$, sendo que a cor V é corrigida de excesso de cor de acordo com $A_V = 4.2E(b - y)$.
- Aquando da aplicação de isócronas ao diagrama V versus $(v - y)$, o valor de $(v - y)$ foi obtido a partir de $(v - y) = m_1 + 2(b - y)$.
- O valor de $(V - M_V)_0$ foi somado aos diagramas.
- De acordo com Carney (1996), o valor mais apropriado para as estrelas que constituem o halo da galáxia (estrelas da população II) têm um valor de abundância $[\alpha / Fe] = 0.3$, valor este que adoptei ao escolher as isócronas a aplicar.
- Escolhi as isócronas de VBD (2005) cujas metalicidades correspondiam aos valores mais próximos dos obtidos por mim na presente dissertação.
- Após a aplicação das isócronas efectuei um diagrama sobrepondo abundâncias em $[\alpha / Fe] = 0.0$ e $[\alpha / Fe] = 0.3$ aos dados observacionais, para uma da idade e metalicidade (correspondente aos valores determinados), e verifiquei se o valor escolhido ($[\alpha / Fe] = 0.3$) tinha sido o adequado.

5.4.1.1 Ajuste de Isócronas ao enxame M3

Tomam-se os valores obtidos de $E(b-y)$, $[Fe/H]$ e $(m-M)$ como estimativas iniciais e aplicam-se as isócronas de VDB (2005) com as idades de 12, 14 e 16 Gyrs aos diagramas de cor V_0 versus $(b-y)_0$. Posteriormente, variam-se estes valores até se obterem ajustes óptimos.

Há a salientar que utilizei o módulo da distância com e sem corte a 2σ para as metalicidade de -1.31 , -1.41 e -1.53 dex, bem como para o excesso de cor determinado ($E(b-y)=0$) e o usado com mais frequência na literatura ($E(b-y)=0.007$), sendo que o único parâmetro que se manteve fixo foi a abundância química com o valor de $[\alpha/Fe]=0.3$.

As figuras 5.34 até à figura 5.37 mostram-nos os vários ajustes para essas idades.

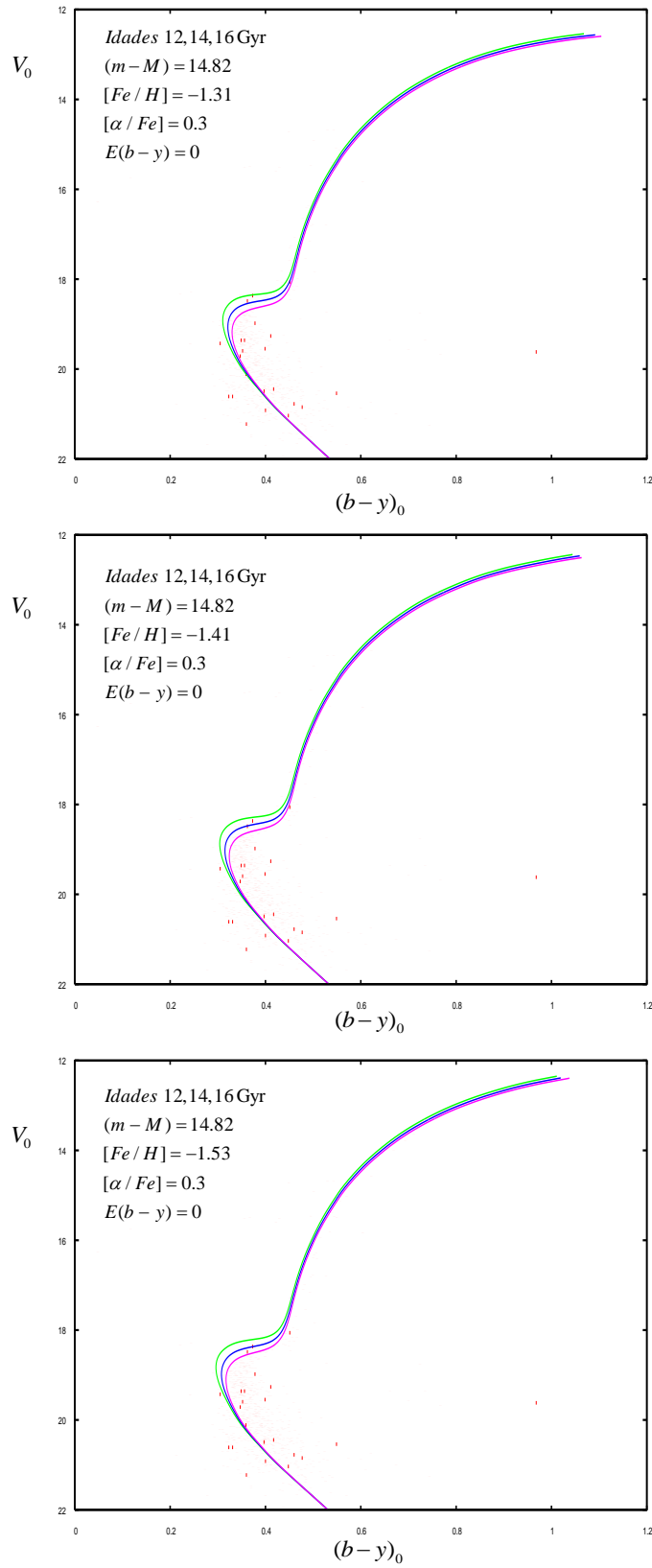


Figura 5.34: Ajuste das isócronas de diferentes metalicidade (VBD, 2005) a M3 para um valor de $(m - M) = 14.82$ e $E(b - y) = 0$.

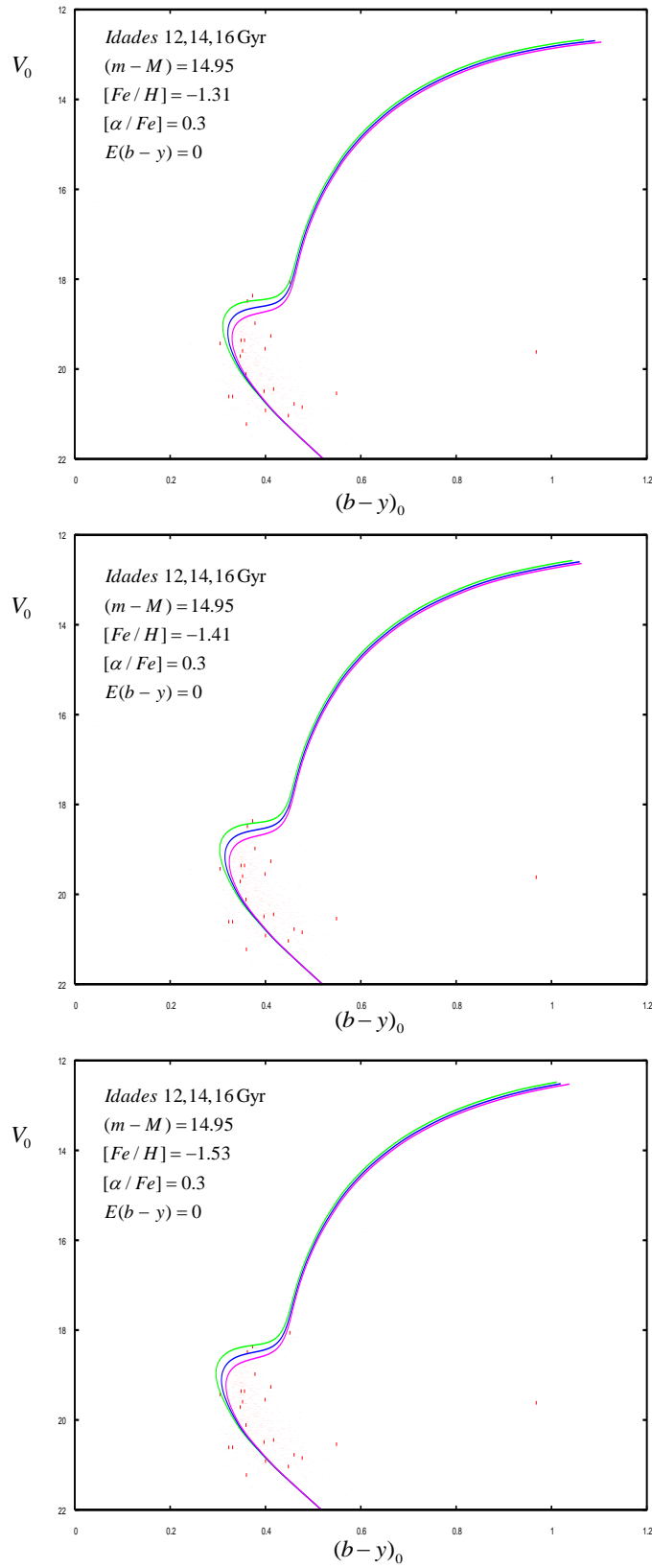


Figura 5.35: Ajuste das isócronas de diferentes metalicidade (VBD, 2005) a M3 para um valor de $(m - M) = 14.95$ e $E(b - y) = 0$.

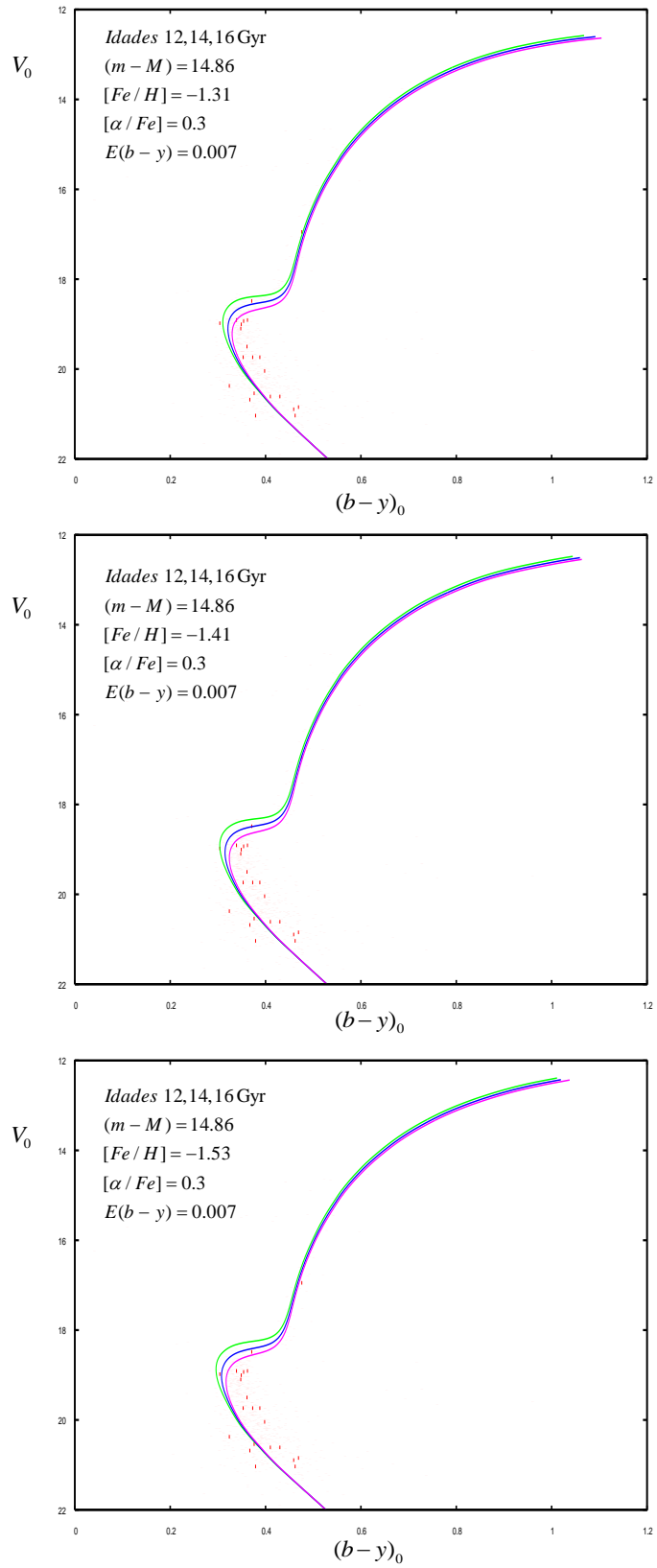


Figura 5.36: Ajuste das isócronas de diferentes metalicidade (VBD, 2005) a M3 para um valor de $(m - M) = 14.86$ e $E(b - y) = 0.007$.

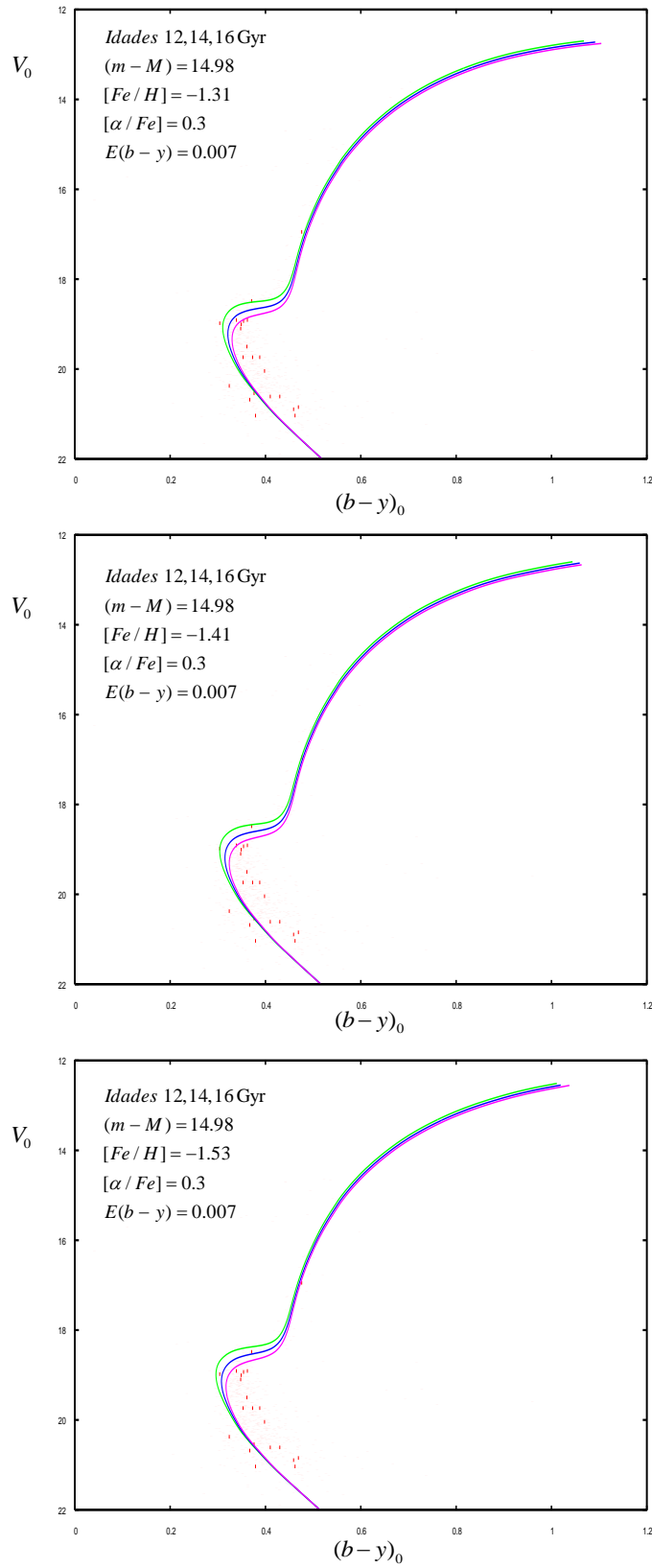


Figura 5.37: Ajuste das isócronas de diferentes metalicidade (VBD, 2005) a M3 para um valor de $(m - M) = 14.98$ e $E(b - y) = 0.007$.

Usando um diagrama $(v-y, V)$, que de acordo com alguns autores parece definir melhor a sequência do aglomerado do que o diagrama $(b-y, V)$, podemos corroborar que a isócrona que melhor se ajusta é aquela a que foi somado um módulo de distância igual a $(m-M)=14.98$, para $E(b-y)=0.007$ com um valor de $[Fe/H]=-1.53$ dex, para uma idade de 14Gyrs (ver figura 5.39).

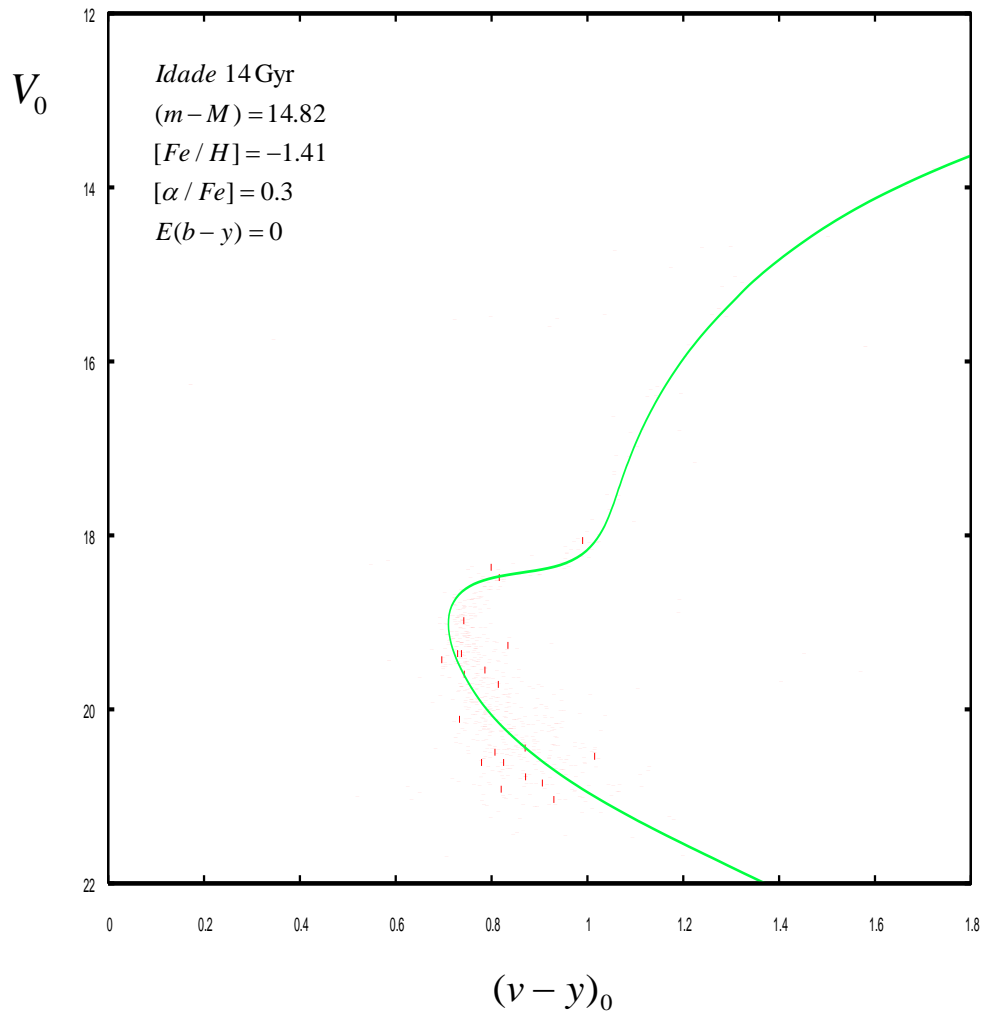


Figura 5.38: Ajuste de uma isócrona de VBD (2005) a M3 com uma metalicidade de -1.41 dex.

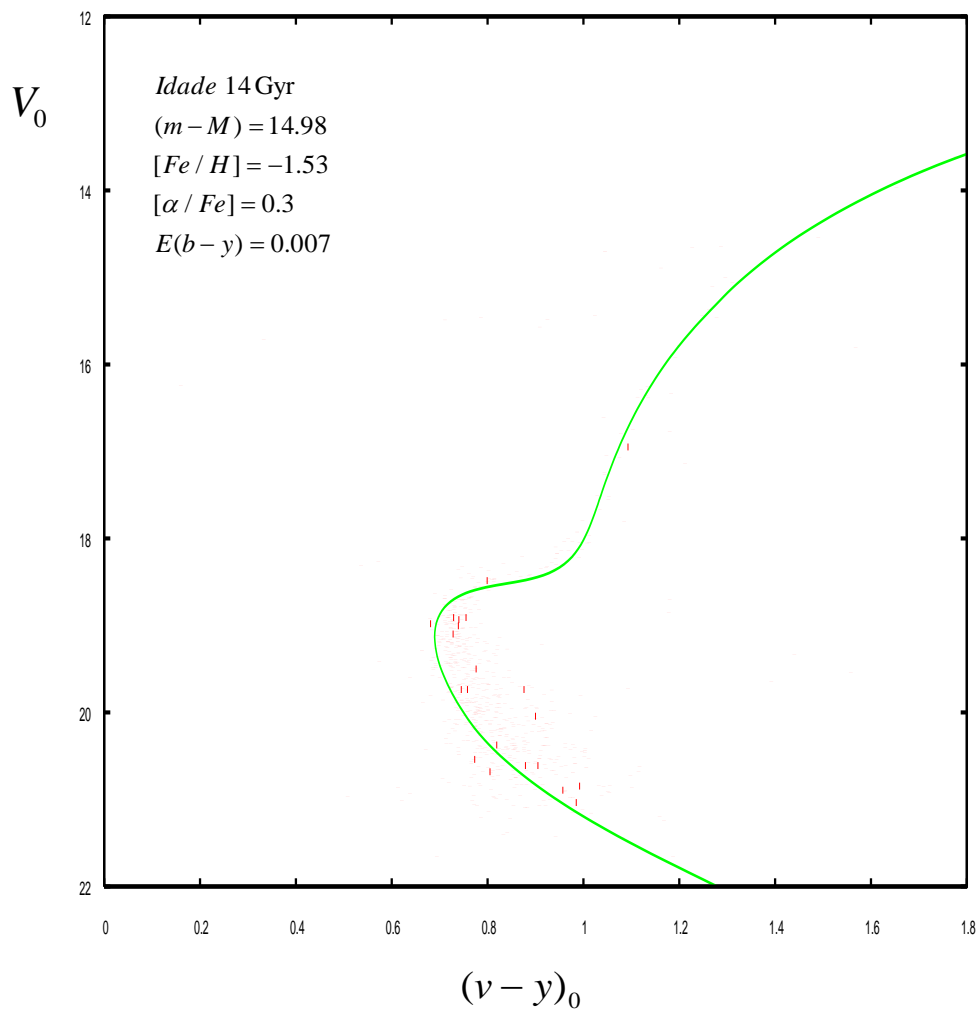


Figura 5.39 Ajuste de uma isócrona de VBD (2005) a M3 com uma metalicidade de -1.53dex .

Paez et al (1990), por aplicação de isócronas a M3 em que fizeram variar os valores de Z e de $E(B-V)$, mantendo constante a abundância em hélio ($Y=0.3$), obtiveram um valor de idade que se situa entre os 16 e os 19 Gyrs. Para confrontar os resultados obtidos com outros estudos neste enxame, consultar capítulo II.

Tal como já foi referido anteriormente, a fotometria de Strömgren oferece a possibilidade de determinar a idade dos enxames globulares sem que seja necessário o conhecimento da distância a que os mesmos se encontram.

O diagrama $(v-y, c_0)$ é independente da distância (Vandenbergh, Grundhal entre outros) e pouco sensível ao excesso de cor.

A figura seguinte traduz a aplicação de uma isócrona de -1.53 dex com três idades (12, 14 e 16 Gyrs) ao enxame M3.

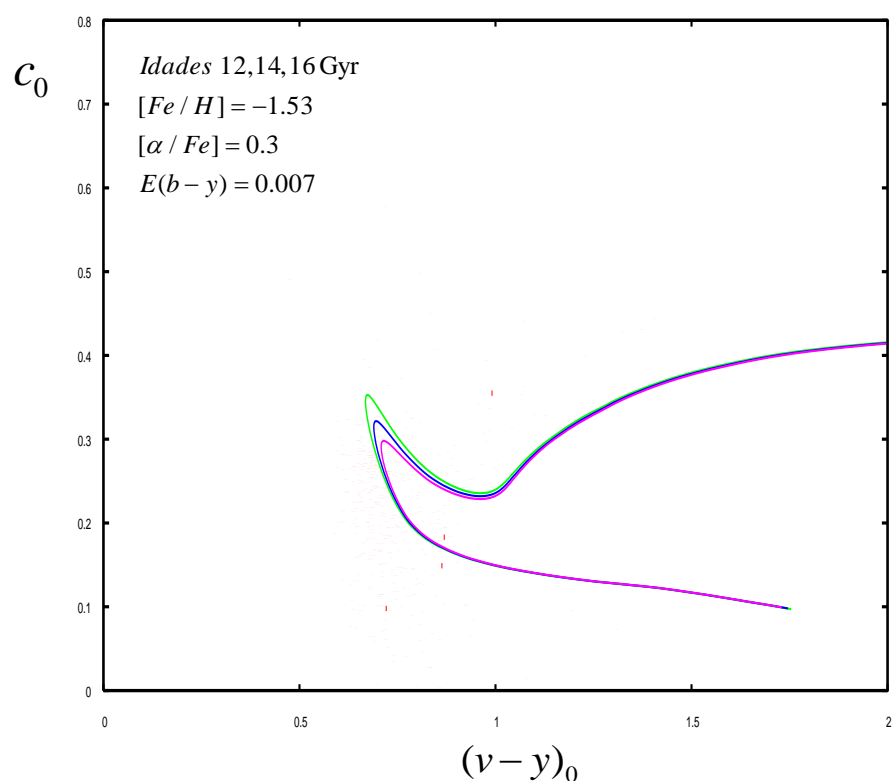


Figura 5.40: Ajuste de isócronas de metalicidade $[Fe/H] = -1.53$ para idades de 12 (verde), 14 (azul) e 16 (rosa) Gyrs.

A isócrona que melhor se ajusta aos dados é a de 14Gyrs.

No que concerne à aplicação de isócronas ao ramo horizontal, dada a escassez de estrelas existentes no mesmo, não me permitiu tecer comentários sobre o mesmo, no entanto a figura que se segue mostra o comportamento do ajuste face aos parâmetros físico-químicos determinados no presente capítulo.

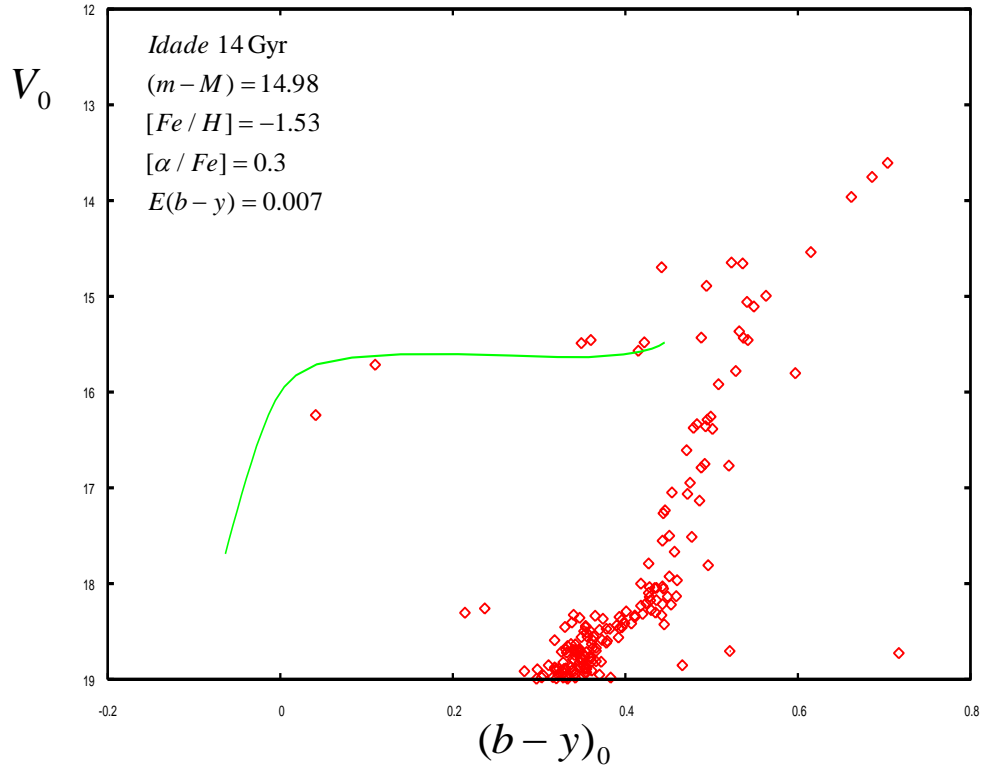


Figura 5.41: Ajuste de uma isócrona de metalicidades $[Fe / H] = -1.53$ ao HB de M3.

5.4.4.2 Ajuste de Isócronas ao enxame M92

Os diagramas das figuras 5.42 à 5.44 traduzem os resultados dos ajustes para as idades de 12, 14 e 16 Gyrs para o valor de $(m - M)$ determinado, assumindo diferentes valores de metalicidade (-2.01 , -2.14 e -2.31 dex) conforme explicado anteriormente.

Uma vez que o excesso de cor para o presente enxame conduziu a um valor negativo, assume-se o valor constante no catálogo de Harris (Harris, 1996).

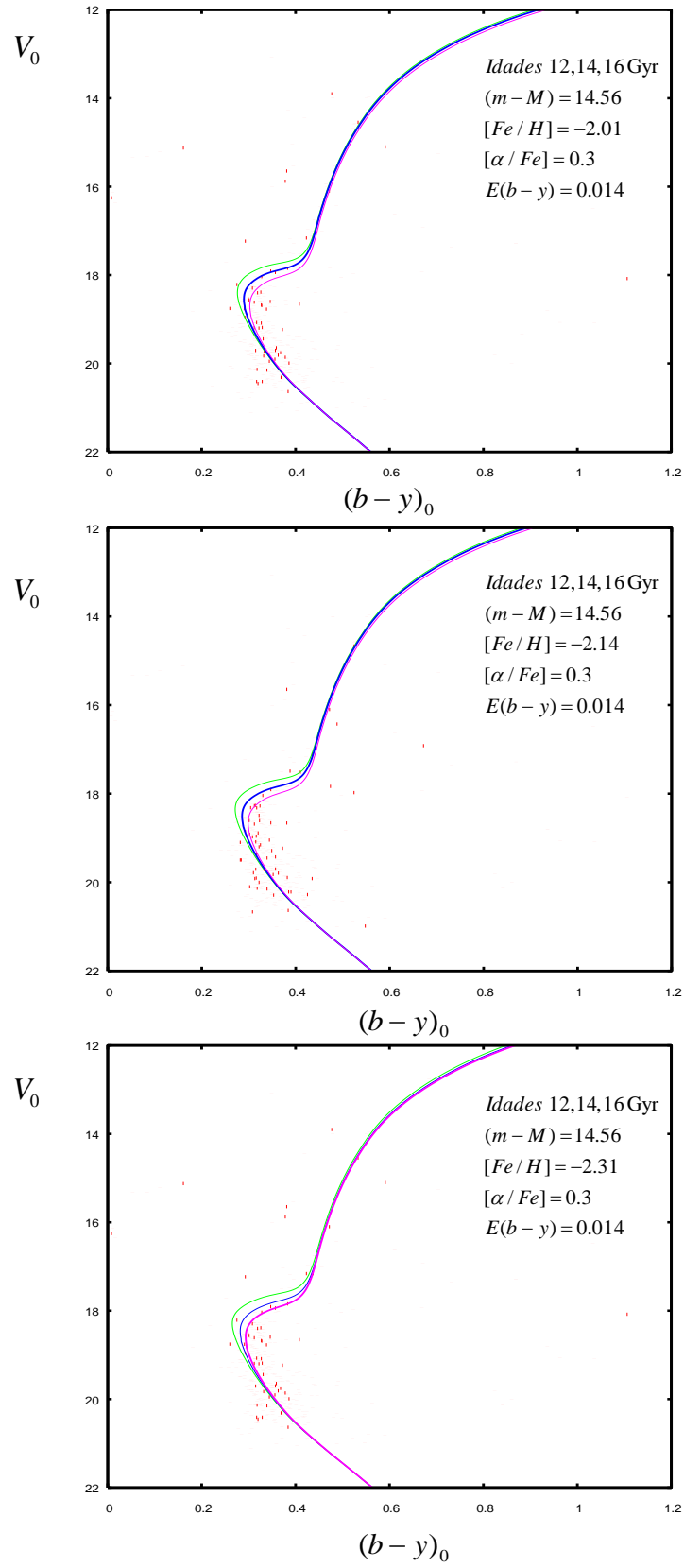


Figura 5.42: Ajuste de isócronas de 12, 14 e 16 Gyrs de VBD (2005) e de diferentes metalicidades a M92 para $(m-M)=14.56$.

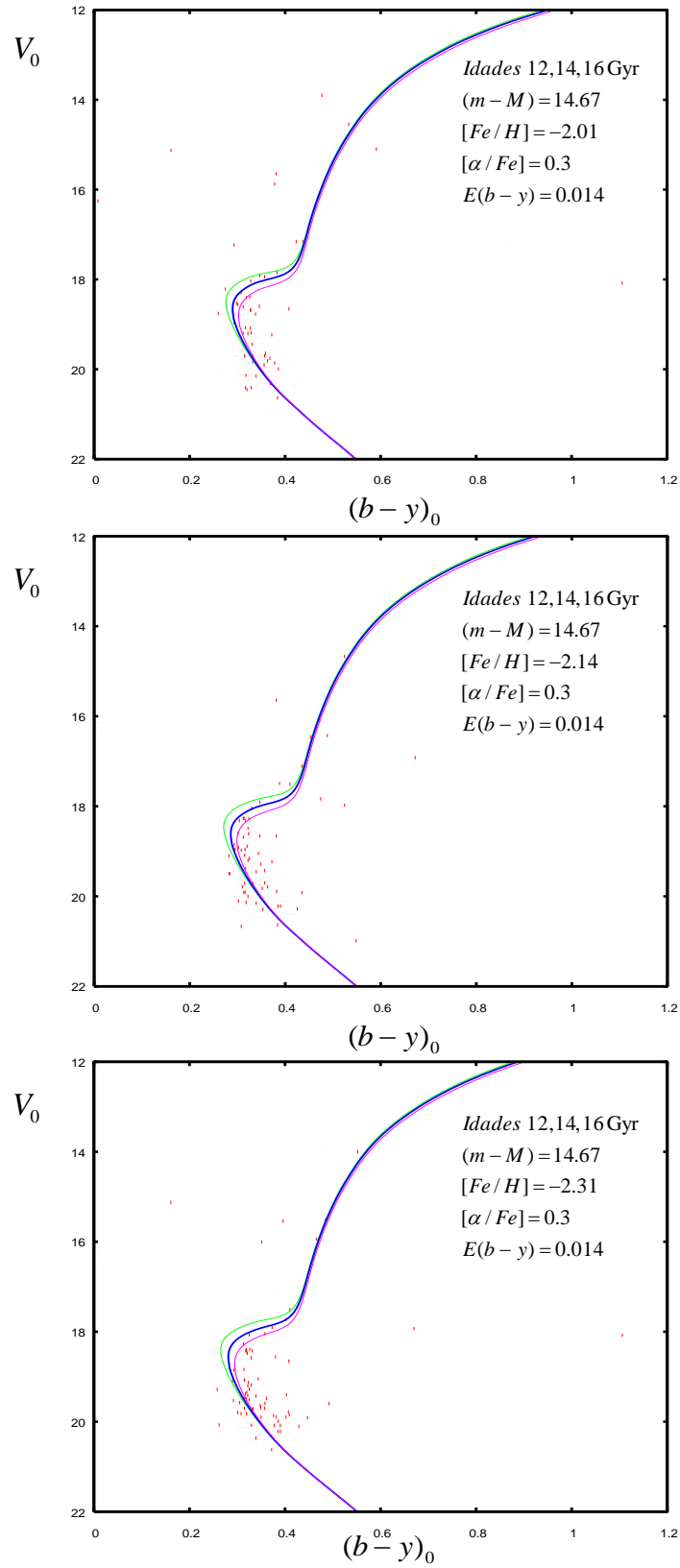


Figura 5.43: Ajuste de isócronas de 12, 14 e 16 Gyrs de VBD (2005) e de diferentes metalicidades a M92 para $(m-M)=14.67$.

A aplicação de isócronas de 14Gyrs ao diagrama $(V, v-y)$ corrobora que a isócrona sustentada por uma metalicidade de -2.01dex , para um módulo de distância de 14.56mag , é a que melhor se ajusta à amostra dentro do quadro da cosmologia actual.

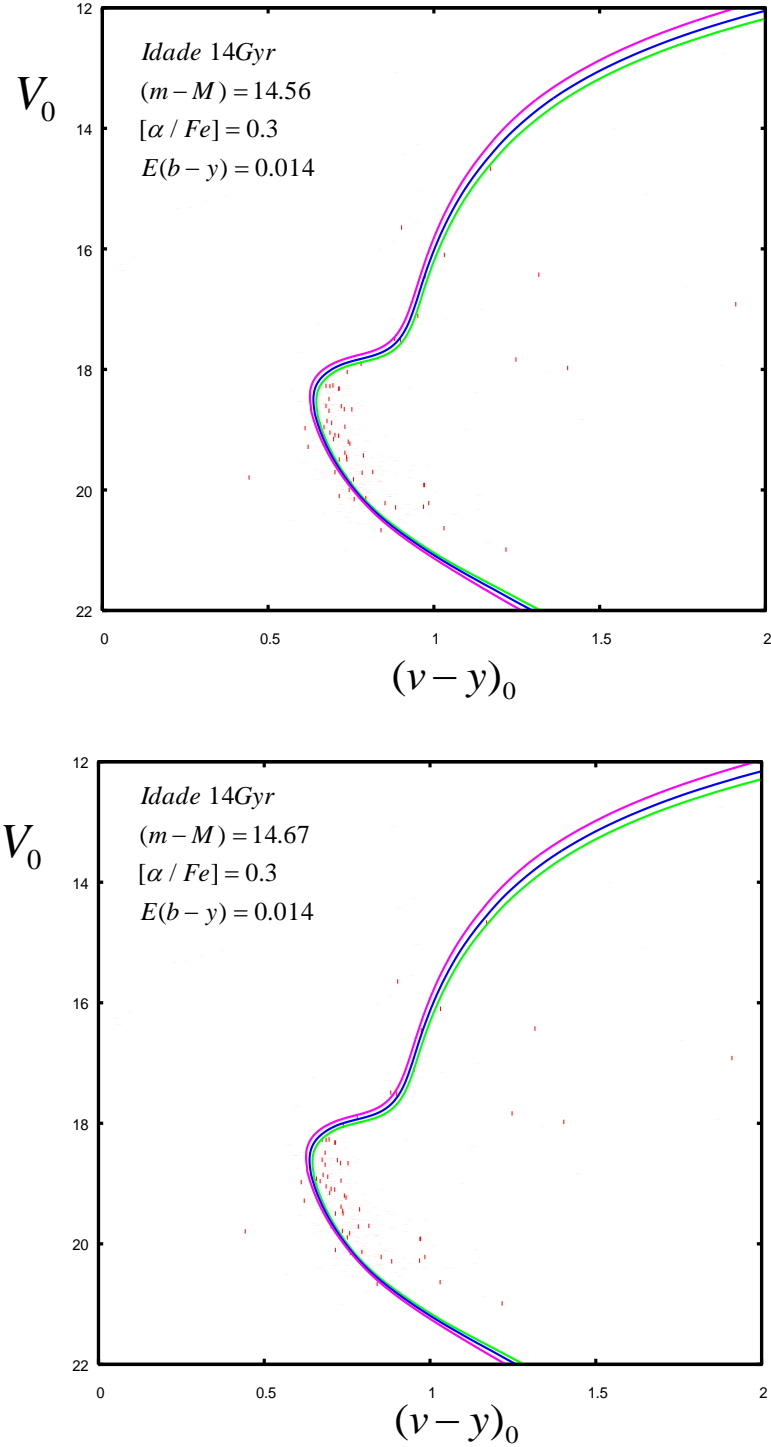


Figura 5.44: Ajuste de isócronas de VBD (2005) a M92 com uma metalicidade de -2.01dex (verde), -2.14 (azul) e -2.31 (rosa) para diferentes módulos de distância.

A análise dos diagramas anteriores conduziu a uma idade de 14Gyrs, com duas metalicidades diferentes, para módulos de distância diferentes. De forma a aferir qual das duas isócronas representa melhor o ajuste, elaboraram-se os dois diagramas seguintes.

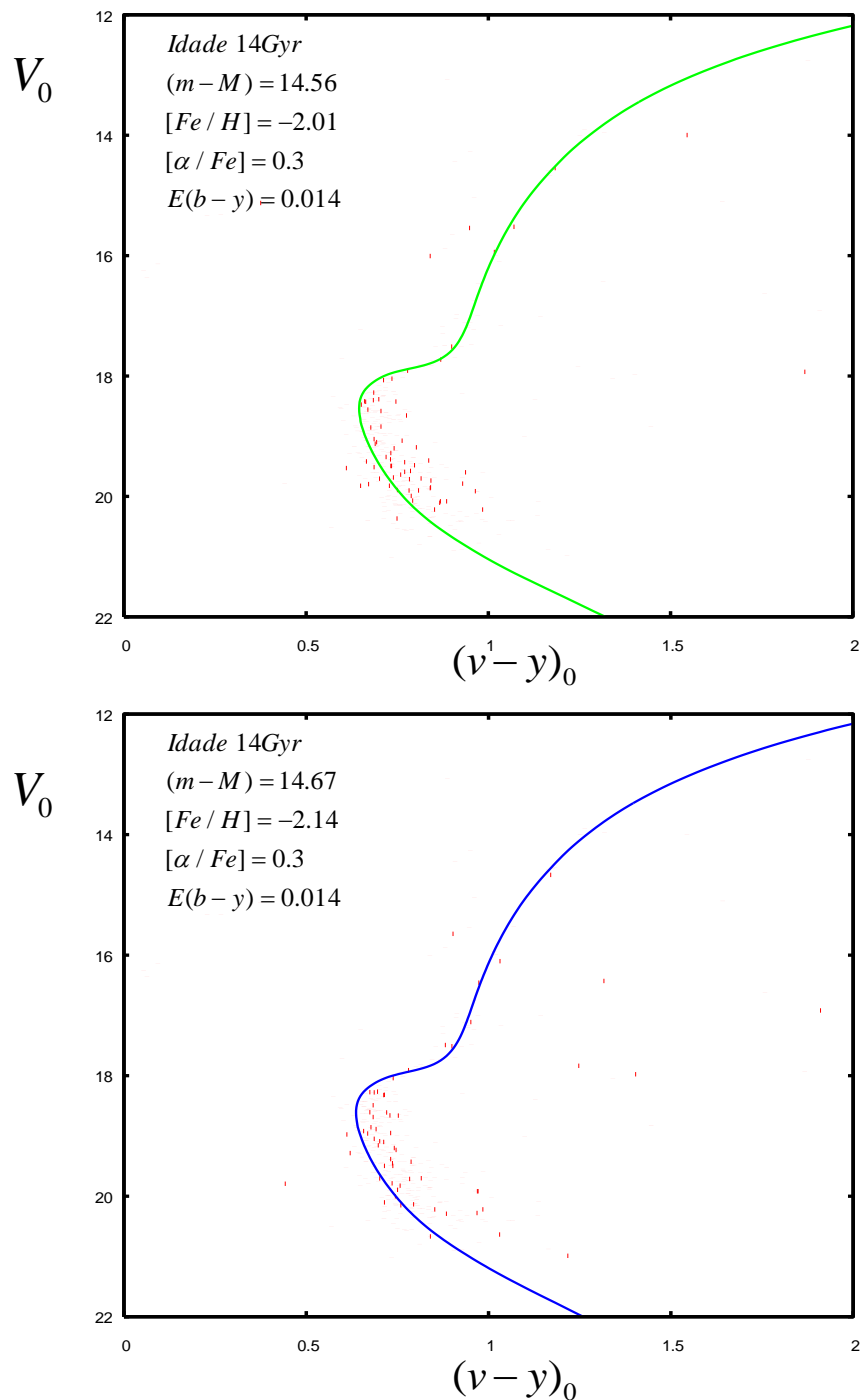


Figura 5.45: Ajuste de uma isócrona de 14 Gyrs de VBD (2005) a M92 com uma metalicidade de -2.01dex (verde) e -2.14dex (a azul) para diferentes módulos de distância.

A análise das figuras permitem-nos apurar que a isócrona que melhor se ajusta às várias sequências do enxame M92 é aquela cuja metalicidade é de $[Fe/H] = -2.01$, suportada por uma idade de 14Gyr e um módulo de distância de $(m-M) = 14.56$.

Conforme referi num subcapítulo anterior, para uma idade fixa (neste caso de 14Gyrs), quanto maior for a metalicidade do objecto astronómico maior será a sobrestimação do valor da distância a que esse objecto estelar se encontra, o que de facto se confirma tendo como base a figura anterior.

A aplicação dos dados do meu enxame a um diagrama $(v-y, c)$ não é conclusivo conforme se pode verificar na figura 5.46 (mesmo quando subrepus as estrelas que usei para aferir os parâmetros).

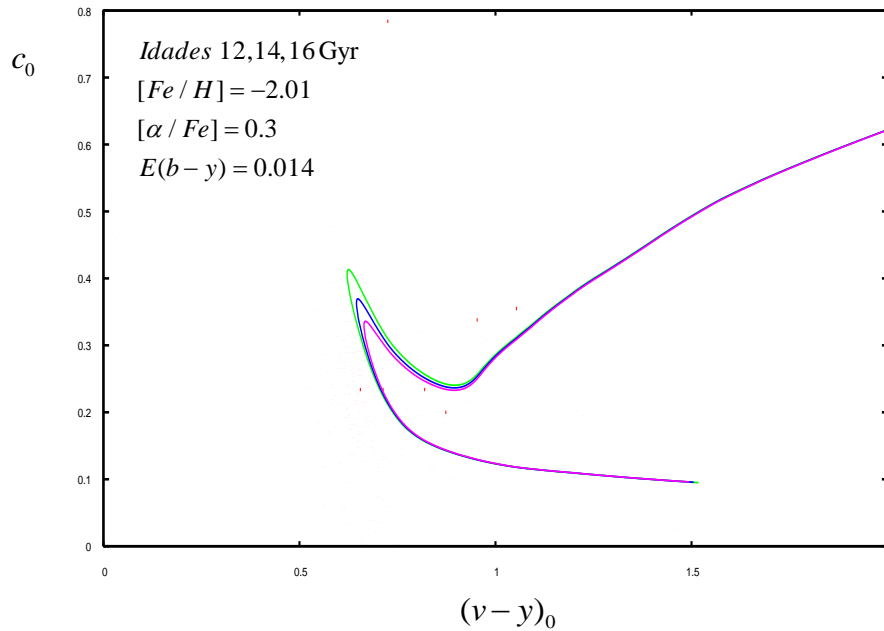


Figura 5.46: Ajuste de uma isócronas de metalicidades de $[Fe/H] = -2.01$ e uma idade de 12 (verde), 14 (azul) e 16 Gyrs (rosa).

Grundahl et al (2000), a partir do diagrama $(v-y)_0$ versus c_0 e por aplicação de isócronas obtiveram um valor para a idade de M92 de 14.5 Gyrs.

Ruelas-Mayorga et al (2005), pela aplicação de isócronas a partir dos modelos evolucionários de Proffitt & Vandenberg (1991) e Bergbusch e Vandenberg (1992), ao diagrama V versus $(B-V)$, estimaram uma idade para M92 de cerca de 16×10^9 anos, assumindo um valor de metalicidade médio de -2.03dex , $Y = 0.235$, um excesso de cor de 0.02 e com o módulo da distância de $(m-M) = 14.71$.

Embora o ramo horizontal seja pouco povoado, tal como se verificou para o enxame M3, apliquei também uma isócrona a M92.

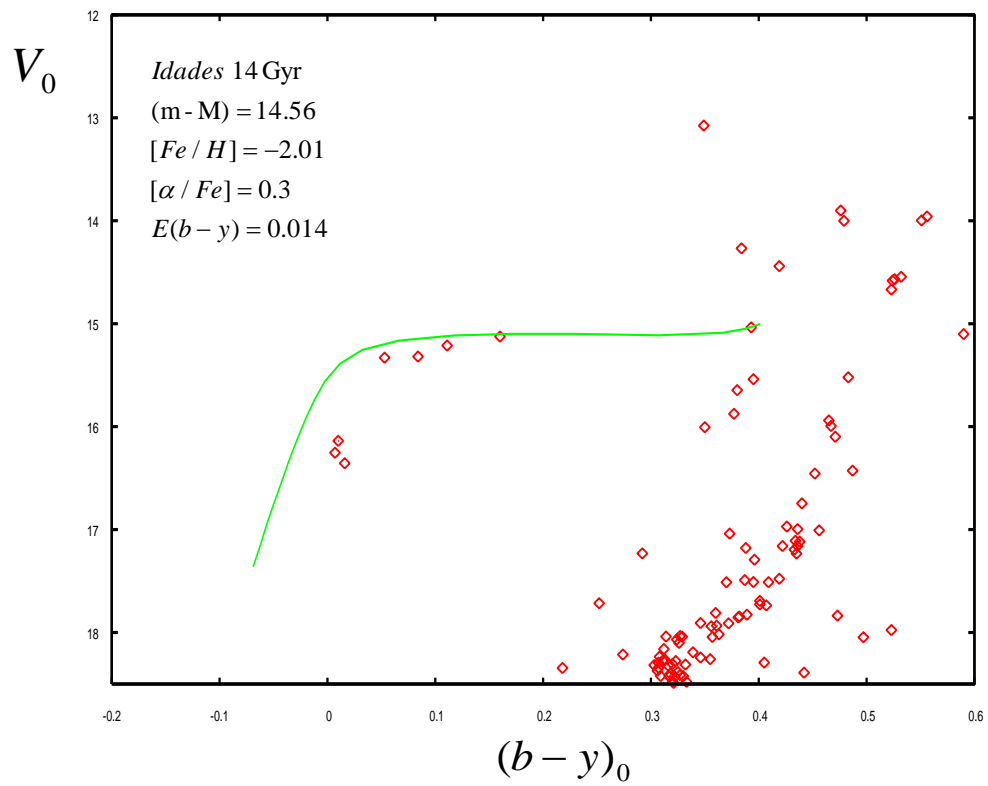


Figura 5.47: Ajuste de uma isócronas de metalicidades de $[Fe/H] = -2.01$ ao HB de M92.

Uma vez mais, tal como para o enxame M3, nada se pode aferir quanto ao diagrama anterior.

5.5 Aferição do Parâmetro $[\alpha/Fe]$

Os elementos alfa (α) são os elementos oxigénio ($Z = 8$), o néon ($Z = 10$), o magnésio ($Z = 12$), o alumínio ($Z = 13$), o silício ($Z = 14$), o fósforo ($Z = 15$), o enxofre ($Z = 16$), o cloro ($Z = 17$), o árgon ($Z = 18$), o cálcio ($Z = 20$) e o titânio ($Z = 22$), o sódio ($Z = 23$) e o manganésio ($Z = 25$).

Conforme referi previamente, este parâmetro afecta a determinação da idade pelo que o seu conhecimento é de extrema importância. De acordo com Salaris & Weiss (1998), assumindo um valor fixo de distância, um aumento de 0.3 dex no $[\alpha/Fe]$ implica uma subestimação de cerca de 1Gyrs na idade do TO.

A figura 5.48 traduz a aplicação de duas isócronas de 14Gyrs com a mesma metalicidade (-1.53) aos dados do enxame M3, para diferentes α .

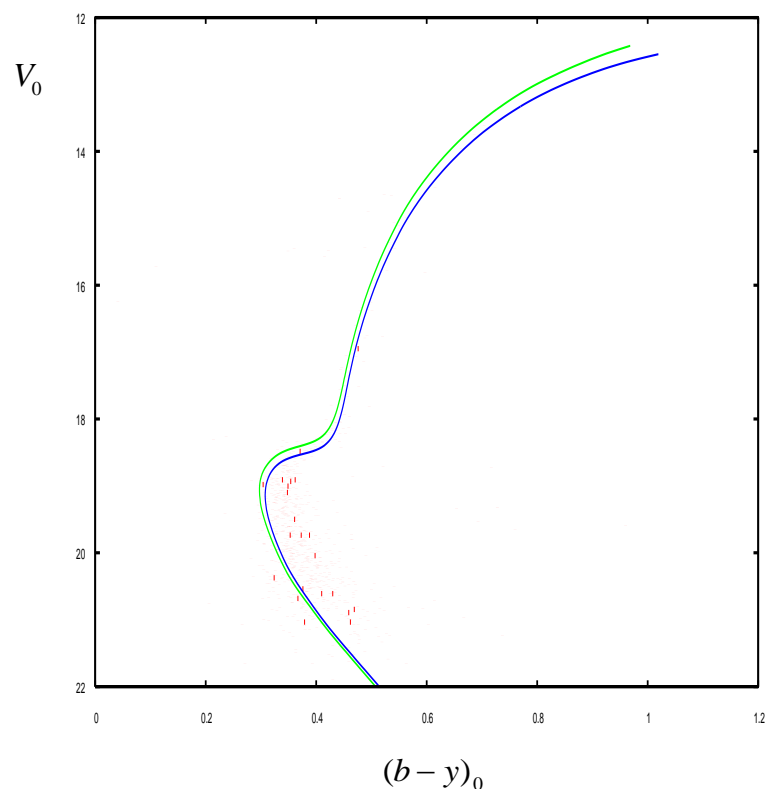


Figura 5.48: Aplicação de isócronas a M3 com a mesma idade e com diferentes $[\alpha/Fe]$. A linha a verde corresponde a $[\alpha/Fe] = 0.0$ e a linha a azul igual a $[\alpha/Fe] = 0.3$.

A análise de ambas as isócronas indica que $[\alpha/Fe] = 0.3$ é o valor que melhor traduz o ajuste.

A figura 5.49 traduz a aplicação de uma isócrona de metalicidade -2.01dex , para uma idade de 14 Gyrs.

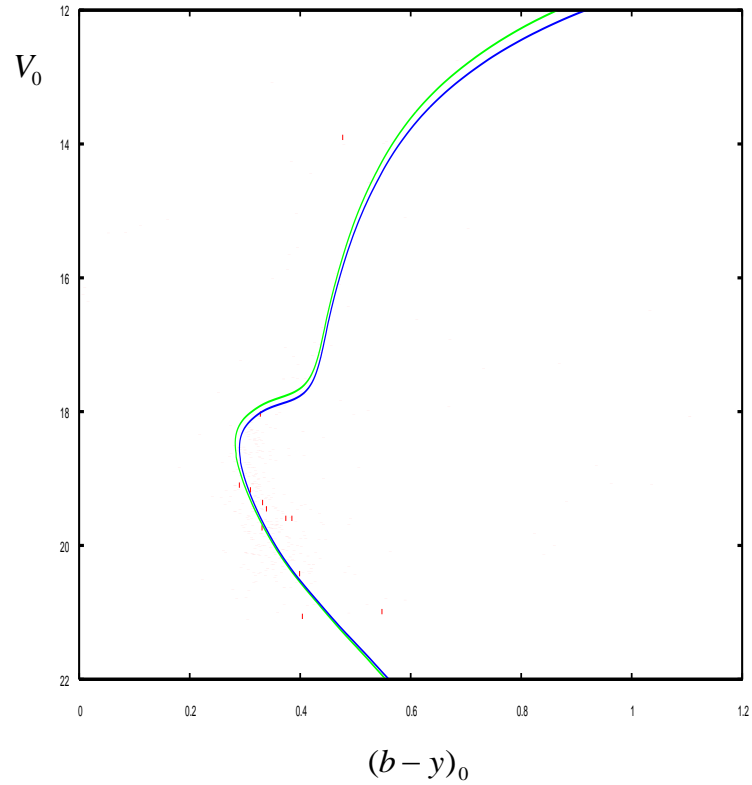


Figura 5.49: Aplicação de isócronas a M92 com a mesma idade (14 Gyrs) e com diferentes $[\alpha/Fe]$. A linha a verde corresponde a $[\alpha/Fe]=0.0$ e a linha a azul a $[\alpha/Fe]=0.3$.

A sua leitura indica, tal como para o enxame M3, que a isócrona que é sustentada pela abundância de $[\alpha/Fe]=0.3$ é também a mais adequada.

Resumo do capítulo

Para ambos os enxames:

- Elaboraram-se um conjunto de diagramas fotométricos $(b-y)$ versus β , $(u-b)$ versus $(b-y)$, m_1 versus β e m_1 versus $(b-y)$ sendo que todos revelam a presença de estrelas confinadas no mesmo espaço físico e que apresentam um excesso de cor semelhante, bem como metalicidade próxima;
- Determinou-se o excesso de cor a partir da equação de calibração de S&N (1989), tendo conduzido aos valores,

	M3	M92
$\overline{E(b-y)}$	0.000 ± 0.003	-0.020 ± 0.003

- Verificou-se fotometricamente e a partir da amostra de estrelas usadas para determinar o excesso de cor, a existência de estrelas de campo. Os critérios usados, para além do já referido (amostra), foi excluir estrelas que no diagrama m_1 versus V tivessem valores de metalicidade muito elevados (fora da faixa do diagrama) e com $V \geq 21$. Todas as estrelas que se afastassem a 3σ do valor de $\overline{E(b-y)}$ também foram excluídas.
- Indicaram-se as várias fases evolutivas nos diagramas V_0 vs $(b-y)_0$ e c_0 vs $(b-y)_0$, tendo-se verificado que no primeiro o ramo horizontal (HB) é pouco povoado;
- Determinou-se o valor de metalicidade a partir das equações para as estrelas do tipo F e G de S&N (1989), cujos resultados conduziram a

	M3	M92
$\overline{[Fe/H]}$	-1.52	-1.96

- O módulo da distância que conduziu ao melhor ajuste obtido foi de,

	M3	M92
$(m-M)$	14.98	14.56

- As isócronas conduziram a uma idade de ≈ 14 Gyrs para um valor de $[\alpha/Fe] = 0.3$.

Capítulo 6

Resumo e Conclusões

Na presente dissertação, fez-se fotometria CCD no sistema Strömgren aos enxames globulares NGC5272 (M3) e NGC 6341 (M92) e a partir dela extraíram-se os parâmetros estelares: excesso de cor, metalicidade, distância e idade.

A calibração fotométrica do presente trabalho foi obtida a partir de estrelas padrão locais medidas fotoelectricamente por C. Chavarria e foram identificadas a partir de mapas obtidos por Schuster. Uma apreciação sobre a calibração conduziu-me inevitavelmente a referir que as estrelas usadas foram em pequeno número o que de um ponto de vista estatístico é insuficiente, no entanto, usei uma outra abordagem conforme explicado no texto.

A partir da calibração de S&N (1989) estimou-se o excesso de cor médio para cada um dos enxames.

M3 e M92 são pouco afectados pelo avermelhamento, sendo que os resultados obtidos por mim reforçam esta evidência.

A partir das calibrações de S&N (1989) para estrelas do tipo F e G, e adoptando-se os valores de excesso de cor médio para ambos os enxames, determinaram-se os valores de metalicidade.

Os resultados obtidos para a metalicidade em termos de valores médios são, para o enxame M3, semelhantes aos valores obtidos pela maioria dos autores.

No que concerne ao enxame M92 os valores médios desviam-se muito dos resultados obtidos em outros estudos, e são contraditórios, pelo que recorri a duas outras equações de calibração (que conduziram a resultados semelhantes).

A aplicação de isócronas teóricas para esses valores mostraram que os mesmos não podiam ser usados, pelo que resolvi usar apenas os valores dos “picos” dos histogramas

como indicadores. Deste modo, adoptou-se como valor de metalicidade para M92 o valor teórico da isócrona, visto o mesmo coincidir bem com as observações.

Os resultados obtidos e a incerteza na determinação da metalicidade do enxame M92, poderão estar associados a:

- 1 – Erros provenientes da fotometria (incerteza na determinação dos pontos zero e consequentemente nas respectivas equações de calibração).
- 2 – O valor de $E(b - y)$ utilizado não permitir o uso de outras estrelas (devido às imposições das várias equações de calibração);

Contudo, de uma forma geral, os resultados por mim obtidos são consistentes com os resultados anteriormente alcançados para estes enxames e noutros sistemas fotométricos, o que permite consolidar a fotometria Strömgren como uma ferramenta útil no estudo das propriedades físico-químicas dos enxames globulares e incentivar mais estudos com esta fotometria neste tipo de estruturas, notado que na literatura são poucos os enxames globulares estudados recorrendo à mesma.

Os principais resultados nos dois enxames globulares, e após um conjunto de vários testes onde se variou a distância, metalicidade e o excesso de cor, conduziram aos seguintes valores:

M3

- $E(b - y) = 0.007$
- $[Fe / H] = -1.52$
- $(m - M) = 14.98$
- Idade: 14×10^9 anos
- $d \approx 10 kpc$

M92

- $E(b - y) = 0.014$
- $[Fe / H] = -2.01$
- $(m - M) = 14.56$
- Idade: 14×10^9 anos
- $d \approx 8.2 kpc$

Analisando os valores de metalicidade obtidos pelas equações de calibração de S&N (1989) com os da bibliografia a situação é bastante controversa e os meus resultados aproximam-se mais dos resultados obtidos por espectroscopia, em contraste com os obtidos por fotometria de banda larga.

Uma conclusão interessante para o enxame M3 é que a isócrona de $-1.41dex$ se ajusta muito bem aos dados observacionais (principalmente na zona das SGB), quando se assume um valor de excesso de cor nulo e um módulo de distância, $(m - M) = 14.82$.

Assumindo que devido à alta latitude galáctica a que o enxame se encontra, que podemos desprezar o excesso de cor, resultado que vai de encontro aos valores obtidos pelo Gratton et al (1997).

No caso em particular do enxame de M92, a metalicidade obtida por mim conduz a um valor relativamente mais baixo do que os referidos na literatura com mais frequência (≈ 2.2), sendo que o meu resultado está em consonância com o obtido por Stetson & Harris (1988) e Bergbusch (2000), cujo valor será da ordem dos -2 dex.

O resultado obtido em termos de metalicidade e para ambos os enxames levanta a questão se os valores referidos na bibliografia com mais frequência não terão de ser revistos.

O estudo levado a efeito sobre o parâmetro $[\alpha/Fe]$ veio demonstrar que o valor de 0.3, e para ambos os enxames, é o mais adequado.

Os valores de $[\alpha/Fe]$ e Y são fundamentais porque nos permite, conjuntamente com Z , averiguar qual a isócrona a aplicar aos dados observacionais.

Os últimos estudos de Luridiana et al (2003), mostram que o valor de Y deverá ser próximo de 0.24 sendo que, na presente tese, as isócronas são sustentadas por um valor de 0.23.

No panorama da cosmologia actual a idade do Universo é de 14 ± 2 Gyrs.

Krauss (2000), para um conjunto de enxames globulares velhos, determinou uma idade média de 12.8 ± 1 Gyr. Por outro lado, Spergel et al (2003), a partir das observações do WMAP estimam uma idade de cerca 13.7 ± 0.2 Gyrs

Relativamente à idade dos enxames por mim obtida, os valores enquadram-se no quadro da cosmologia actual, visto ambos os resultados conduzirem a um valor que se situa próximo dos 14Gyrs, conduzindo à conclusão que os enxames M3 e M92, e consequentemente a Via Láctea, constituírem-se como das primeiras gerações de estruturas estelares que se formaram após o Big Bang.

Apêndice A

Filtros de Strömgren do fotômetro de Danish (San Pedro Mártir)

Filtro	λ (Å)	$\lambda_{1/2}$ (Å)	Transmissão (%)
u	3505	330	76
v	4110	170	83
b	4685	183	89
y	5488	235	90
β_n	4864	30	70
β_w	4865	137	82

Apêndice B

B.1: Comparação de magnitudes entre imagens do enxame M3 no mesmo filtro e respectivos valores estatísticos dos mesmos

<i>FILTRO</i>	Img_REF	Img	\overline{X}_{mag}	σ	<i>N</i>
u	1017	1018	-0.033	0.012	9
u	1017	2031	-0.244	0.023	12
u	1017	2032	0.091	0.016	13
u	1017	3027	-0.012	0.023	11
u	1017	3028	0.220	0.015	10
u	1017	3029	0.011	0.021	12
u	1017	4020	0.304	0.015	9
u	1017	4021	0.0004	0.019	9
u	1017	4022	0.041	0.015	9
u	1017	4023	0.026	0.015	7
u	1017	4024	-0.043	0.018	8
u	1017	4025	0.019	0.025	7
u	1017	4038	-0.063	0.026	10
u	1017	4039	-0.057	0.029	11
u	1017	4040	-0.035	0.032	8
u	1017	4041	-0.078	0.028	10
u	1017	4042	-0.084	0.017	8
u	1017	4043	-0.155	0.025	10
v	1020	2035	0.058	0.015	10
v	1020	2036	0.024	0.011	8
v	1020	3032	0.015	0.014	8
v	1020	3033	0.022	0.013	10
v	1020	4028	0.052	0.015	8
v	1020	4029	0.043	0.015	10
v	1020	4044	-0.013	0.017	9
v	1020	4045	-0.016	0.019	8
b	1019	2033	-0.301	0.024	19
b	1019	2034	-0.002	0.017	10
b	1019	3030	-0.081	0.019	18
b	1019	3031	-0.080	0.015	14
b	1019	4026	0.608	0.017	12
b	1019	4027	0.122	0.017	12
y	1021	2037	-0.218	0.011	10
y	1021	4030	0.001	0.019	10
y	1021	4032	-2.354	0.074	9
β_n	1022	2038	-0.533	0.019	14
β_n	1022	2039	-0.537	0.019	13
β_n	1022	4031	-0.469	0.017	11
β_n	1022	4033	-0.540	0.024	11
β_n	1022	4034	-0.542	0.018	11
β_n	1022	4037	-0.541	0.022	12
β_w	1023	2040	0.080	0.018	15
β_w	1023	4035	-0.108	0.014	10
β_w	1023	4036	-0.151	0.014	8

B.2: Comparação de magnitudes entre imagens no mesmo filtro para o enxame M92 e respectivos valores estatísticos dos mesmos.

<i>FILTRO</i>	Img_REF	Imagem	\overline{X}_{mag}	σ	<i>N</i>
<i>u</i>	1031	2054	0.054	0.008	19
<i>v</i>	1033	2056	-0.004	0.006	19
<i>b</i>	1032	2055	-0.019	0.010	35
<i>y</i>	1034	2057	0.020	0.005	13
β_n	1035	2058	-0.029	0.017	17
β_w	1036	2059	-0.067	0.005	22

Em ambas as tabelas B.1 e B.2, *Img_REF* é a imagem usada como referência; *Img* é a imagem que está a ser comparada; \overline{X}_{mag} é a média da magnitude de todas as estrelas comuns e com erros pequenos (inferiores na maioria dos casos a 0.02mag); σ o desvio padrão das magnitudes e *N* o número de estrelas usadas para determinar a média das magnitudes.

Apêndice C

- Este apêndice contém uma lista de alguns dos programas em linguagem C que elaborei após obter as magnitudes instrumentais via IRAF/NOAO e que permitiram determinar os parâmetros físico-químicos a que esta tese se destinava.

- ✓ Identificação de estrelas entre ficheiros
- ✓ Determinação de diferenças entre magnitudes nas estrelas padrão
- ✓ Determinação dos coeficientes angulares pelo método dos mínimos quadrados
- ✓ Determinação do excesso de cor
- ✓ Determinação da metalicidade F
- ✓ Determinação da metalicidade G
- ✓ Determinação da magnitude absoluta por interpolação e do módulo da distância
- ✓ Correção de excesso de cor para aplicação de isócronas

Apêndice D

Regressão Multilinear

Um modelo de regressão linear múltipla descreve a relação entre uma variável dependente e k variáveis independentes, de acordo com a seguinte relação:

$$Y_i = \beta_0 + \beta_1 x_{i,1} + \beta_2 x_{i,2} + \dots + \beta_k x_{i,k} + \varepsilon_i$$

Adoptando a equação anterior, os parâmetros ε_i e β podem ser estimados recorrendo ao método dos mínimos quadrados, onde a minimização é dada por:

$$RSS = \sum_{i=1}^n \varepsilon_i^2 = \sum_{i=1}^n (y_i - \beta_0 - \beta_1 x_{i,1} - \dots - \beta_k x_{i,k})^2$$

Neste método o que se pretende é determinar os valores $\overline{\beta_0}, \overline{\beta_1}, \dots, \overline{\beta_k}$ de $\beta_0, \beta_1, \dots, \beta_k$ que minimizam a soma anterior.

De forma a minimizar RSS relativamente a $\beta_0, \beta_1, \dots, \beta_k$, é necessário resolver as derivadas parciais de RSS ,

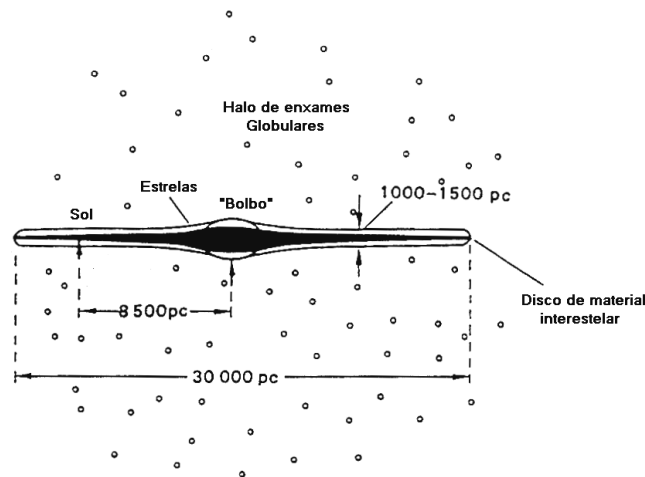
$$\frac{\partial RSS}{\partial \beta_0}, \frac{\partial RSS}{\partial \beta_1}, \frac{\partial RSS}{\partial \beta_2}, \dots, \frac{\partial RSS}{\partial \beta_k}$$

Igualando as derivadas parciais a zero e rearrajando-as obtemos um conjunto de equações (as que se seguem) que têm de ser resolvidas em simultâneo para $\beta_0, \beta_1, \dots, \beta_k$, o que foi conseguido recorrendo ao uso de matrizes:

$$\begin{aligned} \beta_0 n + \beta_1 \sum_{i=1}^n x_{i,1} + \beta_2 \sum_{i=1}^n x_{i,2} + \dots + \beta_k \sum_{i=1}^n x_{i,k} &= \sum_{i=1}^n y_i \\ \beta_0 \sum_{i=1}^n x_{i,1} + \beta_1 \sum_{i=1}^n x_{i,1}^2 + \beta_2 \sum_{i=1}^n x_{i,1} x_{i,2} + \dots + \beta_k \sum_{i=1}^n x_{i,1} x_{i,k} &= \sum_{i=1}^n x_{i,1} y_i \\ &\vdots \\ \beta_0 \sum_{i=1}^n x_{i,k} + \beta_1 \sum_{i=1}^n x_{i,1} x_{i,k} + \beta_2 \sum_{i=1}^n x_{i,2} x_{i,k} + \dots + \beta_k \sum_{i=1}^n x_{i,k}^2 &= \sum_{i=1}^n x_{i,k} y_i \end{aligned}$$

Apêndice E

Representação esquemática da Via Láctea



Elaborado a partir de : Roy A. E. & Clarke, D., 1989, 3rd edition, *Astronomy: The Structure of Universe*, Institute of Physics Publishing

Caracterizando de forma muito sucinta cada uma das componentes da galáxia, tem-se:

Halo

- Pouco ou nenhum gás (zona onde não se formam estrelas);
- Constituído por estrelas da população II;
- A maioria das estrelas são velhas (idades superiores a 12 Gyrs);
- Com mais de 150 enxames globulares.

Bolbo (bulge)

- Estrelas velhas;
- Grande variedade em metalicidades;
- Provavelmente roda com uma velocidade pequena;

Disco (spiral disk)

- Maioritariamente estrelas do tipo I;
- Estrelas novas;
- Metalicidades semelhantes à do Sol;
- Constituído por enxames abertos;
- Rico em gás e poeira (local onde ocorre a formação de estrelas);

Nota: O disco pode ser considerado como a composição de um disco fino ($[Fe/H] \approx [0.0 : -0.5]$) e um espesso ($[Fe/H] \approx [-0.8 : -0.5]$);

Apêndice F

Equação de calibração de Malyuto (1994) – Estrelas F (anãs e gigantes)

A equação de calibração de Malyuto baseia-se nas estrelas de S&N (1989), e exige que as estrelas obedeçam aos seguintes requisitos:

$$0.22 \leq (b - y) \leq 0.38$$

$$0.03 \leq m_1 \leq 0.22$$

$$0.17 \leq c_1 \leq 0.58$$

$$-3.5 \leq [Fe/H] \leq 0.2$$

A equação de calibração tem a forma:

$$[Fe/H] = 5.7071(B - Y)M_1 - 49.9162(B - Y)\log M_1 + 7.9971(B - Y)^2 \log M_1 \\ - 0.5895(B - Y)^3 - 24.0889(1/M_1) + 14.6747$$

onde:

$$(B - Y) = ((b - y) - 0.22) / 0.16 + 1$$

$$M_1 = (m_1 - 0.03) / 0.19 + 1$$

O erro desta equação é de $\sigma[Fe/H] = 0.147$.

Apêndice G

Classes espectrais

Classe Espectral	Temperatura (K)	Características
O	28,000-50,000	Riscas de Helio II; Risca de elementos muito ionizados
B	10,000-28,000	Riscas intensas de He I; Riscas de H fortes em B9
A	7,500-10,000	Riscas de H intensas; Riscas de metais ionizados
F	6,000-7,500	Riscas fracas de H; Metais ionizados (Ca, Fe, entre outros)
G	5,000-6,000	Ca ionizado, Riscas de H fracas e metais ionizados
K	3,500-5,000	Metais neutros. Riscas moleculares fracas
M	2,500-3,500	Riscas moleculares

Elaborado a partir de : Zeilik, Gregory & Smith 1998, Introductory Astronomy & Astrophysics, 4rd Ed., Saunders HBJ

Apêndice H

Glossário

Blue Stragglers: Estrelas azuis e mais brilhantes do que as estrelas da MSTO. Pensa-se que as mesmas possam ser originadas pela coalescência de sistemas binários/múltiplos ou por colisões estelares.

Diagrama HR: Gráfico que usa duas propriedades estelares nos seus eixos, por exemplo, luminosidade versus temperatura e que coloca em evidência as estrelas em determinadas regiões desse mesmo gráfico de acordo com essas mesmas propriedades.

Enxame Aberto: Aglomerados de estrelas jovens, de metalicidade elevada constituídos entre algumas dezenas de estrelas a alguns milhares ligadas ou não de um ponto de vista gravitacional. As idades destas estruturas situam-se entre os zero e os 10 Gyr

Enxame Globular: Aglomerados de estrelas gravitacionalmente ligadas, de simetria esférica, baixas metalicidades, idades bastante avançadas e com densidades estelares da ordem de 10^2 a 10^4 estrelas por parsec cúbico

Espectroscopia: Estudo em que se mede a intensidade das linhas de emissão das estrelas recorrendo aos espectros dessas mesmas estrelas.

Estrelas população I: Estrelas jovens, de metalicidade elevada e que se encontram preferencialmente no disco da galáxia.

Estrelas da população II: Estrelas velhas, pobres em metalicidade que se encontram preferencialmente no halo da galáxia.

Estrelas RR Lyrae: Estrelas que num determinado momento da sua evolução sofrem um processo em que iniciam uma fase de pulsação. Num diagrama HR entram na chamada faixa de instabilidade.

Excesso de cor ($E(B-V)$): Fenómeno que torna a luz dos corpos celestes mais avermelhada devido à poeira existente no espaço.

Gigante Vermelha: Estrela que se encontra numa fase evolutiva da sua vida que se caracteriza por ter uma temperatura superficial baixa (vermelha) e um raio relativamente grande.

Índice de cor: Diferença do brilho (magnitude) de uma estrela observada por dois filtros diferentes.

Magnitude absoluta (M): Medida do brilho intrínseco de uma estrela. Define-se como sendo a magnitude aparente de uma estrela observada a 10 parsecs.

Magnitude aparente (m): Medida do brilho de uma estrela como é observada sem ter em conta a correcção devido à distância e absorção interestelar.

Main sequence Turnoff (MSTO): Região no diagrama HR onde as estrelas abandonam a sequência principal pelo facto do hidrogénio ter cessado no seu interior.

Massa de Jeans (M_J): Valor crítico necessário para a massa de uma nuvem originar estrelas. A condição crítica para que ocorra o colapso de uma nuvem de raio R é dada por,

$$M_J \approx \left(\frac{3}{4\pi\rho} \right)^{\frac{1}{2}} \left(\frac{5kT}{G\mu m} \right)^{\frac{3}{2}}$$

Para uma nuvem molecular que exceda a massa de Jeans, o colapso dessa nuvem corresponde a uma situação de queda livre (na literatura, free-fall) durante a maior parte da sua evolução, uma vez que a pressão do gás é insuficiente para se opor à gravidade.

Metalicidade ([Fe/H]): A metalicidade é medida relativamente ao Sol e dada por $[Fe/H] = \log[n(Fe)/n(H)] - \log[n(Fe)/n(H)]_{sol}$. Estrelas com metalicidades semelhantes ao Sol terão valores próximos de zero. Valores de metalicidades negativos implicam estrelas pobres em metais enquanto que valores positivos correspondem a estrelas ricas em metais.

PSF (point spread function): Traduz a forma como o perfil de uma estrela é “vista” por um CCD.

Ramo Assintótico das Gigantes (AGB): Fase evolutiva de uma estrela em que o hélio cessa no seu núcleo. A estrela torna-se numa gigante vermelha muito grande quando o núcleo de carbono inerte se contrai e as camadas mais exteriores da estrela se expandem.

Ramo Horizontal (HB): Fase evolutiva de uma estrela em que está a ocorrer a fusão do hélio.

Sequência Principal (SP): Nome dado à linha no diagrama HR onde a maioria das estrelas se encontram e que corresponde a uma fase evolutiva em que estão a fundir o hidrogénio em hélio.

Tipo espectral: Um sistema de classificação baseado na presença e intensidade de vários tipos de linhas de emissão no seu espectro.

Bibliografia

- Alcaïno, G., 1977, PASP, **89**, 491
- Anthony-Twarog, Barbara J.; Twarog, Bruce A., 1987, AJ, **94**, 1222
- Anthony-Twarog, Barbara J.; Twarog, Bruce A.; Suntzeff, Nicholas B., 1991, ASPC, **3**, 227
- Armosky, Bradley J., Sneden, Christopher, Langer, G. E., Kraft, Robert P., 1994, AJ, **108**, 1722
- Ashman, Keith M.; Zepf, Stephen E., 2001, AJ, **122**, 1888
- Ashman, K. M.; Zepf, S. E., 1992, AAS, **181**, 4301
- Balog, Z., Delgado, A., Moitinho, A., Fűrész, G., Kaszás, G., Vinkó, J., Alfaro, J., 2001, MNRAS, **323**, 872
- Baum, W. A., 1952, AJ, **57**, 222
- Bell, R. A.; Gustafsson, B., 1978, IAUS, **80**, 379
- Bergbusch, P. A., 1990, AJ, **100**, 322
- Bergbusch, P. A.; VanderBerg, Don A., 1992, ApJS, **81**, 163
- Bergbusch, Peter A.; Vandenberg, Don A., 2001, AJ, **556**, 322
- Bica, E. L. D.; Pastoriza, M. G., 1983, Ap&&SS, **91**, 99
- Bolte, M., & Hogan, P., 1995, Nature, **376**, 399
- Buonanno, R.; Corsi, C. E.; Buzzoni, A.; Cacciari, C.; Ferraro, F. R.; Fusi Pecci, F., 1994, A&A, **290**, 69
- Cacciari, C., Corwin, T. M., Carney, B. W., 2005, AJ, **129**, 267
- Calamida, A., Bono, G., Stetson, P. B., Freyhammer, L. M., Cassisi, S., Grundahl, F., Pietrinferni, A., Hilker, M., Primas, F., Richtler, T., 2007, ApJ, **670**, 400
- Caloi, V., D'Antona, F., 2005, A&A, **435**, 987
- Carney, B.W., 1996, PASP, **108**, 900
- Carretta, E., Gratton, R. G., 1997, A&AS, **121**, 95
- Carretta, Eugénio, Gratton, Raffaele G., Clementini, Gisella, Fusi Pecci, Flávio, 2000, ApJ, **533**, 215

- Cacciari, Carla; Clementini, Gisella, 2003, LNP, **635**, 105
- Chaboyer, Brian; Demarque, P.; Kernan, Peter J.; Krauss, Lawrence M., 1998, ApJ, **494**, 96
- Chiosi, C., 1999, ASPC, **173**, 9
- Clem, J. L.; Vandenberg, D. A.; Grundahl, F.; Bell, R. A, 2002, ASPC, **274**, 102
- Clem, James L., Vandenberg, Don, A., Grundahl, Frank, Bell, Roger A., 2004, AJ, **127**, 1227
- Clement, Christine M., Muzzin, Adam, Dufton, Quentin, Ponnampalam, Thivya, Wang, John, Burford, Jay, Richardson, Alan, Rosebery, Tara, Rowe, Jason, Hogg, Helen Sawyer, 2001, AJ, **122**, 2587
- Cohen, J. G. Persson, S. E.; Frogel, J. A., 1978, ApJ, **222**, 165
- Crawford, D. L., Barnes, J. V. 1969, AJ, **74**, 1008
- Crawford, D. L., 1970, IAUS, **38**, 283
- Crawford, D. L. & Barnes, J.V., 1970, AJ, **75**, 978
- Crawford, D. L., 1975, AJ, **80**, 955
- Crawford, D. L. & Mandwewala, N., 1976, PASP, **88**, 917
- Crawford, D. L., 1978, AJ, **83**, 48
- Crawford, D. L., 1979, AJ, **84**, 1858
- Crawford, D. L., 1994, RMxAA, **29**, 115
- Damas, Luís, 1999, *Linguagem C*, 8ª edição, FCA
- Demarque, P. R., Larson, R. B., 1964, AJ, **69**, 136
- Dias, W. S.; Alessi, B. S.; Moitinho, A.; Lépine, J. R. D., 2002, A&A, **389**, 871
- Dickens, R.J., 1972, MNRAS, **157**, 281
- Eggen, O. J.; Lynden-Bell, D.; Sandage, A. R, 1962, ApJ, **136**, 748
- Fall, S. M., & Rees, M. J., 1985, ApJ, **298**, 18
- Ferraro, F. R.; Carretta, E.; Corsi, C. E.; Fusi Pecci, F.; Cacciari, C.; Buonanno, R.; Paltrinieri, B.; Hamilton, D., 1997, A&A, **320**, 757
- Ferraro, Francesco R.; Paltrinieri, Barbara; Fusi Pecci, Flavio; Cacciari, Carla; Dorman, Ben; Rood, Robert T., 1997, ApJ, **484**, 145
- Fitzpatrick, E. L., 1999, PASP, **111**, 63
- Frogel, J. A., Persson, S. E., Cohen, J. G., 1983, ApJS, **53**, 713
- Fusi Pecci, F., Bellazzini, M., Ferraro, F. R., Buonanno, R., Corsi, C. E., 1996, ASPC, **92**, 221

- Gratton, R. G., 1985, A&A, **147**, 169
- Gratton, Raffaele G.; Fusi Pecci, Flavio; Carretta, Eugenio; Clementini, Gisella; Corsi, Carlo E.; Lattanzi, Mário, AJ, 1997, **491**, 749
- Grundahl, Frank; Vandenberg, Don A.; Andersen, Michael I., 1998, ApJ, **500**, 179
- Grundahl, F., 1999, ASPC, **192**, 223
- Grundahl, F.; Vandenberg, D. A.; Bell, R. A.; Andersen, M. I.; Stetson, P. B., 2000, AJ, **120**, 1884
- Grundahl, F.; Vandenberg, D. A.; Stetson, P. B.; Andersen, M. I.; Briley, M., 2000, LIACo, **35**, 503
- Harris, W. E., & Racine, R., 1979, ARA&A, **17**, 241
- Harris, W. E., & Pudritz, R. E. 1994, ApJ, **429**, 177
- Harris, W. E., 1996, AJ, **112**, 1487
- Hartwick, F. D. A. 2002, ApJ, **576**, L29
- Heasley, J. N., Christian, C. A., 1986, ApJ, **307**, 738
- Henden, A. E. & Kaitchuck, 1990, *Astronomical Photometry*, Willmann-Bell, USA
- Hilker, M., & Richtler, T. 2000, A & A, **362**, 895
- Iben, Icko, Jr., 1967, ARA&A, **5**, 571
- Iben, Icko, Jr., 1991, ApJS, **76**, 55
- Janes, K., 1993, ASPC, **39**, 35
- Jimenez, Raul, Thejll, Peter, Jorgensen, Uffe G., MacDonald, James, Pagel, Bernard, 1996, MNRAS, **282**, 926
- Jimenez, R., 1997, ASPC, **126**, 411
- Jimenez, Raul, 1998, PNAS, **95**, 13
- Johnson, H. L.; Morgan, W. W., 1953, ApJ, **117**, 313
- Johnson, H. L.; Mitchell, R. I.; Iriarte, B., 1988, ApJ, **136**, 75
- Kaluzny, J.; Hilditch, R. W.; Clement, C.; Rucinski, S. M., 1998, MNRAS, **296**, 347
- Kraft, Robert P., Sneden, Christopher, Langer, G. E., Prosser, Charles F., 1992, AJ, **104**, 645
- Krauss, L. M., 2000, SciAm, **283**, 105
- Kravtsov, Andrey V.; Gnedin, Oleg Y., 2005, ApJ, **623**, 650
- Lázaro, C., Ferro, A. Arellano, Arévalo, M. J., Bramich, D. M., Giridhar, S., Poretti, E., 2006, MNRAS, **372**, 69
- Lee, Sang-Gak, Lee, Myung Gyoan, Kim, Eunhyeuk, 1996, JKAS, **29**, 171

- Luridiana, V., Peimbert, A., Peimbert, M., Cerviño, M., 2003, ApJ, **592**, 846
- Malyuto, V., 1994, A&AS, **108**, 441
- Majewski, S. R., 1993, ASPC, **49**, 5
- Nissen, Poul E.; Twarog, Bruce A.; Crawford, D. L., 1987, AJ, **93**, 634
- Nissen, P., 1988, A&A, **199**, 146
- Nissen, P. E.; Schuster, W. J., 1991, A&A, **251**, 457
- Nissen, P., 1994, RMxAA, **29**, 129
- Olsen, E. H., 1983, A&AS, **54**, 55
- Olsen, E. H., 1988, A&A, **189**, 173
- Olsen, E. H., 1993, A&AS, **102**, 89
- Oosterhoff, P. Th., 1939, Observatory, **62**, 104
- Paez, E.; Roger, C. Martinez; Straniero, O., 1990, A&A, **84**, 481
- Peebles, P. J. E.; Dicke, R. H., 1968, ApJ, **154**, 891
- Peterson, C. J., 1986, PASP, **98**, 192
- Peterson, R., 1993, ASPC, **50**, 337
- Philip, A. G. D., 1996, BaltA, **5**, 425
- Pilachowski, C. A., 1984, ApJ, **281**, 614
- Rees, Richard F., Jr., 1996, ASPC, **92**, 289
- Relyea, L. & Kurucz, R. L., 1978, ApJS, **37**, 45
- Renzini, Alvio; Fusi Pecci, Flavio, 1988, ARA&A, **26**, 199
- Rey, Soo-Chang, Yoon, Suk-Jin, Lee, Young-Wook, Chaboyer, B., Sarajedini, A., 2001, AJ, **122**, 3219
- Rosenberg, A.; Aparicio, A.; Saviane, I.; Piotto, G., A&AS, **145**, 451
- Roy A. E. & Clarke, D., 1989, , *Astronomy: The Structure of Universe, 3rd edition* Institute of Physics Publishing
- Ruelas-Mayorga, A. & Sánchez, L. J., 2005, RMAA, **41**, 507
- Salaris, M.; Weiss, A., 1998, A&A, **335**, 943
- Sampaio, I. & Sampaio, A., 1998, *Fundamentos da Programação em C*, 3ª Edição, FCA
- Sandage, A. R., 1953, AJ, **58**, 61
- Sandage, A., 1970, ApJ, **162**, 841
- Sandage, A. R., 1983, AJ, **88**, 1159
- Sandage, Allan, 1990, JRASC, **84**, 70

- Sandage, Allan, 1993, AJ, **106**, 719
- Santos, C., 1998, Tese de Mestrado, CAAUL, Universidade de Lisboa
- Sarajedini, Ata, King, Christopher R., 1989, AJ, **98**, 1624
- Sarajedini, A.; Chaboyer, B.; Demarque, P., 1997, PASP, **109**, 1321
- Searle, L.; Zinn, R., 1978, ApJ, **225**, 357
- Schuster, W. J. & Nissen, P. E., 1988, A&AS, **73**, 225S
- Schuster, W. J.; Nissen, P. E., 1989, A&A, **221**, 65
- Schuster, W. J.; Nissen, P. E., 1991, A&A, **251**, 457
- Schuster, W. J., Nissen, P. E., Parrao, L., Beers, T. C., Overgaard, L. P., 1996, A&AS, **117**, 317
- Schuster, W. J.; Beers, T. C.; Michel, R.; Nissen, P. E.; Garcia, G., 2004, A&A, **422**, 527
- Shu, F. H., Adams, F. C., & Lizano, S., 1987, ARA&A, **25**, 23
- Smriglio, F., Dasgupta, A. K., Boyle, R. P, 2006, A&A, **458**, 767
- Sneden, Christopher, Kraft, Robert P., Prosser, Charles F., Langer, G. E., 1991, AJ, **102**, 2001
- Sollima, A.; Cacciari, C.; Valenti, E., 2006, MNRAS, **372**, 1675
- Spergel, D. N.; Verde, L.; Peiris, H. V.; Komatsu, E.; Nolta, M. R.; Bennett, C. L.; Halpern, M.; Hinshaw, G.; Jarosik, N.; Kogut, A., 2003, ApJS, **148**, 175
- Stetson, Peter B., 1987, PASP, **99**, 191
- Stetson, P., & Harris, W., 1988, AJ, **96**, 909
- Strömgren, Bengt, 1963, QJRAS, **4**, 8
- Strömgren, B, 1966, ARA&A, **4**, 433
- Trumpler, R. J., 1925, PASP, **37**, 307
- Vandenberg, D.A., 1983, ApJS, **51**, 29
- Vandenberg, D. A.; Bell, R. A., 1985, ApJS, **58**, 561
- Vandenberg, D. A., 1998, IAUS, **189**, 439
- Vandenberg, Don A.; Bergbusch, Peter A.; Dowler, Patrick D., 2006, ApJS, **162**, 375
- Zeilik, Gregory & Smith 1998, *Introductory Astronomy & Astrophysics*, 4rd Ed., Saunders HBJ
- Zinn, R. J. & West, M. J., 1984, ApJS, **55**, 45
- Zinn, R., 1985, ApJ, **239**, 424