

**Investigação de Remanescentes de Aglomerados
Abertos Galácticos**

Mateus de Souza Angelo

Maio de 2017



ICEx - Instituto de Ciências Exatas
Programa de Pós-Graduação em Física

Investigação de Remanescentes de Aglomerados Abertos Galácticos.

Mateus de Souza Angelo

Orientadores:

Prof. Dr. Wagner José Corradi Barbosa (ICEx - UFMG)

Prof. Dr. João Francisco Coelho dos Santos Júnior (ICEX - UFMG)

Área de Concentração: ASTROFÍSICA

Tese submetida ao Departamento de Física da Universidade Federal de Minas Gerais como requisito parcial para a obtenção do grau de Doutor em Física.

Maio de 2017

“Se preparaste o teu coração, estende as tuas mãos para Ele; (...) e a tua vida mais clara se levantará do que o meio-dia; ainda que haja trevas, será como a manhã. E terás confiança, pois haverá esperança; olharás em volta e repousarás seguro. ”

(Jó 11.13,17,18)

“... e diante da honra vai a humildade. ”

(Provérbios 18.12)

*Em memória de Vilma da Conceição Silva
(sempre presente).*

Agradecimentos

Pela graça de Cristo, cuja paz e misericórdia me permitiram chegar até aqui, finalizo essa importante etapa da vida.

A lista completa de agradecimentos seria tão extensa quanto as páginas deste trabalho. Mesmo assim, vou tentar cumprir a (difícil) tarefa de resumila em poucas palavras. Gostaria de agradecer:

À minha esposa Liliane, cujo exemplo de vida, amor e dedicação diários me motivam a superar cada desafio;

A toda minha família, em especial aos meus pais Marcus e Rita, minha irmã Samantha, meus sobrinhos João Lucas e Filipe, meu cunhado Eliézer e minha cunhada Cássia, pelo cuidado, apoio, dedicação, conselhos e por sempre acreditarem em mim;

Aos meus orientadores, Waguinho e João, os quais souberam me guiar com sabedoria, paciência, confiança e acreditando no meu trabalho;

Aos amigos do laboratório de Astrofísica e demais colegas do departamento de Física da UFMG, sempre dispostos a ajudar, contribuindo direta ou indiretamente para a realização deste trabalho;

Aos meus grandes amigos e amigas, irmãos e irmãs de consideração: Antônio, Bruno, Diego, Kairon, Marcus, Milton e Mara, Phillip e Cris, Rafael e Lívia, Rafinha, Ramon e Ana, Tiago, por todos esses anos de amizade sincera, palavras de apoio, conselhos e momentos de confraternização (estudos bíblicos, churras, vinhos, walkings, campings, travels, kart, pôquer, dentre outros...);

Ao CNPq e à FAPEMIG, pelo apoio financeiro.

A todos vocês, o meu mais sincero OBRIGADO!!!

Sumário

1	Introdução	1
2	Dados coletados e metodologia	21
2.1	Dados coletados	21
2.1.1	ESO429-SC02	21
2.1.2	NGC 7193 e NGC 7772	25
2.1.3	ESO 425-SC15 e campo de controle	30
2.1.4	Dados fotométricos e de movimentos próprios	34
2.2	Metodologia	34
2.2.1	Redução dos dados	34
2.2.2	Perfil de densidade radial e determinação do raio limite	41
2.2.3	Parâmetros obtidos para os alvos observados espectros- copicamente	46
2.2.4	Análise cinemática	46
2.2.5	Análise conjunta da pertinência	51
2.2.6	Lista final de membros	53
2.2.7	Dispersão de velocidades	53
2.2.8	Probabilidades de pertinência	54
2.2.9	Funções de luminosidade e massa	55
2.2.10	Convertendo a função de luminosidade em função de massa	57
2.2.11	Amostra de aglomerados sem observações espectroscópicas	60
3	Análise dos dados espectroscópicos	62
3.1	Bases de dados ELODIE e PHOENIX	62
3.2	Método de correlação cruzada	71
3.3	Obtenção dos parâmetros atmosféricos e velocidades radiais . .	82
4	Calibração de isócronas no infravermelho próximo: índices de cor intrínsecos no diagrama cor-cor do 2MASS	87

4.1	Comparações entre modelos e sequências empíricas no diagrama cor-cor	88
4.2	Correção dos índices de cor das isócronas	98
5	Caracterização de candidatos a OCRs Galácticos	105
5.1	Introdução ao estudo dos alvos	105
5.1.1	NGC 7193	105
5.1.2	ESO 425-SC15	106
5.1.3	NGC 7772	106
5.1.4	ESO 429-SC02	107
5.2	Perfil de densidade radial e determinação do raio limite	107
5.3	Resultados da análise espectroscópica	114
5.4	Análise cinemática	126
5.5	Análise conjunta da pertinência	134
5.5.1	Lista final de membros de NGC 7193	148
5.5.2	Lista final de membros de ESO 425-SC15	151
5.5.3	Lista final de membros de NGC 7772	156
5.5.4	ESO 429-SC02: um asterismo	160
5.6	Dispersão de velocidades	165
5.7	Probabilidades de pertinência	169
5.8	Funções de luminosidade e massa	169
5.8.1	Depleção de estrelas	177
6	Investigando propriedades dinâmicas de OCRs	178
6.1	A amostra	179
6.2	Perfil de densidade radial e determinação do raio limite	185
6.3	Determinação da pertinência	192
6.4	Funções de luminosidade e massa	204
6.5	Massas, idades e raios limite	205
6.6	Tempos de dissolução e populações iniciais	220
6.7	Dispersão de velocidades	220
6.7.1	Checando a aproximação isotrópica	221
6.8	Comparando propriedades dinâmicas de remanescentes	227
7	Considerações finais e conclusões	231
A	Redução dos dados espectroscópicos	242
A.1	Atualização dos cabeçalhos das imagens	242
A.2	Processamento das imagens de <i>bias</i> e <i>flat field</i>	243
A.3	Processamento das imagens de ciência	247
A.4	Calibração em comprimento de onda	249

A.5	Construção das correções de iluminação	250
A.6	Subtração das contagens de céu (<i>background</i>)	253
A.7	Extração dos espectros	255
B	Artigo publicado	260

Lista de Figuras

1.1	Aglomerado Aberto M11 (NGC6705) e Aglomerado Globular 47 Tucanae (NGC104)	2
1.2	Distribuição dos aglomerados abertos e globulares na Galáxia	3
1.3	Simulação de N -corpos: massa total em função do tempo para diferentes modelos	9
1.4	Simulação de N -corpos: massa média em função do tempo para diferentes modelos	10
1.5	Comparação entre contagens de objetos na região central de 34 POCRs e em amostras de campo e comparação entre contagens de objetos feitas com o GSC e com um modelo de estrutura Galáctica	12
1.6	OCR Ruprecht 3 e aglomerado aberto velho M67	13
1.7	Diagrama cor-magnitude absoluto $M_H \times (J - H)_0$ para Ruprecht 3 e M67	14
1.8	Imagem DSS (óptico) $13' \times 13'$ de NGC 1252	15
1.9	Distribuição espacial dos OCs, OCRs e POCRs na Galáxia	19
1.10	Distribuição dos OCs, OCRs e POCRs no diagrama $Z \times$ idade	20
2.1	Observatório Gemini-Sul e espectrógrafo e imageador óptico GMOS	22
2.2	Estrelas na região de ESO 429-SC02 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S	23
2.3	Exemplo de máscara de fendas do GMOS superposta a uma pré-imagem	24
2.4	Estrelas na região de NGC 7193 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S	28
2.5	Estrelas na região de NGC 7772 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S	29
2.6	Estrelas na região de ESO 425-SC15 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S	32

2.7	Estrelas do campo de controle de ESO 425-SC15 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S	33
2.8	Imagem 2MASS (banda K_s) de NGC 7193	35
2.9	Imagem 2MASS (banda K_s) de ESO 425-SC15	36
2.10	Imagem 2MASS (banda K_s) de NGC 7772	37
2.11	Imagem 2MASS (banda K_s) de ESO 429-SC02	38
2.12	Perfis de densidade espaciais em RA e DEC para ESO 425-SC15	42
2.13	Redeterminação do centro de ESO 425-SC15: Histograma das coordenadas RA e DEC centrais.	42
2.14	Perfil de densidade radial de NGC 7193	43
2.15	Mapa celeste de NGC 7193 e amostras de campo sorteadas . .	44
2.16	Percentis médios correspondentes à razão $N_{OCR}/\langle N_{campo} \rangle$ para NGC 7193	45
2.17	Espectro da estrela 40 de NGC 7193 e os 5 espectros teóricos melhor correlacionados	47
2.18	Isócronas PARSEC de metalicidade solar ($\log(t/\text{anos}) = 6,0$ a $10,2$)	48
2.19	VPD para estrelas NGC 7193 e para estrelas de um campo de comparação	49
2.20	Correspondência entre 2MASS e UCAC4 na região de NGC 7193	51
2.21	Distribuição das velocidades angulares projetadas para estrelas de NGC 7193 e de um campo de controle	52
2.22	Histograma de velocidades projetadas no céu para as estrelas membro de NGC 7772	54
2.23	Função de luminosidade de ESO 425-SC15.	56
2.24	Relação massa-luminosidade para a isócrona PARSEC ajustada aos dados de ESO 425-SC15.	58
2.25	Função de massa de ESO 425-SC15.	59
2.26	CMD $K_s \times (J - K_s)$ de NGC 1582	61
3.1	Distribuição das estrelas da biblioteca ELODIE no diagrama $\log(g) - \log(T_{eff})$	63
3.2	Comparação entre parâmetros obtidos a partir dos espectros ELODIE e parâmetros obtidos da literatura	65
3.3	Distribuição das estrelas da biblioteca PHOENIX no diagrama $\log(g) - \log(T_{eff})$	66
3.4	Relação $\log(T_{eff}) - (J - K_s)$ para os modelos PHOENIX de metalicidade solar: gigantes e anãs.	69
3.5	Funções de correlação cruzada obtidas para uma das estrelas de NGC 7193 contra os templates 1807 e 236 da base ELODIE	73
3.6	Valores de pico (h) das CCFs em função de Δ e σ_a (HD 211341)	75

3.7	Comparação de três espectros templates PHOENIX com o espectro da estrela padrão HD 211341	76
3.8	Template PHOENIX representativo do Sol e outros 10 templates degradados em razão S/N	78
3.9	Variação dos valores de $(1 - h)/\langle h \rangle$ e $\Delta/\langle \Delta \rangle$ em função da razão S/N	79
3.10	Sensibilidade dos valores de pico das funções de correlação cruzada com respeito a variações nos parâmetros atmosféricos.	81
3.11	Espectro sintético PHOENIX representativo do Sol (com e sem degradação em S/N) na região de $H - \beta$	82
3.12	Espectro de HD 211341 e os cinco templates PHOENIX melhor correlacionados	84
3.13	Comparação dos parâmetros atmosféricos calculados e obtidos da literatura para as estrelas padrão.	86
4.1	Diagrama $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para estrelas de sequência principal	95
4.2	Diagrama $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para estrelas gigantes	96
4.3	Estrelas empregadas na recalibração empírica das isócronas e modelos PARSEC correspondentes	99
4.4	Ajustes das diferenças $\Delta(J - H)_0$ e $\Delta(H - K_s)_0$ em função de T_{eff} para estrelas de sequência principal	101
4.5	Ajustes das diferenças $\Delta(J - H)_0$ e $\Delta(H - K_s)_0$ em função de T_{eff} para estrelas gigantes	102
4.6	Diagrama $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para estrelas de sequência principal após a recalibração dos índices de cor das isócronas	103
4.7	Diagrama $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para estrelas gigantes após a recalibração dos índices de cor das isócronas	104
5.1	Perfis de densidade espaciais em RA e DEC para ESO 425-SC15108	
5.2	Perfis de densidade espacial em RA e DEC para ESO 429-SC02 109	
5.3	Redeterminação do centro de ESO 425-SC15: Histograma das coordenadas RA e DEC centrais.	109
5.4	Redeterminação do centro de ESO 429-SC02: Histograma das coordenadas RA e DEC centrais.	110
5.5	Perfis de densidade radial de NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02	111
5.6	Percentis em função do raio limite para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02	112
5.7	Raio limite e raio do núcleo em função da idade para aglomerados observados e um aglomerado simulado.	113

5.8	Comparação entre uma imagem de catálogo de ESO 425-SC15 e a pré-imagem obtida com o GMOS, na região da estrela 3 . . .	119
5.9	Perfis superficiais de contagens e linhas de isocontagens correspondentes à estrela 3 de ESO 425-SC15	119
5.10	Espectros das estrelas 13, 21, 33 e 40 de NGC 7193 e espectros sintéticos representativos.	122
5.11	Espectros das estrelas 1, 3, 7, 18 (ESO 425-SC15), 47 (Campo de controle) e espectros sintéticos representativos.	123
5.12	Espectros das estrelas 3, 4, 14 e 16 de NGC 7772 e espectros sintéticos representativos.	124
5.13	Espectros das estrelas 2, 3, 4, 13 31 de ESO 429-SC02 e espectros templates representativos.	125
5.14	Distribuição das velocidades radiais derivadas para estrelas de NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02 observadas com o GMOS.	127
5.15	VPD para estrelas NGC 7193 e para estrelas de um campo de comparação	128
5.16	VPD para estrelas ESO 425-SC15	129
5.17	VPD para estrelas NGC 7772 e para estrelas de um campo de comparação	130
5.18	VPD para estrelas ESO 429-SC02 e para estrelas de um campo de comparação	131
5.19	Distribuição das velocidades angulares projetadas para estrelas de NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02 e de seus respectivos campos de controle	133
5.20	CMD $K_s \times (J - K_s)$ para NGC 7193 e para um campo de controle	135
5.21	CMD $K_s \times (J - K_s)$ de ESO 425-SC15 e de um campo de comparação	136
5.22	CMD $K_s \times (J - K_s)$ de NGC 7772 e de um campo de comparação	137
5.23	Diagrama cor-magnitude $K_s \times (J - K_s)$ para ESO 429-SC02 e para um campo de controle	138
5.24	Diagrama cor-cor para NGC 7193	142
5.25	Diagrama cor-cor para ESO 425-SC15	143
5.26	Diagrama cor-cor para NGC 7772	144
5.27	Diagrama cor-cor para ESO 429-SC02	145
5.28	Estrelas membro de NGC 7193	149
5.29	Estrelas membro de ESO 425-SC15	153
5.30	Estrelas membro de NGC 7772	157

5.31	Ajuste de isócrona sobre os dados fotométricos de NGC 7772: comparando os parâmetros astrofísicos deste trabalho com os obtidos da literatura	159
5.32	Mapa celeste de ESO 429-SC02	164
5.33	Histogramas de velocidades angulares projetadas no céu para as estrelas membro de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772	166
5.34	Histograma composto de velocidades projetadas no céu para uma amostra de OCRs (Grupo B).	168
5.35	Histograma composto de velocidades projetadas no céu para uma amostra de OCRs (grupo A).	168
5.36	CMD $K_s \times (J - K_s)$ para estrelas do campo de controle de ESO 425-SC15 observadas com o GMOS.	170
5.37	Probabilidades de pertinência individuais para o grupo de estrelas membro e não membro de NGC 7193.	171
5.38	Probabilidades de pertinência individuais para o grupo de estrelas membro de ESO 425-SC15 e estrelas do campo de controle	172
5.39	Probabilidades de pertinência individuais para o grupo de estrelas membro e não membro de NGC 7772	173
5.40	Funções de luminosidade e massa de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772	174
5.41	Relação massa-luminosidade para as isócronas PARSEC ajustadas aos dados de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772	175
5.42	Funções de massa de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772	176
6.1	Imagens DSS2 R de ESO 065-SC03 e NGC 4337	179
6.2	Imagens DSS2 R de NGC 3680, NGC 752, M 67, NGC 2180, NGC 1582 e NGC 188	180
6.3	Imagens DSS2 R de Lynga 8, NGC 6481, Bica 5, ESO 383-SC10, ESO 324-SC15 e NGC 7036	181
6.4	Imagens DSS2 R de NGC 7193, NGC 1901, ESO 570-SC12, NGC 1252, Alessi 3 e ESO 435-SC48	182
6.5	Imagens DSS2 R de NGC 7772, Ruprecht 31, NGC 3231, Ruprecht 3, ESO 425-SC15 e ESO 425-SC06	183
6.6	Imagens DSS2 R de ESO 426-SC26 e NGC 1663	184
6.7	Perfis de densidade radial de ESO 065-SC03, NGC 4337, NGC 3680, NGC 752, M 67 e NGC 2180	187
6.8	Perfis de densidade radial de NGC 1582, NGC 188, Lynga 8, NGC 6481, Bica 5 e ESO 38310	188
6.9	Perfis de densidade radial de ESO 324-SC15, NGC 7036, NGC 7193, NGC 1901, ESO 570-SC12 e NGC 1252	189

6.10	Perfis de densidade radial de Alessi 3, ESO 435-SC48, NGC 7772, Ruprecht 31, NGC 3231, e Ruprecht 3	190
6.11	Perfis de densidade radial de ESO 425-SC15, ESO 425-SC06, ESO 426-SC26 e NGC 1663	191
6.12	Mapa celeste de NGC 2180 e amostras de campo sorteadas	192
6.13	Percentis em função do raio limite para ESO 065-SC03, NGC 4337, NGC 3680, NGC 752, M 67 e NGC 2180	193
6.14	Percentis em função do raio limite para NGC 1582, NGC 188, Lynga 8, NGC 6481, Bica 5 e ESO 383-SC10	194
6.15	Percentis em função do raio limite para ESO 324-SC15, NGC 7036, NGC 7193, NGC 1901, ESO 570-SC12 e NGC 1252	195
6.16	Percentis em função do raio limite para Alessi 3, ESO 435-SC48, NGC 7772, Ruprecht 31, NGC 3231 e Ruprecht 3	196
6.17	Percentis em função do raio limite para ESO 425-SC15, ESO 425-SC06, ESO 426-SC26 e NGC 1663	197
6.18	CMDs $K_s \times (J - K_s)$ de ESO 065-SC03, NGC 4337, NGC 3680 e NGC 752	199
6.19	CMDs $K_s \times (J - K_s)$ de M 67, NGC 2180, NGC 1582, NGC 188, Lynga 8 e NGC 6481	200
6.20	CMDs $K_s \times (J - K_s)$ de Bica 5, ESO 383-SC10, ESO 324-SC15, NGC 7036, NGC 1901 e ESO 570-SC12	201
6.21	CMDs $K_s \times (J - K_s)$ de NGC 1252, Alessi 3, ESO 435-SC48, Ruprecht 31, NGC 3231 e Ruprecht 3	202
6.22	CMDs $K_s \times (J - K_s)$ de ESO 425-SC06, ESO 426-SC26 e NGC 1663	203
6.23	Função de luminosidade e massa de ESO 065-SC03 e NGC 4337	206
6.24	Funções de luminosidade e massa de NGC 3680, NGC 752 e M 67	207
6.25	Funções de luminosidade e massa de NGC 2180, NGC 1582 e NGC 188	208
6.26	Funções de luminosidade e massa de Lynga 8, NGC 6481 e Bica 5	209
6.27	Funções de luminosidade e massa de ESO 383-SC10, ESO 324-SC15 e NGC 7036	210
6.28	Funções de luminosidade e massa de NGC 7193, NGC 1901 e ESO 570-SC12	211
6.29	Funções de luminosidade e massa de NGC 1252, Alessi 3 e ESO 435-SC48	212
6.30	Funções de luminosidade e massa de NGC 7772, Ruprecht 31 e NGC 3231	213
6.31	Funções de luminosidade e massa de Ruprecht 3, ESO 425-SC15 e ESO 425-SC06	214
6.32	Funções de luminosidade e massa de ESO 426-SC26 e NGC 1663	215

6.33	Massa×idade e relação massa-raio para a amostra de OCs, OCRs e POCRs	217
6.34	Raio limite em função da idade para a amostra de OCs, OCRs e POCRs	218
6.35	Diagramas Idade $\times R_G$ e $Z \times R_G$ para a amostra de OCs e OCRs	219
6.36	Distribuições de velocidades angulares projetadas para estrelas membro de ESO 065-SC02, NGC 4337, NGC 3680, NGC 752, M 67 e NGC 2180	222
6.37	Distribuições de velocidades angulares projetadas para estrelas membro de NGC 1582, NGC 188, Lynga 8, NGC 6481, Bica 5 e ESO 383-SC10	223
6.38	Distribuições de velocidades angulares projetadas para estrelas membro de ESO 324-SC15, NGC 7036, NGC 7193, NGC 1901, ESO 570-SC12 e NGC 1252	224
6.39	Distribuições de velocidades angulares projetadas para estrelas membro de Alessi 3, ESO 435-SC48, NGC 7772, Ruprecht 31, NGC 3231 e Ruprecht 3	225
6.40	Distribuições de velocidades angulares projetadas para estrelas membro de ESO 425-SC15, ESO 425-SC06, ESO 426-SC26 e NGC 1663	226
6.41	Diagramas densidade versus dispersão de velocidades e densidade versus raio limite para a amostra estudada	228
A.1	Exemplo de imagem de bias e ajuste do perfil de contagens na região de <i>overscan</i>	244
A.2	Exemplo de imagem de <i>flat field</i> e perfil médio de contagens ao longo de três colunas centrais	245
A.3	Ajuste da “função de resposta” em um dos <i>flat fields</i>	246
A.4	Histograma de contagens de uma das imagens de <i>flat field</i> normalizada	247
A.5	Seção de uma das imagens de ciência processadas	249
A.6	Seção de cinco dos espectros de calibração utilizados	249
A.7	Identificação automática das linhas de emissão do espectro de Cu-Ar e ajuste da função $\lambda(x)$ para uma das linhas	251
A.8	Componente não linear da função $\lambda(x)$ ajustada	252
A.9	Perfil de iluminação da fenda de um dos espectros de crepúsculo	253
A.10	Ajuste do perfil de iluminação da fenda para um dos espectros de crepúsculo e perfil de iluminação corrigido após aplicação da tarefa ILLUMINATION	254

A.11	Determinação do nível de <i>background</i> em um dos espectros de ciência	256
A.12	Ajuste do traço para um dos espectros de ciência	257
A.13	Determinação do centro da PSF e da abertura de extração (tarefa GSEXTRACT)	258
A.14	Espectros centrados em dois comprimentos de onda para uma das estrelas de NGC 7772	259
A.15	Espectro final reduzido para uma das estrelas de NGC 7772 . .	259

Lista de Tabelas

2.1	Especificações dos detectores CCD+amplificadores: ruído de leitura e fatores de conversão	25
2.2	Dados coletados para ESO429-SC02	25
2.3	Dados coletados para NGC 7193 e NGC 7772	26
2.4	Dados coletados para ESO 425-SC15 e para o campo de controle	30
3.1	Espaço de parâmetros coberto pelos espectros da base ELODIE	64
3.2	Espaço de parâmetros coberto pelo conjunto de modelos da base PHOENIX	66
3.3	Valores de h , $(1-h)/\langle h \rangle$, $\Delta/\langle \Delta \rangle$, V_{rel} e $\sigma_{V_{rel}}$ computados para cada razão S/N	79
4.1	Amostra de estrelas de sequência principal e gigantes representadas no diagrama cor-cor do 2MASS	90
4.2	Coefficientes dos polinômios ajustados às diferenças $\Delta(J-H)_0$ e $\Delta(H-K_s)_0$ em função de T_{eff} para sequência principal e gigantes	100
5.1	Valores de raio limite para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02	108
5.2	Valores de raio limite para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02	110
5.3	Parâmetros das estrelas de NGC 7193 observadas espectroscopicamente.	115
5.4	Parâmetros das estrelas de ESO 425-SC15 observadas espectroscopicamente.	116
5.5	Parâmetros das estrelas do campo de controle de ESO 425-SC15 observadas espectroscopicamente.	118
5.6	Parâmetros das estrelas de NGC 7772 observadas espectroscopicamente.	120

5.7	Parâmetros das estrelas de ESO 429-SC02 observadas espectroscopicamente.	121
5.8	Parâmetros astrofísicos fundamentais para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02	139
5.9	Dados para estrelas membro candidatas de NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02 com base na fotometria e em movimentos próprios	146
5.10	Comparação entre os resultados da literatura e os deste trabalho para NGC 7193	150
5.11	Comparação entre os resultados da literatura e os deste trabalho para ESO 425-SC15	156
6.1	Parâmetros básicos dos aglomerados abertos e dos remanescentes estudados	185
6.2	Parâmetros dos aglomerados abertos e dos remanescentes estudados: raio limite, massa, dispersão de velocidades, metalicidade e magnitude absoluta do turnoff	186
6.3	Comparação entre os parâmetros fundamentais obtidos da literatura e neste trabalho para NGC 1901, NGC 1252 e Ruprecht 3204	
6.4	Checando a aproximação isotrópica para NGC 1901, NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772	227

Resumo

Aglomerados abertos Galácticos são submetidos a um conjunto de efeitos destrutivos ao longo de sua evolução, que levam à depleção gradual do conteúdo estelar. Seus estágios evolutivos finais são caracterizados pela presença de um agrupamento estelar denominado remanescente de aglomerado aberto (*OCR*, ou *open cluster remnant*), marginalmente distinguível da po-

estelares seguem a relação $\rho \propto R^{(-2,8\pm 0,1)}$, diferentemente dos aglomerados evoluídos, para os quais obtivemos $\rho \propto R^{(-1,7\pm 0,4)}$. Observa-se ainda que, em geral, a amostra de OCRs apresenta sinais de depleção de estrelas de baixa massa, característica esperada para aglomerados em estágios avançados de evolução dinâmica.

O conjunto de resultados sugere que, após um longo histórico evolutivo envolvendo perda de massa por evolução estelar e interações dinâmicas, os aglomerados perdem a “memória” de suas condições iniciais de formação e atingem um estágio final (remanescente) no qual seus parâmetros dinâmicos encontram-se dentro de limites razoavelmente restritos. Embora pobremente povoados, os OCRs ainda guardam consigo características de um agrupamento de estrelas com origem comum. Dessa forma, os remanescentes observados hoje são o registro “fóssil” da evolução de aglomerados abertos Galácticos.

Abstract

Galactic open star clusters are subject to disruption effects as they evolve, which cause gradual depletion of their stellar content. Their final evolutionary stages are characterized by the presence of an open cluster remnant (OCR), barely distinguishable from field stars.

For this work, multi-object GMOS/Gemini-South spectroscopy was carried out for stars in the field of 4 OCR candidates: NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02. Another 17 objects classified as OCRs in the literature were studied via photometry and proper motions. Other 8 objects classified as dynamically evolved open clusters were also included in our sample, for comparison purposes.

The determination of astrophysical parameters and color-magnitude decontamination procedure allowed us to conclude that NGC 7193, NGC 7772 and ESO 425-SC15 are prototypes of OCRs and ESO 429-SC02 is an asterism. Based on a joint analysis of our 20 OCRs and the 8 evolved open clusters, we concluded that OCRs are dynamically similar, since they present limiting radii less than ~ 3 pc, masses between $\sim 10-35 M_{\odot}$ and velocity dispersions between $\sim 15 - 35$ km/s. Their stellar densities follow the relation $\rho \propto R^{(-2,8\pm 0,1)}$, differently from the evolved open clusters, for which we obtained $\rho \propto R^{(-1,7\pm 0,4)}$. In general, we also observed that our OCRs sample present depletion of low-mass stars, which is a signature of clusters in advanced dynamical evolutionary states.

The results suggest that, after a long evolutionary history, which includes mass loss from stellar evolution and dynamical interactions, star clusters lose “memory” of their initial forming conditions and reach a remnant stage, in which their dynamical parameters are within reasonably restricted ranges. Although poorly populated, the OCRs keep characteristics of a coeval stellar aggregate. In this way, they are the final residue of Galactic open star clusters evolution.

Capítulo 1

Introdução

Na Via Láctea, a maioria das estrelas se forma em grupos, no interior de nuvens moleculares gigantes (Lada & Lada, 2003). Uma evidência que corrobora essa afirmação é o fato de que 70% das estrelas do tipo espectral O são encontradas em aglomerados jovens ou associações (Gies, 1987) e 50% das que são consideradas parte da população de campo são identificadas como “fugitivas”, isto é, ejetadas do seu local de formação devido a interações dinâmicas. Somente 4% das estrelas do tipo O podem ter se formado isoladamente (de Wit et al., 2005). Estrelas com massa $M \gtrsim 50 M_{\odot}$ deixam a sequência principal dentro de $t \lesssim 4,0 \text{ Manos}$ e tendem, portanto, a ser encontradas próximas aos locais em que se formaram (Portegies Zwart et al. 2010, de agora em diante PZMG10).

Uma outra evidência é a semelhança entre as taxas de formação estelar em aglomerados embebidos ($\sim 3 \times 10^3 M_{\odot} \text{Mano}^{-1} \text{kpc}^{-2}$, Lada & Lada 2003) e a taxa de formação de estrelas de campo ($\sim 3 - 7 \times 10^3 M_{\odot} \text{Mano}^{-1} \text{kpc}^{-2}$, Miller & Scalo 1979). Aglomerados embebidos se formam a uma taxa que excede por uma ordem de grandeza a de aglomerados opticamente visíveis, indicando um índice elevado de destruição desses sistemas jovens. Menos de 4 – 7% dos aglomerados sobrevivem à fase inicial (Lada & Lada, 2003).

Aglomerados estelares são importantes “laboratórios” para investigação das populações estelares e sua evolução, já que contêm amostras estatisticamente significativas de objetos, abrangendo diferentes massas e ocupando volumes limitados no espaço. Na Galáxia, os aglomerados são divididos em dois tipos, conforme sua morfologia: abertos, com populações tipicamente da ordem de $10^2 - 10^3$ estrelas (e.g., M11; Figura 1.1, painel esquerdo) e

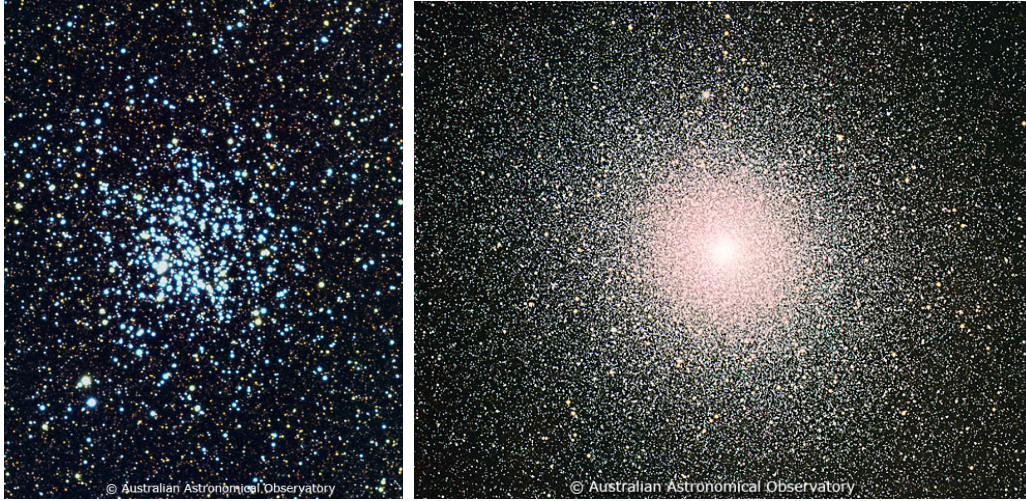


Figura 1.1: À esquerda: Aglomerado Aberto M11 (NGC 6705), localizado a 1,5 kpc da Terra. A largura da imagem é de 11 arcmin e a parte superior esquerda corresponde à direção NE. À direita, Aglomerado Globular 47 Tucanae (NGC 104), situado a uma distância de 4,5 kpc da Terra. A orientação da imagem é a mesma da anterior e sua largura é de 24 arcmin [Créditos: David Malin (Australian Astronomical Observatory)].

globulares, com populações típicas da ordem de $\sim 10^5 - 10^6$ estrelas (e.g., 47 Tucanae; Figura 1.1, painel direito). Pelo fato de as estrelas membro desses agrupamentos terem se formado aproximadamente simultaneamente a partir de uma mesma nuvem molecular progenitora, pode-se comparar a dispersão dos dados fotométricos em diagramas cor-magnitude (CMDs, ou *colour-magnitude diagrams*) com os *loci* previstos por isócronas teóricas de diferentes idades. Assim, pode-se testar modelos de estrutura e evolução estelar para objetos de diferentes massas. Além disso, os aglomerados consistem na menor escala física na qual pode-se fazer uma determinação significativa da função de massa inicial (Lada & Lada, 2003). Na Galáxia, aglomerados abertos (OCs, do inglês *open clusters*) estão continuamente sendo formados no disco e, em princípio, é possível um estudo direto dos processos físicos que governam a formação estelar.

A distribuição espacial dos aglomerados tem um papel vital no entendimento da estrutura Galáctica. Os OCs abrangem um grande intervalo de idades ($\sim 10^6 - 10^{10}$ anos) e localizam-se preferencialmente próximo ao disco, como pode ser visto na Figura 1.2 (painel esquerdo), sendo, portanto, traçadores da estrutura espiral. Por sua vez, a distribuição dos aglomerados globulares (GCs, ou *globular clusters*), os quais tendem a se concentrar nas regiões do bojo e halo Galácticos (Figura 1.2, à direita), permite estabelecer a localização do centro Galáctico e determinar o tamanho do halo.

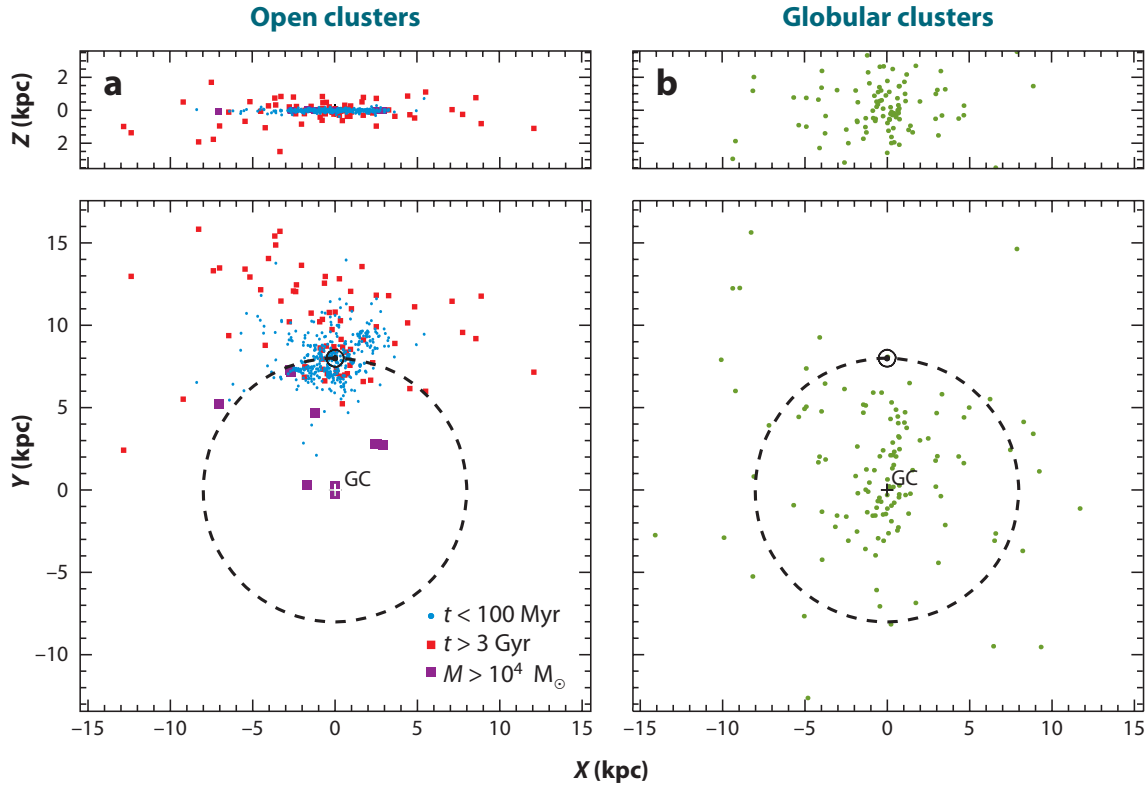


Figura 1.2: Paine (a): Distribuição dos aglomerados abertos jovens ($t < 100$ Manos, círculos azuis) e velhos ($t > 3$ Ganos, quadrados vermelhos) na Galáxia, perpendicularmente ao plano Galáctico (paine superior) e paralelamente ao plano (paine inferior), com base no catálogo de Dias et al. (2002). O centro Galáctico é indicado pela sigla GC (*Galactic Center*). Aglomerados jovens massivos ($M > 10^4 M_{\odot}$) são também mostrados. O círculo solar é indicado pela linha tracejada. Paine (b): Distribuição dos aglomerados globulares, com base no catálogo de Harris (1996). Figura 1 de PZMG10.

Dado que a maior parte das estrelas se forma em aglomerados, mas a vasta maioria delas compõe a população de campo, é essencial a compreensão dos detalhes dos processos responsáveis pela transição entre um estado e outro a fim de explicarmos as propriedades cinemáticas e químicas da Galáxia (de la Fuente Marcos et al. 2013, de agora em diante MMM13). O estudo da evolução dos aglomerados pode ser dividido em três fases (PZMG10): (a) fase inicial embebida, (b) fase subsequente, em que o aglomerado se encontra essencialmente livre do gás progenitor e (c) fase de evolução dinâmica de longo termo, ou longa duração.

Fase evolutiva inicial (fase 1)

A fase inicial embebida é caracterizada por uma superposição complexa de fenômenos: formação estelar, interações dinâmicas internas, evolução es-

telar, ejeção do gás progenitor devido à ação dos ventos estelares e pressão de radiação das estrelas mais massivas, além da ocorrência de supernovas (em uma escala de tempo de ~ 3 Manos; Eggleton 2006). A expulsão do gás diminui significativamente, em valor absoluto, a energia de ligação do sistema, colocando a população estelar restante em um estado supervirializado ($T/|U| > 0,5$, sendo T a energia cinética e U a energia potencial gravitacional do sistema), o que pode ocasionar a dissolução do aglomerado já nessa fase inicial.

A escala de tempo de expulsão do gás (t_{exp}) determina a evolução dinâmica inicial do aglomerado. Na chamada *aproximação impulsiva*, ou ejeção violenta do gás (Hills, 1980), t_{exp} é consideravelmente inferior à escala de tempo dinâmica (t_{cr} , ou *tempo de cruzamento*) do aglomerado. t_{cr} é definido como o tempo necessário para uma estrela, com velocidade v , cruzar o diâmetro do aglomerado. Com as definições de raio de virial e t_{cr}

$$r_{vir} = \frac{GM^2}{2|U|}; \quad t_{cr} = \frac{2r_{vir}}{v} \quad (1.1)$$

temos, para um aglomerado em equilíbrio virial ($2T + U = 0$)

$$t_{cr} = \left[\frac{GM}{(2r_{vir})^3} \right]^{-1/2} \quad (1.2)$$

Na aproximação impulsiva, as posições e velocidades das estrelas de um aglomerado inicialmente em equilíbrio virial ($2T + U = 0$) são as mesmas durante o processo de expulsão do gás. Após a expulsão, podemos deduzir que o raio final do aglomerado (expresso como r_{vir}), ao estabelecer novamente o equilíbrio virial, depende do seu raio inicial $r_{vir}(0)$ e da eficiência de formação estelar $\epsilon = M_*/M$ (onde M_* é massa em estrelas e M a massa total do sistema antes da ejeção do gás) sob a forma

$$\frac{r_{vir}}{r_{vir}(0)} = \frac{\epsilon}{(2\epsilon - 1)} \quad (1.3)$$

Com isso vê-se que, para $\epsilon \leq 0,5$, o sistema se rompe. Como $\epsilon > 0,5$ é um intervalo de valores elevados para a eficiência de formação de estelar, a ejeção do gás é uma causa plausível para o rompimento de uma fração considerável dos aglomerados embebidos (Gieles, 2010).

Fase subsequente (fase 2)

Essa fase evolutiva tem início quando o gás foi dissipado, podendo estender-se por intervalos de tempo que variam de 0,1 a 1 Ganos, dependendo da massa inicial, raio, perfil de densidade e função de massa inicial. Nesse estágio, a

evolução do aglomerado é dominada pela expansão devido à perda de massa estelar (consequência da evolução estelar), além das interações dinâmicas internas e de larga escala, devido ao campo de maré Galáctico. Para uma função de massa inicial (IMF, ou *Initial mass function*) do tipo Kroupa (2001):

$$\phi(m) = \frac{dN}{dm} \propto m^{-(1+\chi_i)}, \text{ onde } \begin{cases} \chi_1 = 0,3 \pm 0,5; & 0,08 \leq m(M_\odot) < 0,50 \\ \chi_2 = 1,3 \pm 0,3; & 0,50 \leq m(M_\odot) < 1,00 \\ \chi_3 = 1,3 \pm 0,7; & 1,00 \leq m(M_\odot) \end{cases} \quad (1.4)$$

o aglomerado reduz sua massa, aproximadamente, por fatores de 10/20/30% nos primeiros 10/100/500 Manos. Quando as escalas de tempo de evolução estelar se tornam consideravelmente superiores à escala de tempo dinâmica (t_{cr}), a expansão ocorre de forma que o aglomerado passa por uma série de estados de equilíbrio virial (PZMG10).

A situação real, no entanto, é mais complexa do que prevê esse modelo simplificado. Conforme Vesperini et al. (2009), a expansão devido à perda de massa estelar pode resultar no completo rompimento do aglomerado, caso o mesmo apresente, inicialmente, segregação de objetos massivos (isto é, estrelas de maior massa mais centralmente concentradas no aglomerado em relação às menos massivas). Nesses casos, a população estelar mais massiva do núcleo do aglomerado tende a perder massa a taxas maiores em comparação com as de menor massa localizadas no halo. O resultado disso é uma expansão mais severa do núcleo em relação às regiões mais externas. Ao final da fase 2, a “resposta” do aglomerado à perda de massa estelar se torna sucessivamente menor (PZMG10).

Evolução dinâmica de long termo (fase 3)

Nessa etapa da evolução, os aglomerados são submetidos a um conjunto de efeitos destrutivos que levam à depleção gradual de seu conteúdo estelar. A ação de forças internas, como interações de dois ou mais corpos, e externas, como interação com o campo de maré Galáctico, colisões com nuvens moleculares gigantes (GMCs, do inglês *giant molecular clouds*) e/ou choques com o disco, conduzem os aglomerados gradualmente à dissolução em meio às estrelas de campo.

O efeito de destruição dos aglomerados devido a encontros com GMCs foi primeiramente considerado por Spitzer (1958). Pelo fato de as GMCs serem tipicamente mais massivas do que os aglomerados, esses últimos são mais afetados pelo encontro do que as primeiras (Theuns, 1991). O tempo de vida de um aglomerado aquecido pela passagem sucessiva de GMCs é

inversamente proporcional à densidade do gás molecular (ρ_{gas}) e diretamente proporcional à densidade do sistema (expresso em termos da densidade a meia massa, ou ρ_{hm} , do inglês *half-mass*)

$$t_{dis}^{GMC} = 1 \text{ Gano} \left(\frac{0,03 \text{ M}_\odot \text{ pc}^{-3}}{\rho_{gas}} \right) \left(\frac{\rho_{hm}}{10 \text{ M}_\odot \text{ pc}^{-3}} \right) \quad (1.5)$$

sendo $0,03 \text{ M}_\odot \text{ pc}^{-3}$ a densidade do gás molecular na vizinhança solar ($d \lesssim 1 \text{ kpc}$; Lamers et al. 2005). Esse resultado também é aplicável a passagens através do disco, bojo e braços espirais (PZMG10 e referências nele contidas).

As sucessivas interações de dois corpos levam o sistema a estabelecer uma condição de equilíbrio térmico internamente, de forma que a distribuição de velocidades tende a uma configuração do tipo Maxwelliana, analogamente ao que ocorre com as partículas em um gás ideal. Esse efeito é uma consequência da equipartição de energia cinética entre as estrelas membro, ou seja, $mv^2 \sim \text{constante}$. A escala de tempo necessária para o sistema atingir o equilíbrio térmico é dada pelo tempo de relaxação (Binney & Tremaine, 2008):

$$t_{relax} \approx 0,1 \left(\frac{N}{\ln N} \right) t_{cr} \quad (1.6)$$

onde N é o número de estrelas presentes no aglomerado. Uma fração ξ_e das estrelas na extremidade da distribuição de velocidades apresenta valores de $v > v_{esc}$ (velocidade de escape) e, conseqüentemente, evaporam do sistema. Considerando que essa extremidade de maiores velocidades é preenchida a cada t_{rel} , a escala de tempo de dissolução devido à evaporação é $t_{dis} = t_{rel}/\xi_e$.

No caso hipotético de aglomerados isolados e em equilíbrio virial, a velocidade de escape (v_{esc}) é duas vezes a velocidade média quadrática (v_{rms}) do sistema. Essa relação é obtida da seguinte forma: uma estrela atinge v_{esc} se

$$E_{esc} = \frac{1}{2}mv_{esc}^2 - m|\phi(r)| = 0 \Rightarrow v_{esc}^2 = 2|\phi(r)| \text{ (depende de } r) \quad (1.7)$$

Tomando a média sobre r : $\langle v_{esc}^2 \rangle = 2\langle \phi \rangle$. Da relação de virial ($2T = |U|$), temos

$$\langle v^2 \rangle = \frac{GM}{2r_{hm}} = \frac{\langle \phi \rangle}{2} \Rightarrow \langle v_{esc}^2 \rangle = 4\langle v^2 \rangle \Rightarrow \langle v_{esc}^2 \rangle^{1/2} = 2\langle v^2 \rangle^{1/2} \quad (1.8)$$

Para uma distribuição de velocidades maxwelliana, uma fração $\xi_e = 0,0074$ das partículas possui $v > 2v_{rms}$. Conseqüentemente,

$$t_{dis} = t_{rel}/\xi_e \approx 140 t_{rel} \quad (1.9)$$

No entanto, para aglomerados limitados por efeitos de maré, ξ_e é maior, visto que v_{esc} é menor. Para aglomerados com perfis típicos de densidade (e.g., King 1962; King 1966), $\xi_e = 0,033$, o que resulta $t_{dis} \approx 30 t_{rel}$ (Spitzer, 1987).

Estrelas também podem ser removidas do aglomerado devido ao campo de maré Galáctico (*tidal stripping*). Após um número suficientemente elevado de interações, as estrelas de menor massa tendem a adquirir maiores velocidades (devido à equipartição da energia cinética) e podem eventualmente atingir o halo do aglomerado e ultrapassar o limite determinado pelo raio de Jacobi (r_J), perdendo-se para o campo. O raio r_J corresponde ao limite da influência gravitacional do aglomerado em meio ao campo de maré externo. Pode ser definido como a distância entre o centro do aglomerado e o ponto Lagrangiano L_1 :

$$r_J \approx R_G \left(\frac{M_C}{3M_G} \right)^{1/3} \quad (1.10)$$

onde M_C é a massa do aglomerado e M_G a massa da Galáxia interna à distância Galactocêntrica R_G . As interações dinâmicas têm como consequência a perda preferencial de objetos menos massivos e a concentração de estrelas de maior massa (e, portanto, apresentando menores velocidades) nas regiões centrais (Spitzer, 1969).

Um efeito adicional é a perda de estrelas para o campo devido à ejeção; por exemplo, quando uma binária “rígida” (ou *hard*, binária para a qual o valor absoluto da energia de ligação é superior à energia cinética estelar média do meio) interage com outra estrela do aglomerado, a binária resultante (que pode ou não apresentar as mesmas componentes da binária original) tende, em média, a se tornar mais ligada gravitacionalmente do que a original. Como consequência, a estrela individual adquire maior energia cinética e pode escapar do sistema após uma única interação. De fato, interações com sistemas binários são uma fonte de aquecimento interno dos aglomerados.

Resultados de simulações de N -corpos

Baseados nos resultados de simulações para aglomerados em campos de maré externos (Baumgardt & Makino, 2003), Lamers et al. (2005) estabeleceram uma dependência aproximada entre o tempo de dissolução de um aglomerado (t_{dis}), massa estelar inicial (M_0) e densidade do ambiente próximo ρ_{amb} :

$$t_{dis} \simeq 810 \text{ Manos} \left(\frac{M_0}{10^4 M_\odot} \right)^{0,62} \left(\frac{\rho_{amb}}{M_\odot \text{ pc}^{-3}} \right)^{-1/2} \quad (1.11)$$

Assumindo-se uma massa estelar inicial média de $\langle m \rangle = 0.54 M_{\odot}$, a equação acima converte-se em

$$t_{dis} \simeq 553 \text{ Manos} \left(\frac{N_0}{10^4} \right)^{0.62} \left(\frac{\rho_{amb}}{M_{\odot} \text{ pc}^{-3}} \right)^{-1/2} \quad (1.12)$$

onde N_0 é o número inicial de estrelas. Consequentemente, espera-se que um aglomerado com um número inicial de estrelas $N_0 \sim 10^5$ e localizado na vizinhança solar (onde a densidade média de matéria é igual a $\rho_{amb} = 0,10 \pm 0,01 M_{\odot}/\text{pc}^3$; Holmberg & Flynn 2000) sobreviva por ~ 10 Ganos. Com base nessa escala, podemos escrever

$$t_{dis} \simeq 10 \text{ Ganos} \left(\frac{N_0}{10^5} \right)^{0.62} \quad (1.13)$$

Simulações de N -corpos de aglomerados estelares em potenciais externos mostram tempos de dissolução típicos entre 500-2500 Manos (Terlevich 1987; McMillan & Hut 1994; de La Fuente Marcos 1997, daqui em diante M97). Portegies Zwart et al. (2001, de agora em diante PZMH01), por exemplo, simularam a evolução de dois aglomerados (denominados W4 e W6), ambos inicialmente contendo 3 000 estrelas e massas de $1600 M_{\odot}$. O modelo W4 foi colocado a uma distância Galactrocêntrica (R_G) de 6,3 kpc, enquanto que W6 apresenta $R_G = 12,1$ kpc. Ambas as simulações iniciaram na condição de equilíbrio virial, desprovidos de gás (isto é, as simulações partem do início da fase 2), sendo que o modelo W6 apresenta maior concentração estelar central em relação a W4. Assumiu-se a IMF de Scalo (1986) e uma fração inicial de binárias de 50%. As simulações incluíram evolução estelar, transferência de massa entre binárias, supernovas e correções relativísticas no movimento das binárias. O campo de maré Galáctico foi modelado a partir de uma distribuição de massa do tipo disco. Foram executadas 4 simulações (I,II,III e IV) para cada aglomerado; em cada uma delas, foram sorteados diferentes parâmetros para as estrelas binárias (razões de massa, separações orbitais e excentricidades).

A Figura 1.3 mostra a evolução da massa total dos aglomerados simulados em função do tempo. A linha contínua superior mostra a massa de um sistema de N -corpos com as mesmas condições iniciais da execução W6-III, porém sem evolução estelar (ou seja, apenas efeitos dinâmicos são considerados). A linha contínua inferior mostra a evolução da massa total para o modelo W6-III com a dinâmica estelar excluída, mas incluindo-se a perda de massa por evolução estelar. A taxa de perda de massa na ausência de evolução estelar é inicialmente pequena, mas aumenta em instantes posteriores em função da perda de estrelas mais massivas em comparação com os

períodos evolutivos iniciais.

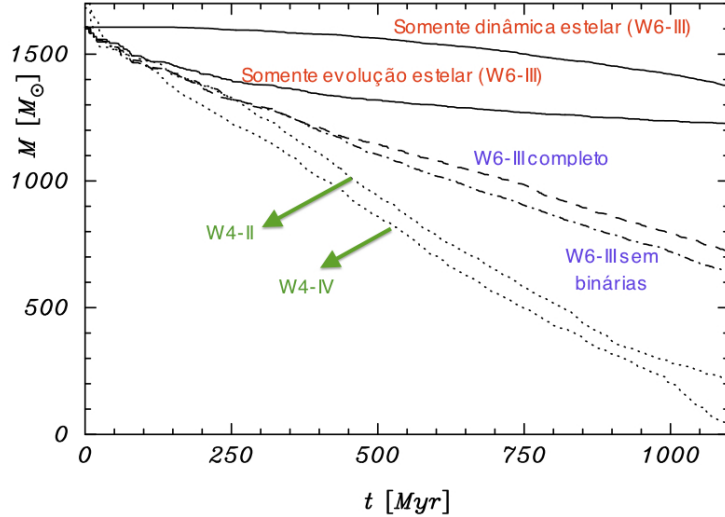


Figura 1.3: Simulação de N -corpos: massa total em função do tempo para diferentes modelos. As duas linhas contínuas mostram a evolução da massa total para o modelo W6-III sem evolução estelar (mas contendo interações dinâmicas; linha superior) ou sem a dinâmica estelar (mas contendo a perda de massa devido à evolução estelar, linha inferior). A linha tracejada representa a evolução completa (dinâmica + evolução) do modelo W6-III, enquanto que a linha ponto-tracejada representa o mesmo modelo, porém excluindo-se as binárias (ou seja, contendo somente estrelas únicas, ou *single stars*). As linhas pontilhadas inferiores representam as execuções II e IV (completas) do modelo W4. Figura 1 de PZMH01.

A linha tracejada mostra a simulação completa para o modelo W6-III. Podemos ver que a variação da massa total, quando são considerados conjuntamente os efeitos devido à evolução + dinâmica estelar, é superior ao que se verifica nos modelos que os consideram separadamente. A linha ponto-tracejada refere-se ao mesmo modelo, mas sem binárias. De fato, as binárias primordiais (isto é, formadas já nas fases evolutivas iniciais do aglomerado) têm um efeito pequeno na taxa de perda de massa total do aglomerado. No entanto, exercem influência importante na dinâmica e na evolução da população estelar. A possibilidade de transferência de massa entre as componentes das binárias permite o aparecimento de conteúdo estelar exótico (e.g., *blue stragglers*). Além disso, a presença de binárias aumenta as taxas de colisões e de encontros próximos entre as estrelas. As linhas pontilhadas referem-se às execuções II e IV completas (evolução + dinâmica estelar) do modelo W4. Esse aglomerado apresenta maior taxa de perda de massa em relação ao modelo W6, já que se encontra a uma distância R_G menor e, portanto, sofre maior influência do campo de maré da Galáxia. W4 apresenta

um tempo de dissolução de ~ 1200 Manos, contra ~ 1600 Manos no caso do modelo W6.

A existência de segregação de massa é prevista nas simulações de PZMH01 e fica demonstrada na Figura 1.4, à esquerda, a qual mostra a massa média $\langle m \rangle$ das estrelas localizadas no interior dos raios que contêm 5, 25, 50 e 75% da massa total (raios Lagrangianos 5, 25, 50 e 75%) para o modelo W6-III. O aumento na massa média é devido à concentração preferencial de estrelas de maior massa nas regiões centrais do aglomerado simulado. O valor de $\langle m \rangle$ decresce após ~ 100 Manos, devido à perda de massa das estrelas mais massivas no ramo assintótico de gigantes (AGB, ou *Asymptotic Giant Branch*), estágio evolutivo que compreende estrelas com massas iniciais no intervalo $0,6 \lesssim M(M_\odot) \lesssim 10$ (Herwig 2005; Bressan et al. 2012, de agora em diante BMG12). No restante da simulação, $\langle m \rangle$ se mantém aproximadamente constante, mas com um valor mais elevado nas zonas mais internas.

O painel direito da Figura 1.4 mostra a evolução temporal de $\langle m \rangle$ para o modelo W4-II. Nesse caso, a segregação de massa ocorre em uma escala de tempo maior em comparação com W6. A evaporação preferencial de estrelas de massa mais baixa fica demonstrada pelo aumento de $\langle m \rangle$ nas camadas externas; os objetos mais massivos tendem a concentrar-se na região de poço de potencial central.

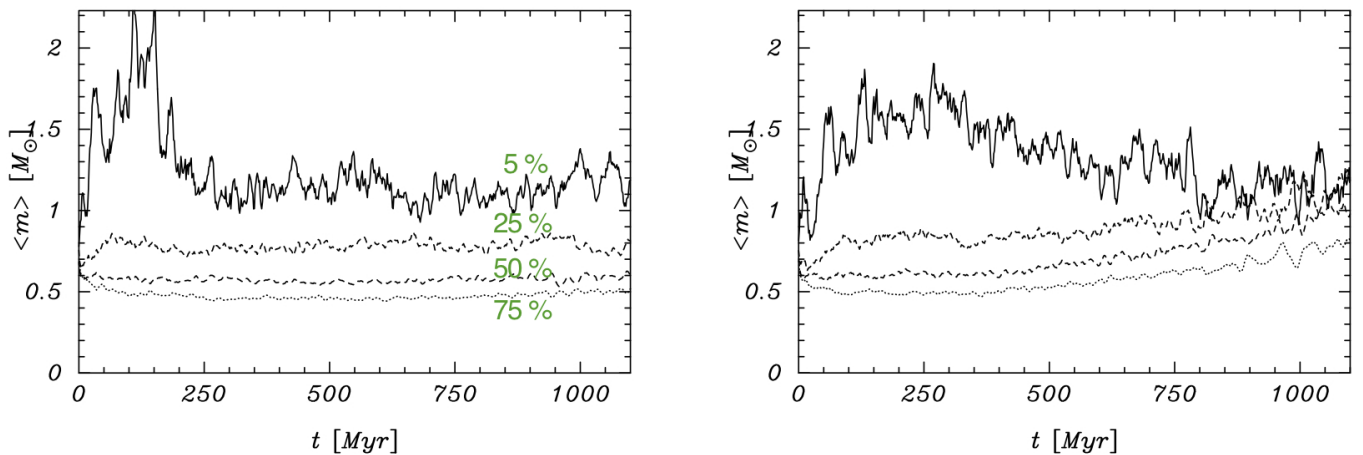


Figura 1.4: Simulação de N -corpos: massa média $\langle m \rangle$ em função do tempo para os modelos W6-III (esquerda) e W4-II (direita). De cima para baixo, as linhas representam os valores de $\langle m \rangle$ dentro dos raios Lagrangianos de 5% (linha sólida), 25 e 50% (tracejada) e 75% (pontilhada). Figura 5 de PZMH01.

Remanescentes de aglomerados abertos

Haja visto que os aglomerados perdem gradualmente seu conteúdo estelar na medida em que evoluem dinamicamente, devemos ser capazes de detectar, observacionalmente, agrupamentos estelares que sejam registros “fósseis” de populações inicialmente mais massivas. Essas concentrações remanescentes, embora pobremente povoadas ($N \sim$ poucas dezenas de estrelas) e com baixo contraste em relação à população de campo, devem definir sequências evolutivas nos CMDs e densidades estelares acima do nível de céu (ou *background*), conforme se espera para um agrupamento de estrelas com origem comum. Esses objetos são denominados remanescentes de aglomerados abertos (OCRs, ou *open cluster remnants*) e representam um estado evolutivo dinâmico intermediário entre aglomerados abertos e a completa dissolução em meio ao campo Galáctico (Pavani et al. 2003; Pavani et al. 2011).

Bica et al. (2001) selecionaram uma lista de 34 candidatos a OCRs (também denominados POCRs, ou *possible open cluster remnants*), localizados em latitudes Galácticas elevadas ($|b| > 15^\circ$, onde há menor contaminação por objetos do disco Galáctico), a partir de imagens do *Digitized Sky Survey* (DSS) e mapas do *Guide Star Catalog* (GSC). Em cada caso, empregaram-se imagens do DSS e comparou-se o número de estrelas contadas nas regiões centrais desses objetos com as contagens feitas em amostras de campo próximas de mesma área e aleatoriamente escolhidas. A contagem de estrelas na região de campo foi feita mediante dois procedimentos independentes: em um deles, utilizou-se o GSC; no outro, foram obtidas contagens teóricas a partir de um modelo de estrutura Galáctica (Santiago et al. 1996; Reid & Majewski 1993). A Figura 1.5 exibe os resultados do experimento.

O painel do lado esquerdo da Figura 1.5 exibe uma comparação direta entre o número de estrelas contadas nas amostras de campo a partir do GSC e a partir do modelo de estrutura Galáctica. Vemos que há concordância entre os dois conjuntos de dados, levando-se em conta os desvios de 1σ em relação à media das contagens no campo com o GSC. No painel à direita, nota-se um excesso de objetos na direção dos POCRs em relação aos valores médios do campo. Isto é, embora pobremente povoados, os alvos listados apresentam sobredensidade estelar estatisticamente significativa em comparação com o campo Galáctico, o que é o primeiro passo na determinação da natureza física dessas concentrações estelares.

Estabelecer uma distinção entre OCRs e a população de campo é ainda uma questão em aberto. A análise de dados fotométricos somente pode não ser suficiente para a caracterização correta desses alvos, já que uma distribuição aleatória de estrelas de campo pode definir, nos diagramas fotométricos, sequências que são características de aglomerados abertos evoluí-

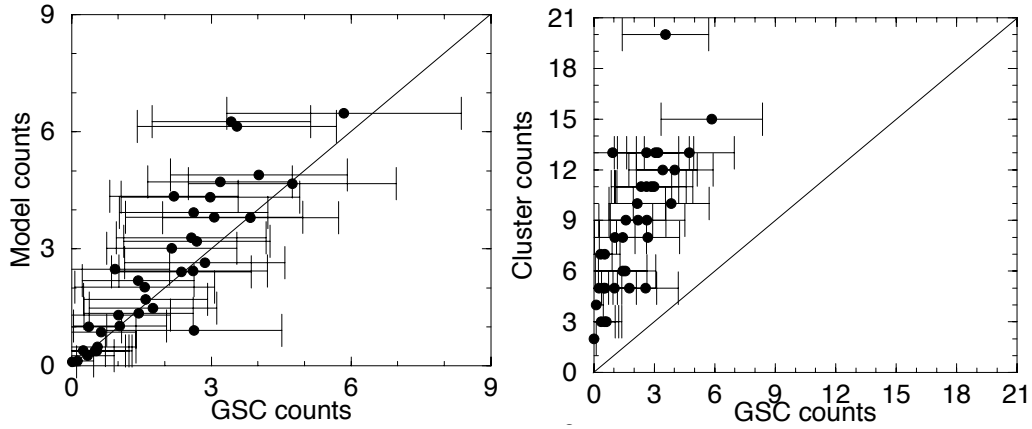


Figura 1.5: Esquerda: Comparação entre o número de estrelas contadas na região de campo a partir do GSC e a partir de um modelo de estrutura Galáctica. Direita: Comparação entre contagens de objetos na região central de 34 POCRs e em amostras de campo. Barras de erro indicam desvios de 1σ em relação à média das contagens no campo com o GSC. Figura 7 de Bica et al. (2001).

dos (Maia, 2012). A conjugação de diferentes tipos de dados (fotometria, espectroscopia e movimentos próprios) é necessária para a seleção de membros de um aglomerado em estágio avançado de dissolução.

Como exemplo, exibimos Ruprecht 3, um OCR confirmado por Pavani et al. (2003) com base em uma análise conjunta, envolvendo dados fotométricos JHK_s do catálogo 2MASS (*Two Micron All Sky Survey*, Skrutskie et al. 2006), movimentos próprios do catálogo Tycho-2 (Høg et al., 2000), espectros individuais e integrados, obtidos com o telescópio de 2,15 m do CASLEO (San Juan, Argentina). Na Figura 1.6, parte superior, é mostrada uma imagem desse OCR. Podemos notar uma ligeira concentração de estrelas brilhantes ($J \lesssim 14$) na região central da imagem, destacadas em relação ao fundo de céu. É notável a diferença, quanto ao conteúdo estelar, entre Ruprecht 3 e o aglomerado aberto velho “clássico” M67, colocado aqui como aglomerado de comparação e mostrado na Figura 1.6, parte inferior. Conforme Pavani et al. (2003), como ambos apresentam distâncias em relação ao Sol e valores de avermelhamento semelhantes, os erros fotométricos do 2MASS são comparáveis a uma dada magnitude e, portanto, espera-se que as sequências de seus CMDs sejam alargadas de forma similar. Como mostrado na Figura 1.7, a distribuição de estrelas de M67 provê um ajuste adequado às sequências de Ruprecht 3.

Na Figura 1.7 consta o CMD absoluto $M_H \times (J - H)_0$ para as estrelas membro de Ruprecht 3 (pontos pretos) e para estrelas selecionadas dentro de uma região circular de $16'$ de diâmetro, centrada nas coordenadas de M67

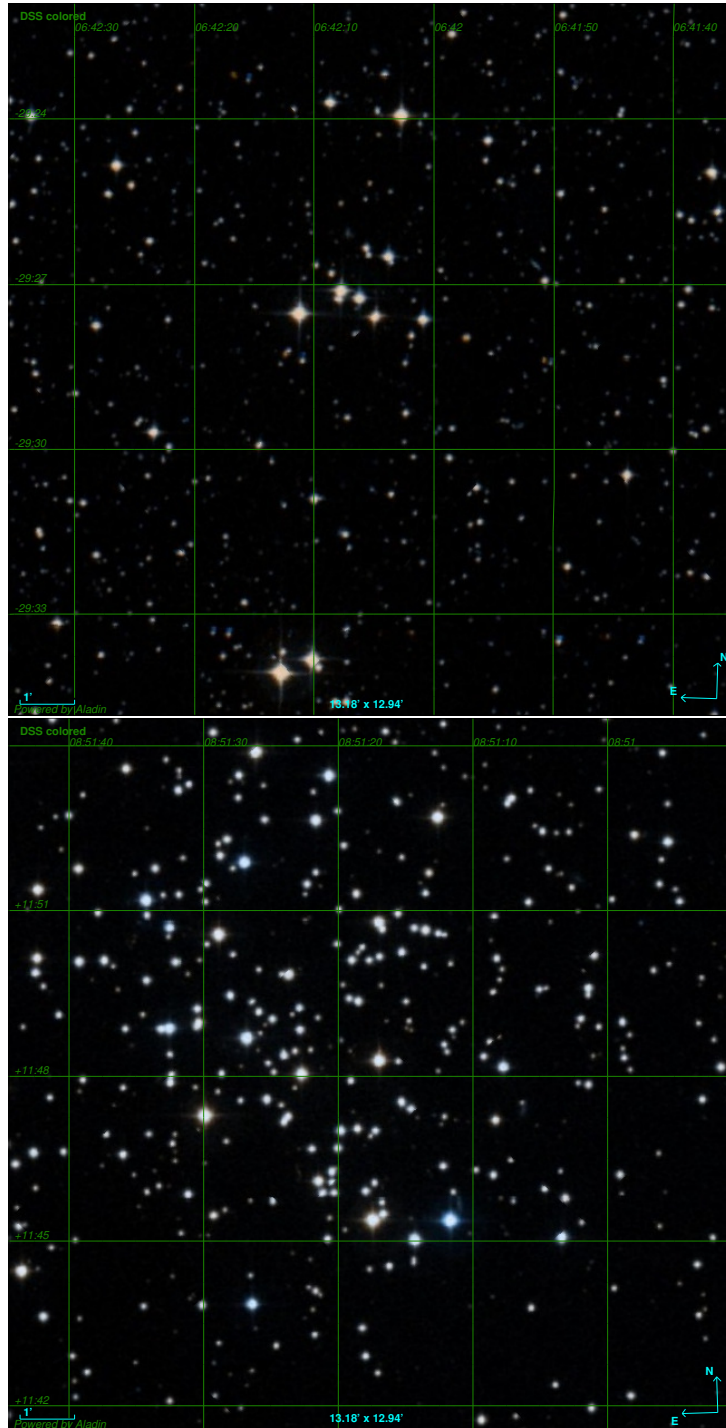


Figura 1.6: Imagens DSS (óptico) $13' \times 13'$ de Ruprecht 3 (acima) e M67 (abaixo). Norte para cima e Leste para a esquerda.

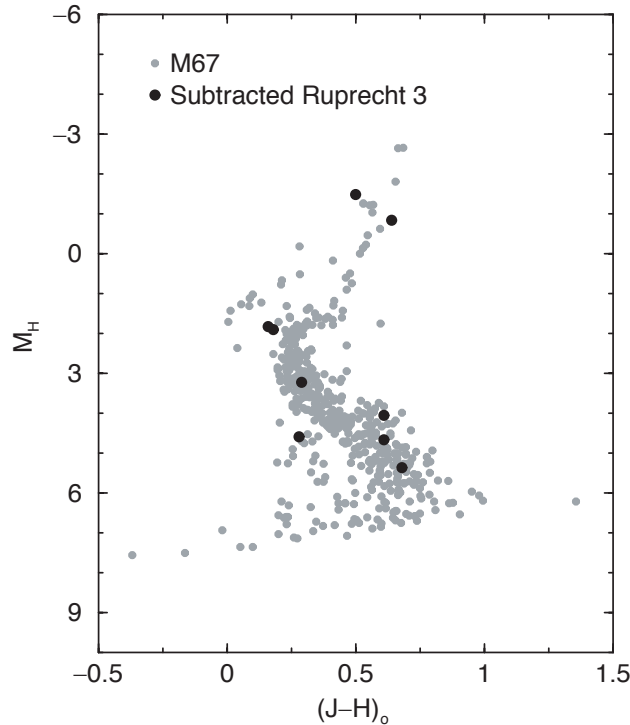


Figura 1.7: CMD absoluto $M_H \times (J-H)_0$ (fotometria 2MASS) para as estrelas membro de Ruprecht 3 (pontos pretos) e para estrelas selecionadas dentro de uma região circular de $16'$ de diâmetro, centrada nas coordenadas de M67 (pontos cinza). Figura 10 de Pavani et al. (2003).

(pontos cinza). Ruprecht 3 exibe uma depleção severa de seu conteúdo estelar ao longo das sequências no CMD, principalmente ao longo da sequência principal, o que é a assinatura de um objeto em estágio avançado de evolução dinâmica.

Pavani & Bica (2007, daqui em diante PB07) analisaram uma amostra de 18 POCRs e propuseram um método sistemático de caracterização com base em uma análise estrutural, cinemática e fotométrica, com o objetivo de classificá-los como sistemas gravitacionalmente coesos ou como asterismos (isto é, meramente concentrações de estrelas de campo ao longo da linha de visada). Essa classificação foi realizada com base em três critérios: (i) sobredensidade estelar em relação ao campo, (ii) probabilidade de os CMDs do campo serem estatisticamente representativos do CMD do objeto, (iii) número de estrelas do alvo compatíveis com as sequências definidas por isócronas de

metalicidade¹ solar e com os *loci* de binárias não resolvidas.

Para avaliar o primeiro critério, PB07 construíram perfis de densidade radial (RDP, ou *radial density profile*) para a amostra de 18 POCRs, contando o número de estrelas no interior de anéis concêntricos sucessivos e dividindo esse número pela área do respectivo anel. Em todos os casos, encontrou-se uma densidade estelar central superior ao valor de céu. Com base na largura do pico principal, os objetos foram classificados como estruturas compactas (dentre eles o OCR Ruprecht 3; Figura 1.6) ou esparsas (dentre eles o OCR NGC 1252; Figura 1.8).

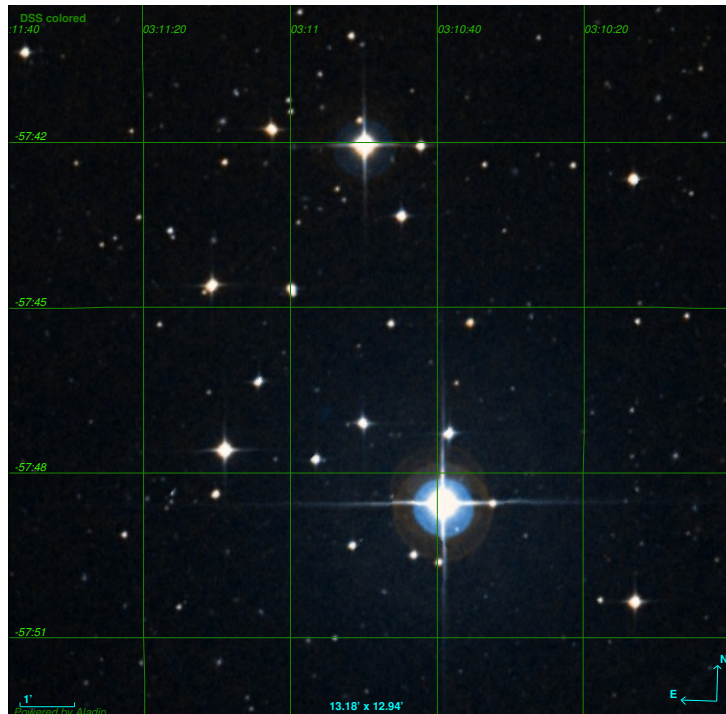


Figura 1.8: Imagem DSS (óptico) $13' \times 13'$ de NGC 1252. Norte para cima e Leste para a esquerda.

Para o segundo critério, foram sorteadas amostras de campo próximas

¹Na especificação da composição química estelar, adota-se a seguinte convenção: X , para o conteúdo fracionário de massa de Hidrogênio, Y para o de Hélio e Z para metais ($X + Y + Z = 1$). Para o Sol, $Z_{\odot}=0,0152$ (BMG12). Em Astrofísica, átomos com número atômico superior a 2 são chamados de metais. A abundância metálica $[M/H]$ de uma dada espécie M é expressa da seguinte forma: $[M/H]=\log(n_M/n_H)-\log(n_M/n_H)_{\odot}$, sendo n_M e n_H as densidades volumétricas dos elementos M e Hidrogênio, respectivamente.

a cada um dos alvos e com mesma área da região central; os CMDs $J \times (J - H)$ dessas amostras foram estatisticamente comparados entre si e com o CMD do objeto; mediante o uso do teste R^2 (Kerber et al., 2001), definiu-se a probabilidade P de um dado POCR ser uma flutuação de campo, com base nos diagramas fotométricos. Baseando-se nesse segundo critério, foram considerados OCRs legítimos os objetos para os quais $P \lesssim 10\%$.

Para o terceiro critério, definiu-se um índice de qualidade dos ajustes de isócronas ao conjunto de pontos nos CMDs dos POCRs (*fitting index* I_f). Em cada caso, contou-se o número de estrelas compatíveis com as sequências definidas pelas isócronas de metalicidade solar e com os *loci* de binárias não resolvidas, levando-se em conta as incertezas fotométricas. I_f foi definido como a razão entre o número de estrelas ajustadas e o número de estrelas no CMD para a região selecionada do alvo. Foram considerados OCRs legítimos, com base nesse terceiro critério, apenas os objetos que apresentaram $I_f \geq 50\%$.

Treze dos 18 objetos analisados por PB07 satisfizeram os três critérios e foram considerados OCRs legítimos. Três objetos (ESO 429-SC02, Object 1² e ESO 132-SC14) falharam em um dos critérios e a classificação dos mesmos foi mantida como POCRs. Outros dois objetos (NGC 6994 e Waterloo 6) falharam em dois critérios e foram considerados flutuações de campo.

Para cada um dos objetos considerados OCRs legítimos, PB07 coletaram dados do catálogo UCAC2 (*Second U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalog*; Zacharias et al. 2004) para construção de histogramas de movimento próprio ($\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta$) intrínsecos, isto é, subtraídos da contribuição do campo. Com base nas assimetrias e picos presentes nesses histogramas residuais, foram identificados dois grupos (A e B): OCRs pertencentes ao grupo A são caracterizados por um pico de baixas velocidades, ao qual pode ser atribuído o espalhamento nas velocidades de estrelas individuais superposto ao movimento sistêmico do aglomerado; o grupo B exibe picos de maiores velocidades, possivelmente produzidos por sistemas binários (ou múltiplos) não resolvidos, nos quais a presença de uma estrela secundária altera consideravelmente a velocidade da primária (Bica & Bonatto, 2005). CMDs compostos construídos por PB07 para os grupos A e B sugerem possíveis diferenças nos estágios dinâmicos entre os remanescentes estudados, sendo que o grupo B aparenta ser dinamicamente mais evoluído do que o grupo A.

Motivação para o presente trabalho e objetivos

Como discutido em MMM13, OCRs não são meramente curiosidades, mas sim o resultado de um longo período de evolução no qual a perda de massa estelar exerce um papel progressivamente menos importante e as sucessivas

²Denominado Bica 5 no catálogo de Dias et al. (2002).

interações dinâmicas levam à formação de configurações estáveis (binárias ou sistemas triplos de longa duração) internamente ao agrupamento estelar. De fato, o estudo dos OCRs é de grande importância para o entendimento dos processos que determinam a origem e evolução da Galáxia e são essenciais para a compreensão do processo de dissolução dos aglomerados estelares. No entanto, a seleção de bons candidatos a OCR e a avaliação de sua natureza física (como sendo sistemas reais ou meramente asterismos) não são tarefas triviais, dada a natureza física desse tipo de objeto, como dito anteriormente. Faz-se necessária a coleta de diferentes tipos de dados e a aplicação de uma metodologia uniforme para um conjunto deles, a fim de que possamos responder, em um primeiro momento, a questão fundamental: é de fato possível identificar e caracterizar populações estelares em seus estágios finais de dissolução em meio ao campo Galáctico? Caso a resposta seja afirmativa, devemos ser capazes de avaliar seus estados evolutivos/dinâmicos a partir da determinação de parâmetros que estão intimamente associados a essa evolução: idade, massa, raio limite e dispersão de velocidades. Quais são os valores típicos desses parâmetros no caso dos OCRs? Há diferenças entre os estados dinâmicos dos mesmos e entre OCs e OCRs?

Na sequência do texto, pretendemos dar uma contribuição no sentido de discutir e elucidar esses questionamentos. O presente trabalho é parte de um projeto de maior duração, cujas bases foram lançadas em Maia (2012), Maia et al. (2011) e Angelo (2012), onde percebemos a necessidade do emprego de dados espectroscópicos na análise de concentrações estelares pobremente povoadas, complementando os métodos usuais envolvendo fotometria e movimentos próprios. Dessa forma, temos condições de construir listas de estrelas membro mais bem definidas.

Amostra de objetos estudados

Nos capítulos seguintes do presente trabalho, analisamos uma amostra de 20 objetos catalogados na literatura como OCRs ou POCRs. A maioria dos nossos objetos foram obtidos da amostra de PB07. Para três deles (NGC 7193, NGC 7772 e ESO 425-SC15), identificamos listas de estrelas membro a partir de uma análise conjunta, na qual empregamos dados fotométricos, espectroscópicos e de movimentos próprios (Capítulo 5). Utilizando os mesmos procedimentos, analisamos o objeto ESO 429-SC02, o qual foi considerado uma flutuação de campo. Outros quatro alvos (NGC 1901, NGC 1252, NGC 7036 e Ruprecht 3) apresentam listas de estrelas membro previamente publicadas na literatura. Os demais objetos foram analisados via fotometria e movimentos próprios somente. Outros sete agrupamentos estelares (NGC 4337, M 67, NGC 188, NGC 3680, NGC 1582, NGC 2180 e

NGC 752), catalogados como OCs dinamicamente evoluídos, pelo fato de apresentarem segregação de massa e depleção de estrelas de baixa massa, foram incluídos na nossa amostra como aglomerados de comparação. Um objeto adicional (ESO 065-SC03), catalogado previamente como um OC, foi considerado neste trabalho um aglomerado em estágio evolutivo/dinâmico intermediário entres OCs e OCRs (Capítulo 6).

A Figura 1.9 exibe as coordenadas Galácticas XYZ dos objetos da nossa amostra. As cores dos símbolos foram atribuídas conforme os diferentes intervalos de idade, como mostrado na legenda. O painel na parte superior mostra a disposição dos objetos ao longo do plano XZ ; a linha contínua indica o plano Galáctico ($Z=0$). O painel na parte inferior exibe a localização dos objetos ao longo do plano Galáctico (plano XY) e a posição dos braços espirais, conforme o modelo de Vallee (1995). O centro Galáctico (GC, ou *Galactic Center*) também encontra-se indicado. A localização do Sol é indicada pelo símbolo solar \odot (coordenadas $(X,Y,Z) = (0,8,0)$ kpc; Reid 1993) e a vizinhança solar é destacada pelo círculo com linha contínua. O círculo solar é indicado pela linha tracejada. Os pontos pretos pequenos são os demais 1983 aglomerados abertos do catálogo de Dias et al. (2002, de agora em diante DAML02) para os quais constam os parâmetros astrofísicos idade e distância. Na Figura 1.10, temos as mesmas amostras, porém representadas no diagrama $|Z| \times$ idade. Nota-se, dentre a amostra estudada neste trabalho, que os objetos mais velhos tendem a ser encontrados em posições mais distantes do plano Galáctico em comparação com os mais jovens. Destaca-se também a quase completa ausência de OCs jovens ($t \lesssim 100$ Manos) localizados a distâncias maiores do que ~ 400 pc do plano Galáctico.

Dentre os 20 remanescentes estudados, apenas dois (ESO 426-SC26 e Bica 5) encontram-se além da vizinhança solar. No caso dos 8 OCs analisados, três deles (NGC 4337, NGC 188, ESO 065-SC03) distam do Sol por mais do que ~ 1 kpc. No caso dos demais 1983 OCs listados em DAML02, a maioria deles se localiza próximo do plano Galáctico, como esperado: 1268 encontram-se na região do disco fino ($|Z| \lesssim 100$ pc $\approx 2 \times$ escala de altura do disco, conforme Bonatto et al. 2006), 192 localizam-se no disco espesso (100 pc $\lesssim |Z| \lesssim 1$ kpc; Chen et al. 2001) e outros 26 aglomerados apresentam valores de $|Z|$ superiores a 1 kpc (até um máximo de 2,5 kpc).

Organização do presente trabalho

No Capítulo 2, mostramos os dados coletados e as etapas da metodologia de trabalho empregada em nosso estudo. No Capítulo 3, apresentamos o método empregado na determinação dos parâmetros atmosféricos e velocidades radiais de nossos objetos de ciência. O Capítulo 4 traz uma discussão a

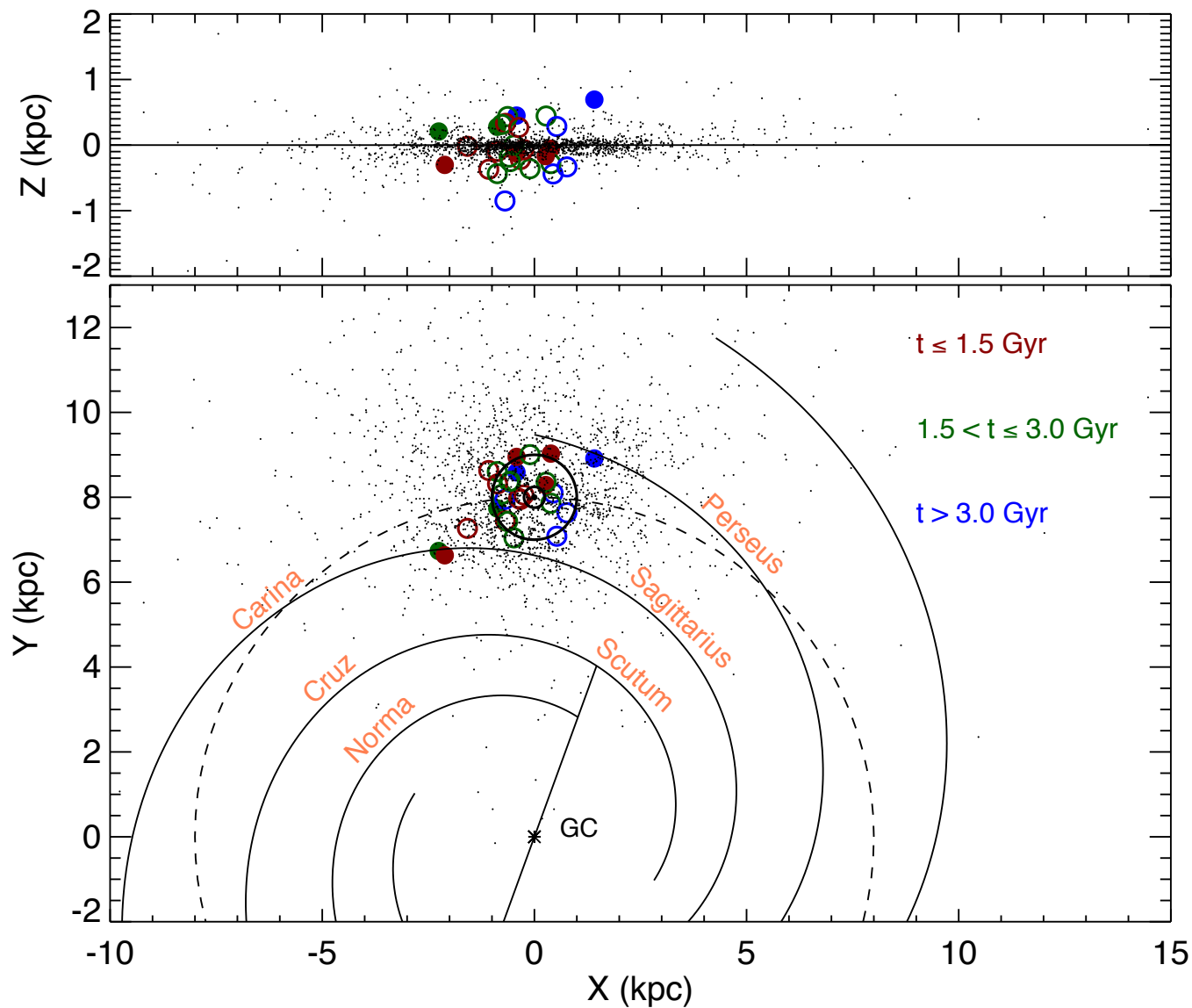


Figura 1.9: Distribuição espacial na Galáxia da amostra de 20 OCRs e POCs estudados neste trabalho (círculos abertos; Tabelas 6.1 e 6.2). Oito agrupamentos estelares, catalogados na literatura como OCs dinamicamente evoluídos, também foram representados (círculos preenchidos). Na parte superior, temos a localização dos objetos ao longo do plano XZ (a linha contínua representa o plano Galáctico). Na parte inferior, consta a mesma amostra sobre o plano XY, onde também foram representados os braços espirais, seguindo o modelo descrito em Vallee (1995), e o centro Galáctico (GC). A posição do Sol é representada pelo símbolo solar \odot . A vizinhança solar é demarcada pelo círculo com linhas contínuas, enquanto que a linha tracejada representa o círculo solar. Os pontos pretos pequenos são os demais 1983 aglomerados abertos do catálogo DAML02 para os quais constam os parâmetros astrofísicos idade e distância.

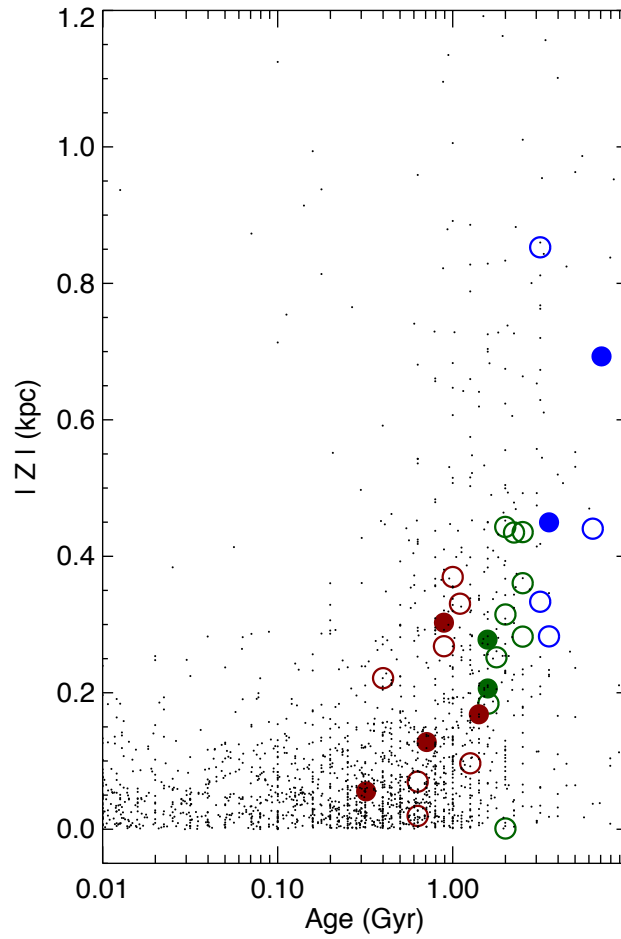


Figura 1.10: O mesmo da figura anterior, porém mostrando o diagrama $|Z| \times$ idade.

respeito dos índices de cor intrínsecos no diagrama cor-cor do 2MASS e apresenta um procedimento de recalibração empírica das isócronas de Padova e Trieste (isócronas PARSEC, versão 1.1; BMG12). Os resultados individuais para NGC 7193, NGC 7772, ESO 425-SC15 e ESO 429-SC02 são apresentados no Capítulo 5. No Capítulo 6, comparamos os estágios evolutivos de todo o conjunto de objetos estudados. As discussões e considerações finais são apresentadas no Capítulo 7.

Capítulo 2

Dados coletados e metodologia

Para investigarmos a natureza física dos objetos NGC 7193, NGC 7772, ESO 425-SC15 e ESO 429-SC02, foram realizadas observações espectroscópicas com o espectrógrafo e imageador óptico GMOS/Gemini Sul. Neste capítulo, registramos as observações e as configurações instrumentais empregadas. Para todos os objetos estudados neste trabalho, tanto os quatro listados acima quanto os que foram analisados via fotometria e movimentos próprios somente, coletamos dados fotométricos nas bandas JHK_s do catálogo 2MASS e dados de movimentos próprios do catálogo UCAC4 (Zacharias et al., 2013). Descrevemos neste capítulo um sumário das etapas de redução e tratamento dos dados obtidos com o GMOS e apresentamos a metodologia de análise empregada no estudo dos nossos alvos.

2.1 Dados coletados

2.1.1 ESO429-SC02

Na noite de 03/01/2013, foram coletados dados de espectroscopia multi-objeto (resolução espectral $R \approx 2000$, cobertura espectral $3900 \lesssim \lambda(\text{\AA}) \lesssim 5400$; ID do programa: GS-2012-B-Q-038) em uma área de $5,5' \times 5,5'$ centrada em ESO429-SC02 com o espectrógrafo e imageador óptico GMOS (*Gemini Multi-Object Spectrograph*) acoplado ao telescópio de 8,1 m do Gemini-Sul (Cerro Pachón, Chile; Figura 2.1).

Trinta e uma estrelas foram observadas espectroscopicamente (Figura

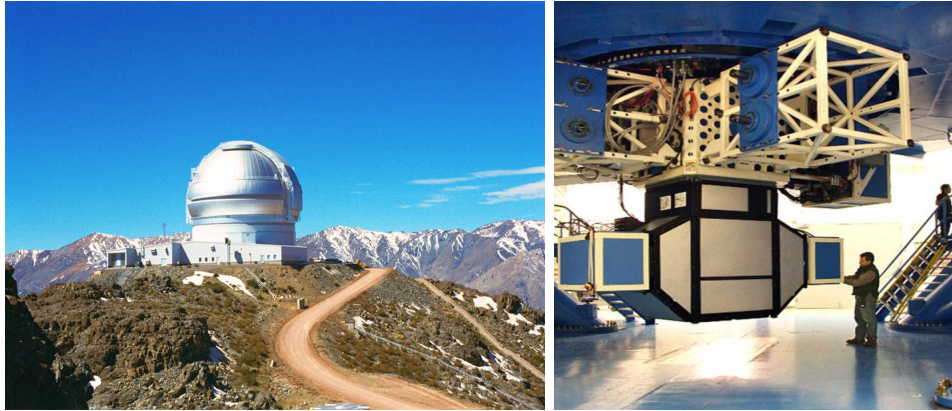


Figura 2.1: À esquerda: Cúpula do telescópio Gemini-Sul [Créditos: Gemini Observatory]. À direita: espectrógrafo e imageador óptico GMOS (retirado de www.gemini.edu).

2.2). Dados espectroscópicos também foram obtidos para a estrela padrão HD68089 (Nordström et al., 2004) em modo fenda longa (*longslit*).

Nas observações em modo multi-objeto (modo MOS, ou *Multi-Object Spectroscopy*), uma máscara de fendas (*slits*) é construída a partir de imagens diretas do alvo, obtidas previamente (denominadas “pré-imagens”), e disposta sobre o plano focal do telescópio. A luz coletada de cada estrela penetra por essas fendas e é direcionada para uma rede de difração, obtendo-se assim o espectro da estrela sobre o detector. Esse procedimento permite a obtenção simultânea de um número elevado de espectros (~ 100 , no caso do GMOS-S), conforme o exemplo mostrado na Figura 2.3. Dessa forma, para observações espectroscópicas de agrupamentos estelares, o modo de observação multi-objeto é preferível ao modo *longslit*.

As especificações dos detectores e a configuração instrumental utilizada foram as seguintes: rede de difração+filtro B1200+G5321 (*Blaze wavelength*, ou comprimento de onda de maior eficiência da rede, igual a 463 nm) com fendas de $1,0''$. O conjunto de detectores consiste em três CCDs (2048×4608 pixels) dispostos em linha e com dois *gaps* de 38 pixels entre eles. A leitura dos CCDs foi feita no modo lento (modo de leitura padrão para aquisições de ciência). Os valores de ruído de leitura (em e^-) e fatores de conversão (ganhos) dos amplificadores (em e^-/ADU ; ADU: *Analog-to-digital units*) são mostrados na Tabela 2.1. Para os três CCDs, o nível de saturação é igual a 100 ke^- .

Os pixels dos detectores foram “binados” por um fator de 2 ao longo da direção y (espacial), correspondendo a uma escala de placa de $0,146''/\text{pixel}$; ao longo da direção de x (dispersão) não foi feita “binagem” dos pixels, sendo

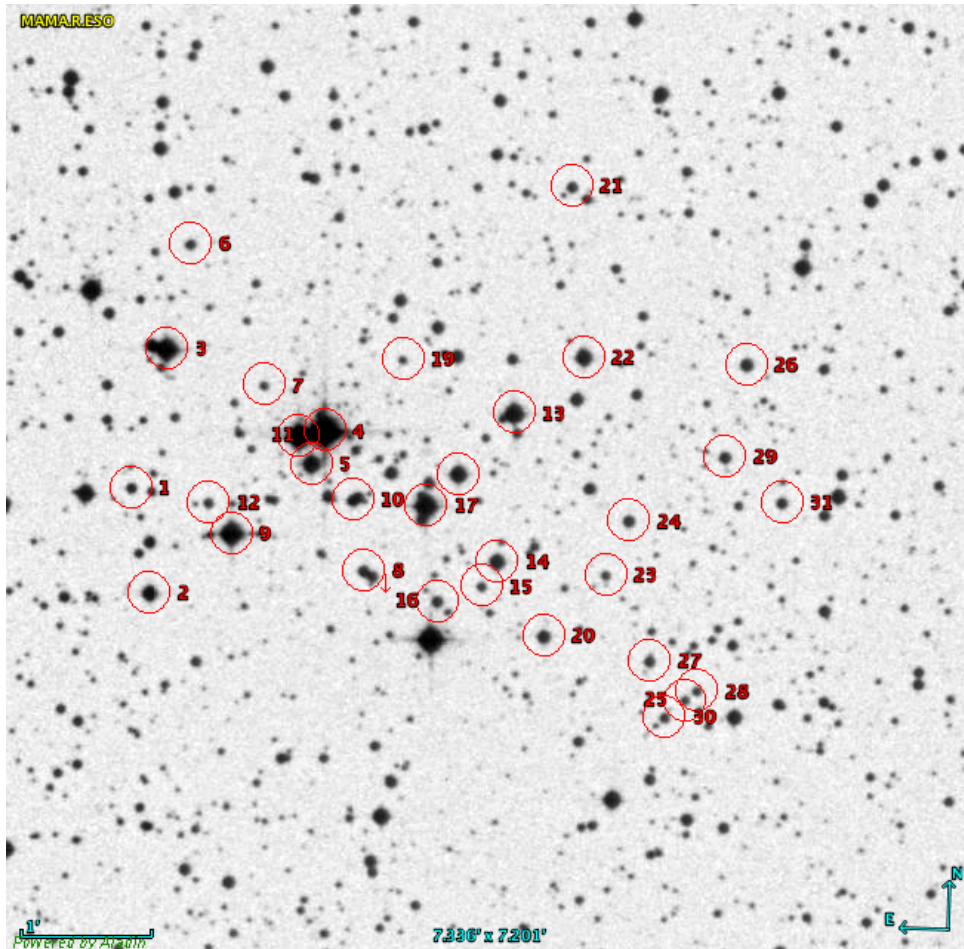


Figura 2.2: Estrelas na região de ESO 429-SC02 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S. Os identificadores das 31 estrelas são iguais aos utilizados na Tabela 5.7. Imagem ESO-MAMA ($0,66 \mu\text{m}$) de $7' \times 7'$. A orientação e a escala da imagem encontram-se indicadas na figura.

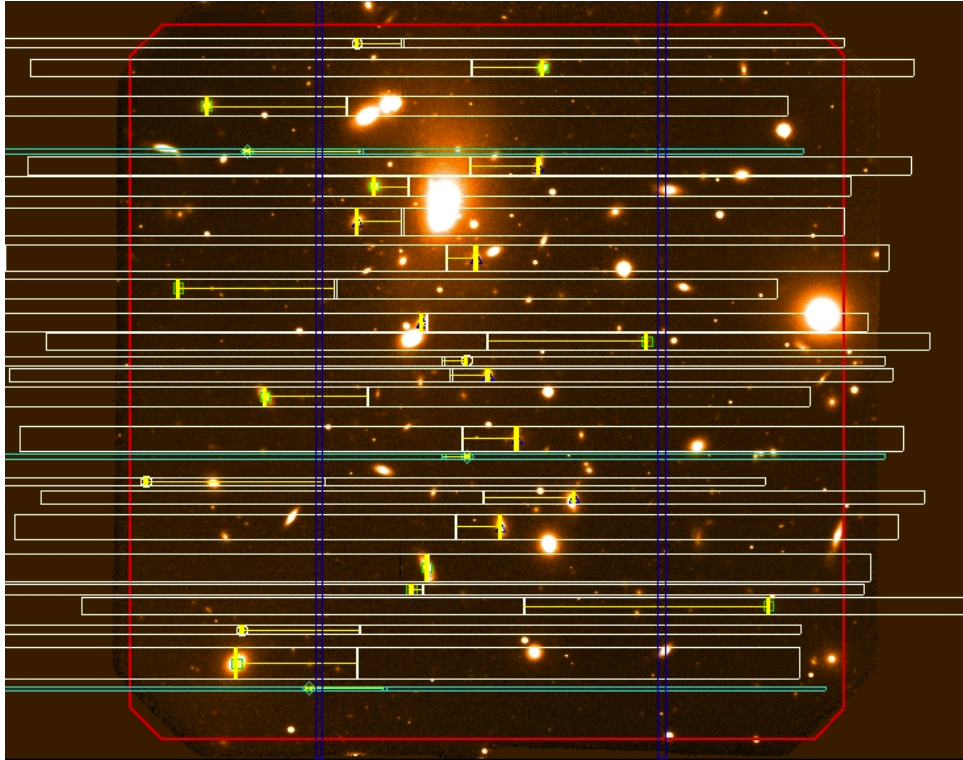


Figura 2.3: Exemplo de uma máscara de fendas do GMOS superposta a uma pré-imagem. As pequenas barras verticais (*slits*) amarelas identificam os objetos cujos espectros serão coletados. Os retângulos brancos mostram a localização dos espectros sobre o detector; os centros desses espectros são demarcados com pequenas barras verticais brancas. Os retângulos verdes delimitam os espectros das estrelas de alinhamento, necessárias para a orientação da máscara sobre o plano focal do telescópio. As colunas azuis são os “gaps” entre os três detectores (regiões de junção dos CCDs), enquanto que as linhas vermelhas mostram o campo de visão ($5,5' \times 5,5'$) do GMOS. Na figura em questão, é mostrado o aglomerado de galáxias Abell 3266. Imagem retirada de www.gemini.edu

a dispersão igual a $0,023 \text{ nm/pixel}$. O valor médio de *seeing* para o conjunto de observações na noite de 03/01/2013 foi de $1,2''$. Para o objeto ESO429-SC02, utilizamos uma única máscara de fendas.

O conjunto de observações, mostrado na Tabela 2.2, foi organizado conforme o comprimento de onda central (λ_c) da rede de difração. Foram utilizados dois valores de λ_c (455 e 460 nm) para corrigir os *gaps* entre os detectores. Imagens obtidas com tempos de exposição curtos foram coletadas com o objetivo de evitar a saturação dos detectores devido às estrelas mais brilhantes.

Tabela 2.1: Especificações dos detectores CCD+amplificadores: ruído de leitura e fatores de conversão.

	CCD1	CCD2 (central)	CCD3
Identificação	EEV 2037-06-03	EEV 8194-19-04	EEV 8261-07-04
Ruído de leitura (e^-)	3,98	3,85	3,16
Ganho (e^-/ADU)	2,37	2,08	2,10

Tabela 2.2: Registros das observações na noite de 03/01/2013: Alvo, coordenadas, comprimento de onda central e tempo de exposição. Na última coluna, o número de exposições realizadas com o mesmo tempo de integração é indicado entre parênteses.

Objeto	RA hh:mm:ss	DEC ° : ' : "	λ_c (nm)	T_{exp} (s)
ESO429-SC02	07:33:23	-28:12:17	455	450 (2)
			455	30 (2)
			460	450 (2)
			460	30 (2)
HD 68089	08:09:05	-42:04:28	455	20 (2)
			460	20 (2)

2.1.2 NGC 7193 e NGC 7772

Nas noites de 08/09/2013 e 03, 06 e 07/11/2013, foram coletados dados de espectroscopia multi-objeto (resolução $R \approx 2000$; ID do programa: GS-2013B-Q-41) para um conjunto de estrelas nas regiões de NGC 7193 e NGC 7772, além de espectroscopia em modo *longslit* da estrela padrão HD 211341 (Nordström et al., 2004). A configuração instrumental foi semelhante à adotada nas observações de ESO 429-SC02. Para as observações de NGC 7193 e NGC 7772, os pixels do detector foram “binados” por um fator de 2 ao longo dos eixos de dispersão (eixo x, gerando uma dispersão de 0,046 nm/pixel) e espacial (eixo y, escala de placa de 0,146"/pixel).

Para uma resolução espectral de $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \approx 2000$, temos um elemento de resolução $\Delta\lambda \approx 2 \text{ \AA}$, tomando $\lambda \cong 463 \text{ \AA}$ (*Blaze wavelength*). Portanto, com uma dispersão de 0,46 Å/pixel temos

$$\frac{\Delta\lambda (\text{\AA})}{0,46 \text{ \AA/pixel}} > 4 \text{ pixels}, \quad (2.1)$$

o que é uma amostragem adequada de acordo com o critério de Nyquist, o qual estabelece que a razão entre o tamanho da região amostral e o elemento de resolução deve ser maior do que 2.

Os registros das observações para NGC 7193 e NGC 7772 constam na Tabela 2.3. Para ambos os alvos, os campos observados foram rotacionados no telescópio, o que permitiu a observação do maior número possível de objetos em regiões de maior densidade estelar dos alvos. Foram construídas múltiplas máscaras de fendas, a fim de impedirmos a sobreposição de espectros ao longo dos detectores. No caso de NGC 7193, foram observadas três regiões, denominadas NGC 7193E, NGC 7193W e NGC 7193SW. No caso de NGC 7772, duas áreas foram observadas: NGC 7772 NE e NGC 7772 SW. As Figuras 2.4 e 2.5 mostram as regiões observadas dos dois objetos e os identificadores das estrelas (53 estrelas para NGC 7193 e 21 para NGC 7772). O intervalo de tempo total de exposição em cada região foi dividido em intervalos mais curtos, a fim de evitarmos saturação dos detectores devido às estrelas mais brilhantes.

Tabela 2.3: Registros das observações de NGC 7193 e NGC 7772: Alvo, coordenadas, comprimento de onda central, identificador da máscara de fendas e tempo de exposição. Na última coluna, o número de exposições realizadas com o mesmo tempo de integração é indicado entre parênteses.

Objeto	RA hh:mm:ss	DEC ° : ' : ''	λ_c (nm)	Máscara #	T_{exp} (s)
Noite de 08/09/13					
NGC 7193W	22:02:49	10:49:17	458	5	100 (3)
			463	5	100 (3)
			458	6	100 (3)
			463	6	100 (3)
NGC 7772NE	23:51:56	16:15:49	458	9	100 (2)
			463	9	100 (2)
HD 211341	22:16:06	16:01:15	458	longslit	10 (2)
			463	longslit	10 (2)
Noite de 03/11/13					
NGC 7193E	22:03:09	10:46:38	458	3	100 (3)
			463	3	100 (3)
			458	4	100 (3)
			463	4	100 (3)

Tab. 2.3 - cont.

Objeto	RA hh:mm:ss	DEC ° :':"	λ_c (nm)	Máscara #	T_{exp} (s)
Noite de 06/11/13					
NGC 7193SW	22:02:48	10:43:22	458	8	100 (3)
			463	8	100 (3)
Noite de 07/11/13					
NGC 7772NE	23:51:56	16:15:49	458	10	100 (2)
			463	10	100 (2)
NGC 7772SW	23:51:45	16:12:58	458	11	180
			458	11	50
			463	11	180
			463	11	50

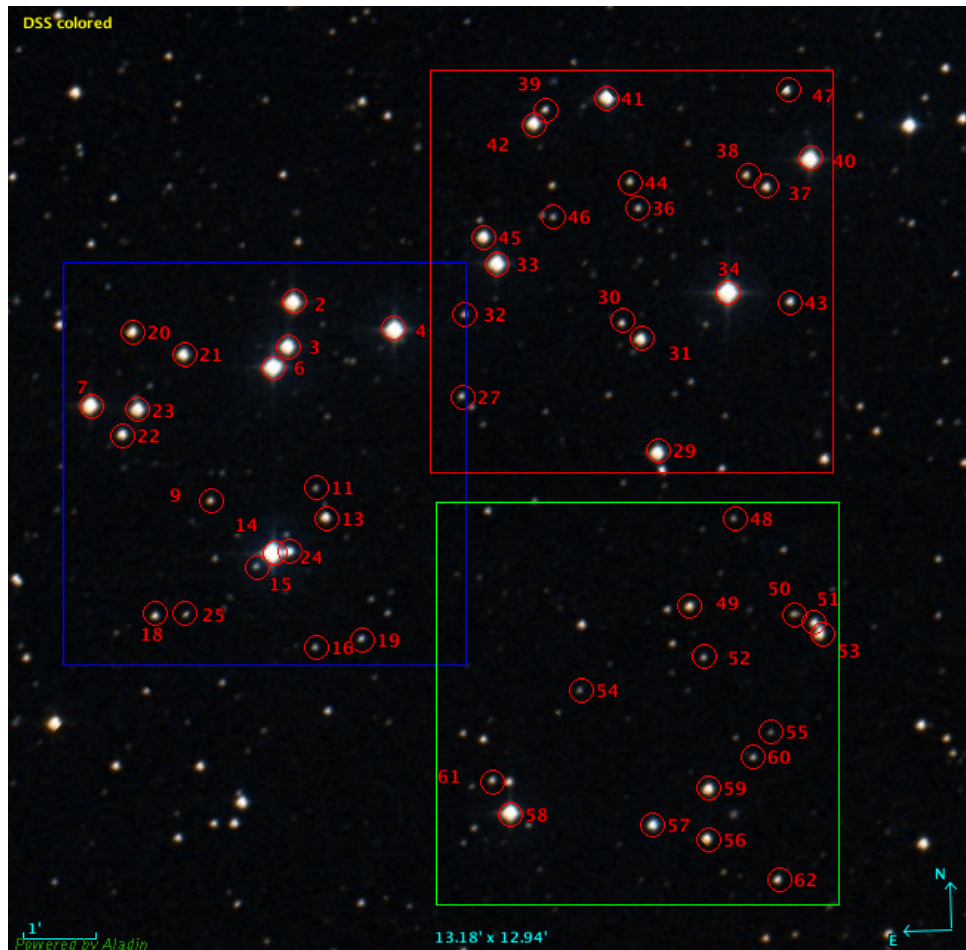


Figura 2.4: Estrelas na região de NGC 7193 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S. Os três quadrados ($5' \times 5'$ cada, correspondendo ao campo de visão do GMOS) indicam as áreas de observação: NGC 7193E (azul), NGC 7193W (vermelho) e NGC 7193SW (verde). Os identificadores das 53 estrelas são iguais aos utilizados na Tabela 5.3. Imagem DSS (óptico) de $13' \times 13'$. A orientação e a escala da imagem encontram-se indicadas na figura.

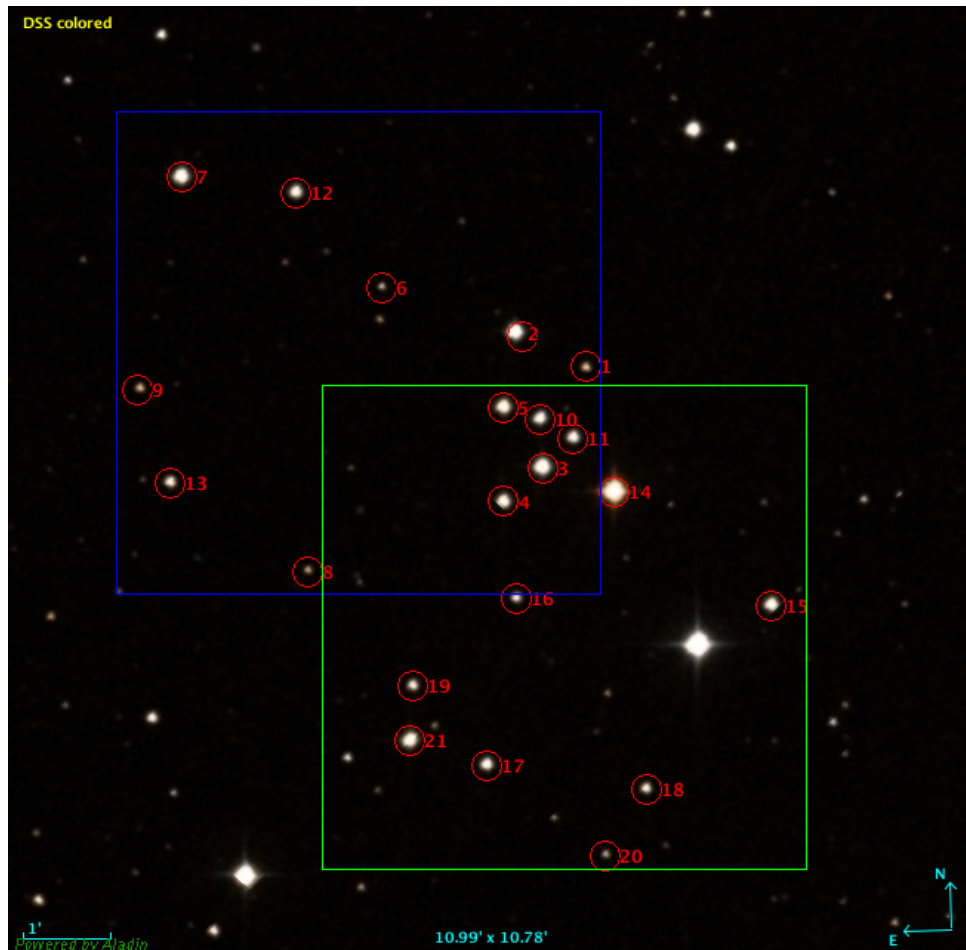


Figura 2.5: Estrelas na região de NGC 7772 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S. Os dois quadrados ($5' \times 5'$ cada, correspondendo ao campo de visão do GMOS) indicam as áreas de observação: NGC 7772NE (azul), NGC 7772SW (verde). Os identificadores das 21 estrelas são iguais aos utilizados na Tabela 5.6. Imagem DSS (óptico) de $11' \times 11'$. A orientação e a escala da imagem encontram-se indicadas na figura.

2.1.3 ESO 425-SC15 e campo de controle

Nas noites de 22/01/2015 e 02, 04 e 31/03/2015, foram coletados dados de espectroscopia multi-objeto ($R \approx 2000$; ID do programa: GS-2014B-Q-43 e GS-2014B-Q-71) para estrelas na região de ESO 425-SC15. Uma região próxima a ESO 425-SC15 também foi observada e utilizada como campo de controle. Realizou-se espectroscopia em modo *longslit* da estrela padrão HD 38254 (Nordström et al., 2004). A configuração instrumental foi semelhante à usada para as observações de ESO 429-SC02, NGC 7193 e NGC 7772, exceto por uma modificação no conjunto de detectores e amplificadores utilizados no telescópio do Gemini-Sul (atualização em Junho/2014).

Os três chips EEV (Tabela 2.1) foram substituídos por 3 CCDs Hamamatsu de 2048×4176 pixels com doze amplificadores, cujos valores médios de ruído de leitura e ganho são $3,8 e^-$ e $1,64 e^-/\text{ADU}$, para um nível de saturação de $120 ke^-$. Com “binagem” de 2 nos eixos x e y dos detectores, as escalas de dispersão e de placa empregadas foram, respectivamente $0,16''/\text{pixel}$ e $0,052 \text{ nm}/\text{pixel}$. O valor típico de *seeing* para as quatro noites foi de $1''$.

Foram observados duas áreas de $5,5' \times 5,5'$ de ESO 425-SC15, denominadas ESO 425-SC15E e ESO 425-SC15W. O campo de controle consiste de uma única região de $5,5' \times 5,5'$. Para cada região de observação, duas máscaras de fendas foram construídas. As Figuras 2.6 e 2.7 mostram essas regiões e as estrelas observadas espectroscopicamente (72 estrelas para ESO 425-SC15 e 33 para o campo de controle). Os registros das observações constam na Tabela 2.4.

Tabela 2.4: Registros das observações de ESO 425-SC15 e do campo de controle: Alvo, coordenadas, comprimento de onda central, identificador numérico da máscara de fendas e tempo de exposição. Na última coluna, o número de exposições realizadas com o mesmo tempo de integração é indicado entre parênteses.

Objeto	RA hh:mm:ss	DEC ° :':"	λ_c (nm)	Máscara #	T_{exp} (s)
Noite de 22/01/15					
HD 38254	05:42:51	-35:06:11	458	longslit	40 (2)
			463	longslit	40 (2)
Noite de 02/03/15					
ESO 425-SC15E	06:14:40	-29:22:39	458	1	120 (5)
			463	1	120 (5)

Tab. 2.4 - cont.

Objeto	RA hh:mm:ss	DEC ° : ' : ''	λ_c (nm)	Máscara #	T_{exp} (s)
Noite de 04/03/15					
ESO 425-SC15E	06:14:40	-29:22:39	458	2	120 (5)
			463	2	120 (5)
ESO 425-SC15W	06:14:15	-29:21:55	458	3	80 (6)
			463	3	80 (6)
			458	4	80 (5)
			463	4	80 (5)
Noite de 31/03/15					
Campo de controle	06:28:59	-29:23:14	458	7	60 (6)
			463	7	60 (6)
			458	8	60 (5)
			463	8	60 (5)

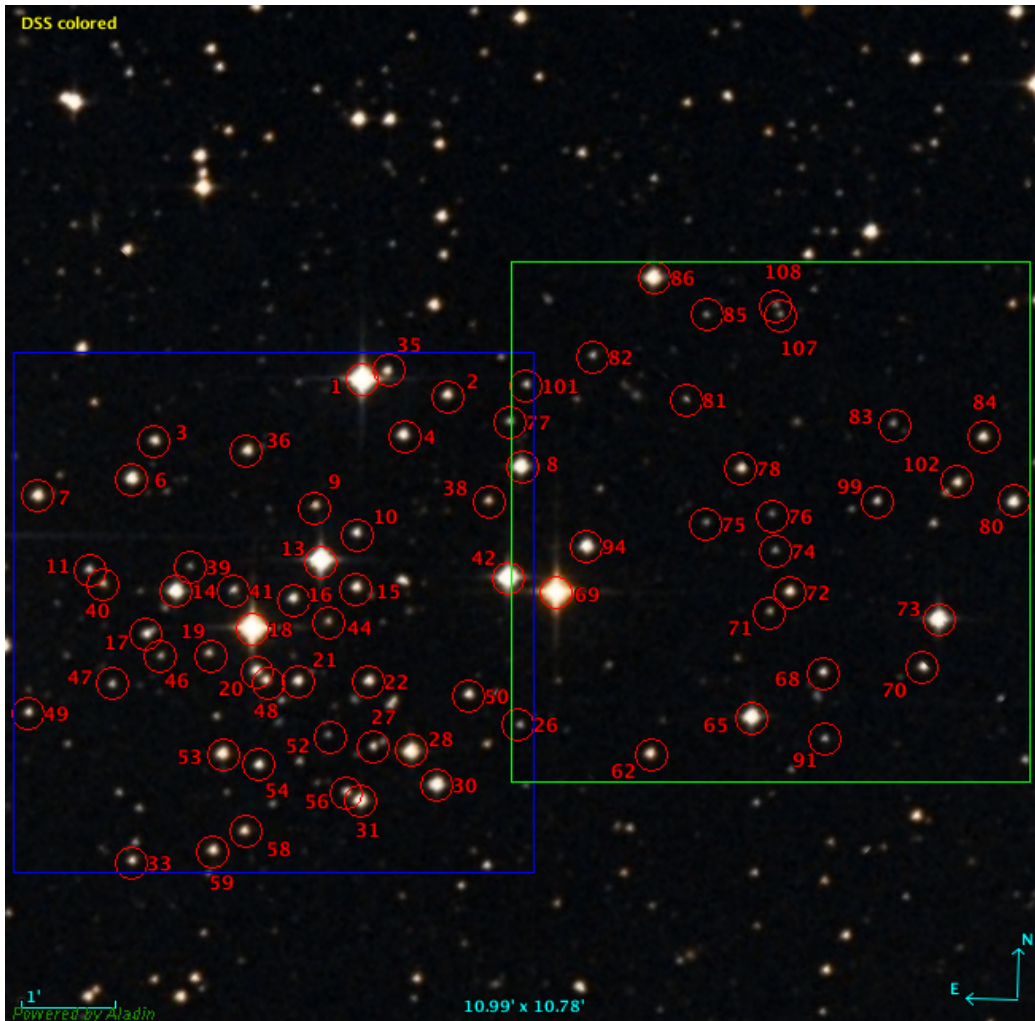


Figura 2.6: Estrelas na região de ESO 425-SC15 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S. Os dois quadrados indicam as áreas de observação: ESO 425-SC15E (azul) e ESO 425-SC15W (verde). Os identificadores das 72 estrelas são iguais aos utilizados na Tabela 5.4. Imagem DSS (óptico) de $11' \times 11'$. A orientação e a escala da imagem encontram-se indicadas na figura.

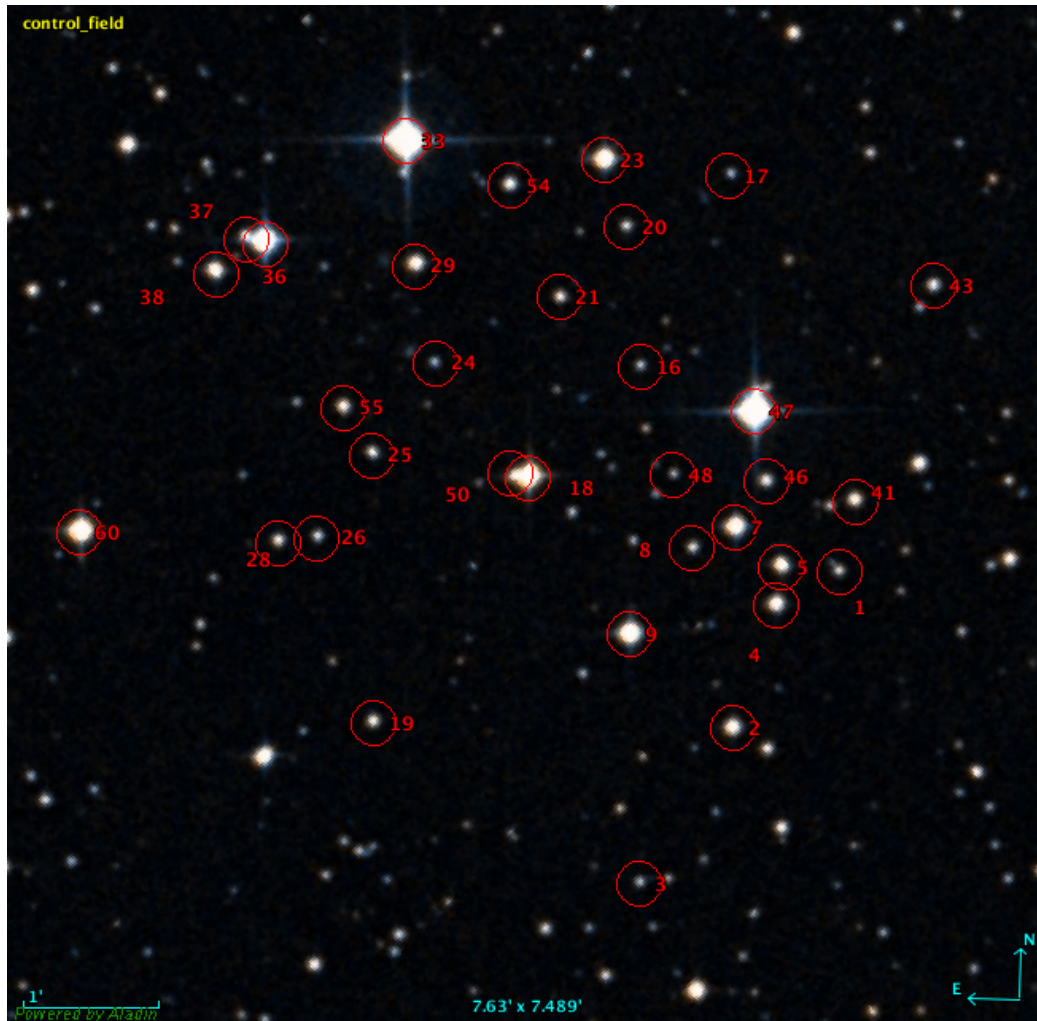


Figura 2.7: Estrelas do campo de controle de ESO 425-SC15 observadas espectroscopicamente com o GMOS-S. Os identificadores das 33 estrelas são iguais aos utilizados na Tabela 5.5. Imagem DSS (óptico) de $7,5' \times 7,5'$. A orientação e a escala da imagem encontram-se indicadas na figura.

2.1.4 Dados fotométricos e de movimentos próprios

Além dos dados obtidos com o GMOS-S para os objetos que foram observados espectroscopicamente, utilizamos a ferramenta VizieR³ para extração de dados fotométricos no infravermelho próximo do catálogo 2MASS (Skrutskie et al., 2006). Esse catálogo fotométrico provê magnitudes nas bandas J, H, K_s , centradas em 1,235, 1,662 e 2,159 μm , respectivamente, para aproximadamente 471 milhões de fontes em toda a esfera celeste, observadas com os telescópios de 1,3 m do Monte Hopkins (Arizona, EUA) e do CTIO (*Cerro Tololo Inter-American Observatory*, Chile). A versão final do catálogo, para ambos os hemisférios, foi completada em Fevereiro de 2001.

Os dados fotométricos dos objetos estudados no presente trabalho foram extraídos no interior de regiões circulares com raio superior a 10 vezes o raio aparente de cada objeto, conforme catalogado na literatura. Nas Figuras 2.8 a 2.11 mostramos, a título de exemplo, imagens na banda K_s de NGC 7193, NGC 7772, ESO 425-SC15 e ESO 429-SC02. Estrelas com registros no 2MASS são demarcadas com símbolos “ \times ” vermelhos.

Movimentos próprios para estrelas nessas mesmas regiões foram extraídos do catálogo UCAC4 (Zacharias et al., 2013). Esse catálogo é uma compilação de dados de aproximadamente 113 milhões de estrelas, distribuídas em toda a esfera celeste, cobrindo magnitudes de 8 a 16 nas bandas V e R . Os movimentos próprios foram derivados a partir de ~ 140 outros catálogos de estrelas (incluindo Hipparcos/Tycho e AC2000.2; ESA 1997; Urban et al. 1998), cobrindo observações cujas épocas são significativamente diferentes daquelas correspondentes às observações CCD do projeto UCAC (1998 a 2004). Foi utilizada a câmera astrográfica de 0,20 m do USNO (*United States National Observatory*), montada no CTIO e no NOFS (*Naval Observatory Flagstaff Station*, Arizona, EUA). O catálogo incorpora dados fotométricos no infravermelho próximo do 2MASS e fotometria no óptico (bandas B, V, g, r, i) do APASS (Henden et al., 2009). Nas Figuras 2.8 a 2.11, as estrelas localizadas na região de quatro dos nossos alvos e que possuem registros no UCAC4 foram identificadas com círculos azuis.

2.2 Metodologia

2.2.1 Redução dos dados

No caso dos objetos observados espectroscopicamente, é necessário que as imagens obtidas no telescópio sejam corrigidas de efeitos instrumentais,

³<http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

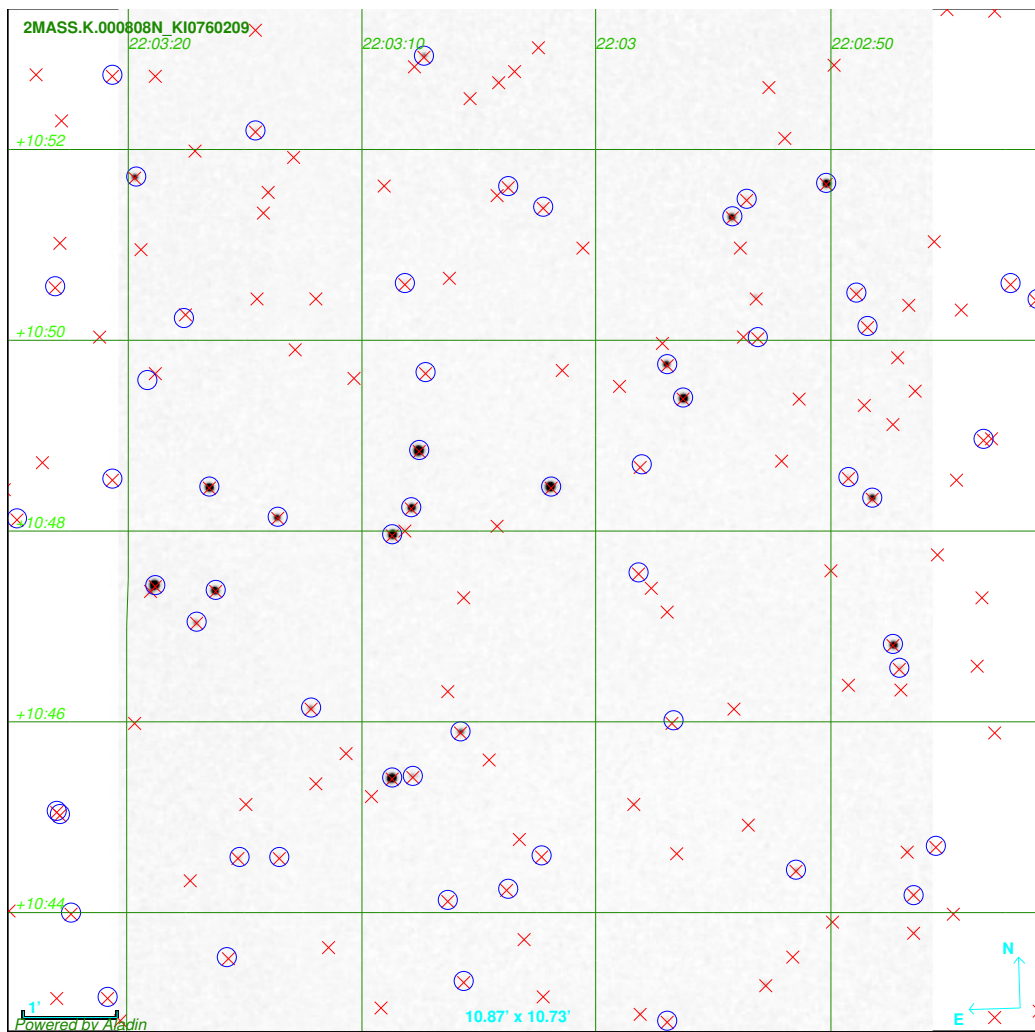


Figura 2.8: Imagem 2MASS (negativo, banda K_s) de NGC 7193 ($11' \times 11'$). Estrelas com registros fotométricos no 2MASS foram identificadas com símbolos “x” vermelhos. As que possuem registros no UCAC4 são demarcadas com círculos azuis.

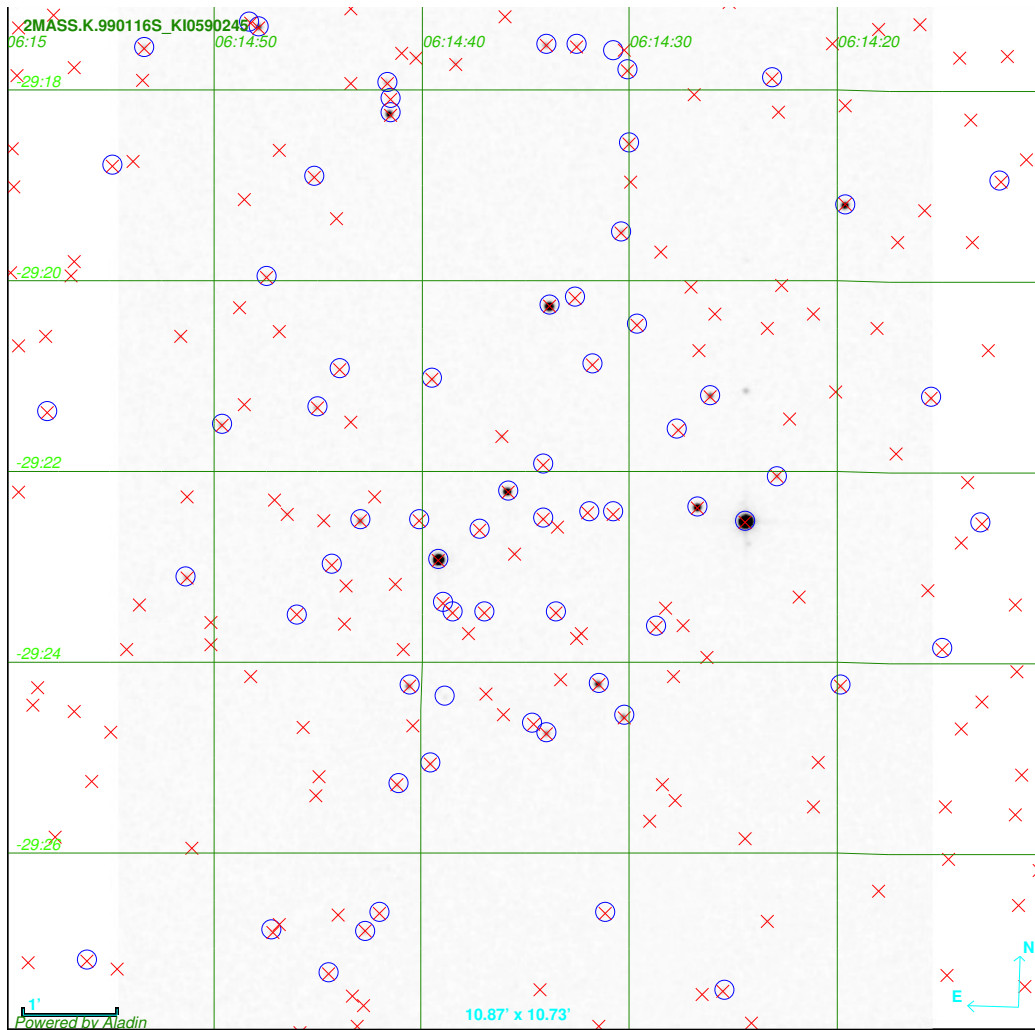


Figura 2.9: O mesmo da Figura 2.8, porém para ESO 425-SC15.

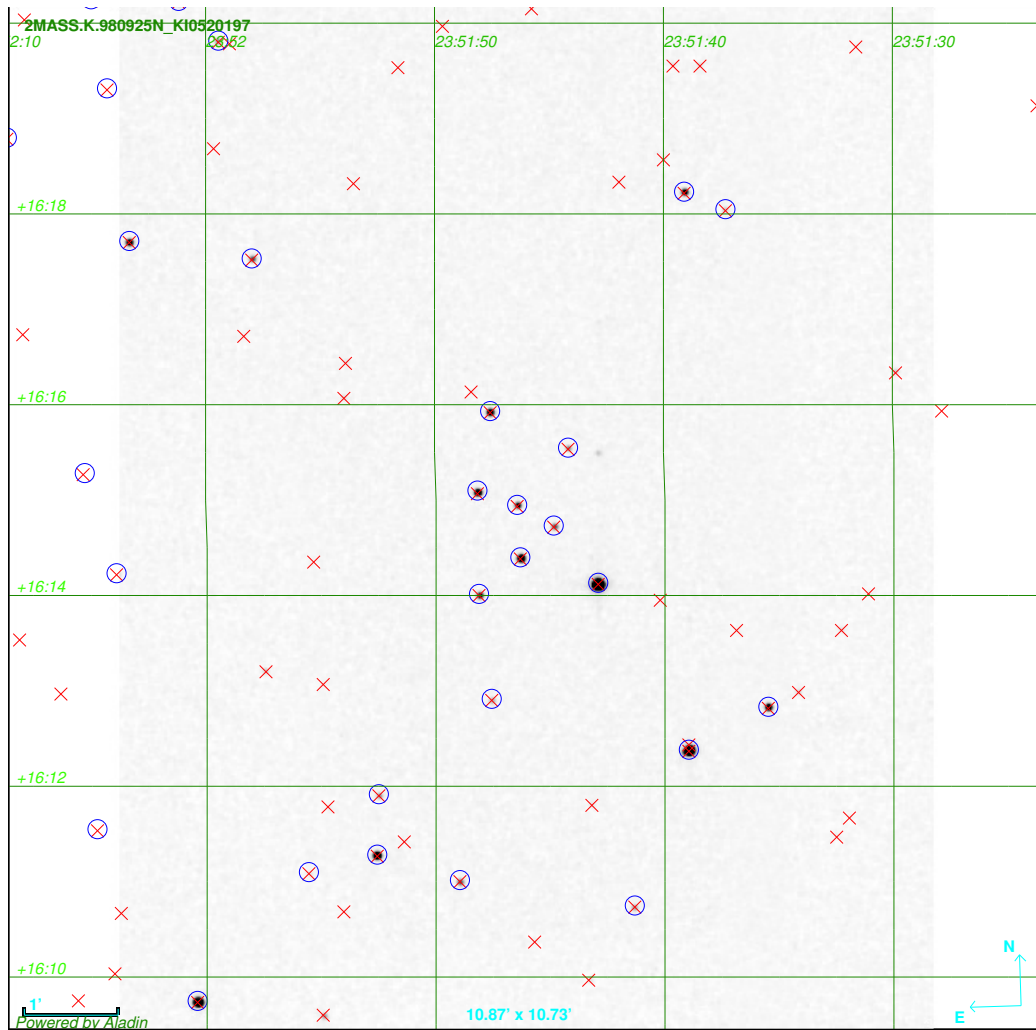


Figura 2.10: O mesmo da Figura 2.8, porém para NGC 7772.

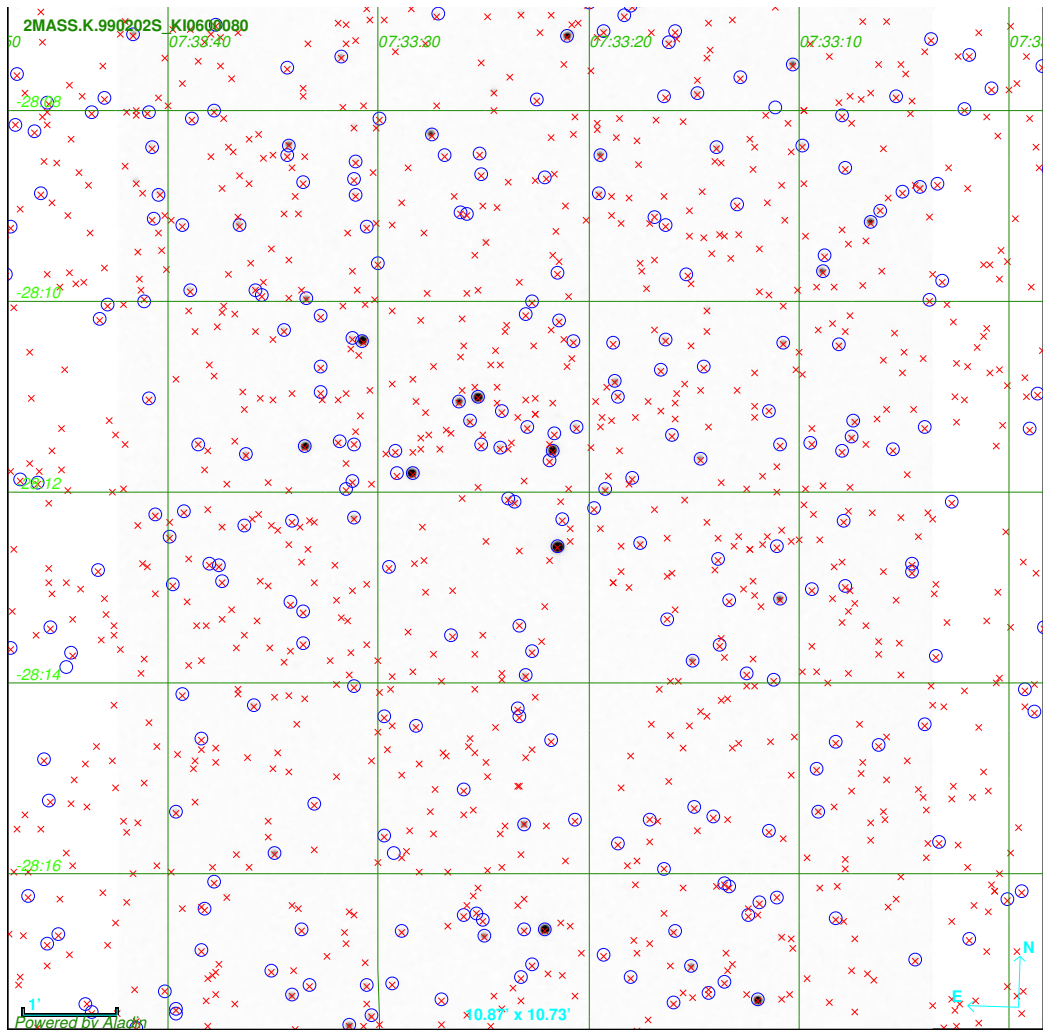


Figura 2.11: O mesmo da Figura 2.8, porém para ESO 429-SC02.

antes das etapas de extração e análise os dados. Esses efeitos modificam as medidas registradas sobre cada pixel dos detectores, a saber: (1) a adição de ruído de contagens pelos componentes eletrônicos do detector, amplificadores e conversor A/D durante o processo de leitura e digitalização das imagens; (2) superposição do nível de “overscan” (sinal eletrônico que define um nível pedestal para evitar contagens negativas, o qual deve ser medido para cada imagem individualmente, já que pode apresentar variações ao longo da sequência de observações); (3) variações na sensibilidade ao longo da superfície dos detectores devido a diferentes valores de eficiência quântica e/ou ganho entre os pixels dos CCDs; (5) variações no perfil de iluminação das fendas introduzidas pela óptica do telescópio; (4) presença de pixels defeituosos. Além disso, regiões das imagens afetadas pela incidência de raios cósmicos devem ser devidamente identificadas e corrigidas, a fim de impedirmos a adição de contagens espúrias aos objetos de ciência.

Para estudos espectroscópicos, é necessário estabelecer uma calibração que relacione a coordenada x (em pixels) sobre o detector ao conjunto de comprimentos de onda da luz incidente de cada uma das fontes. Para isso, são utilizados espectros de lâmpadas de calibração (Cu-Ar, Cu-Ne, Th-Ar, dentre outras, chamadas de *arc lamps*) com linhas de emissão catalogadas; esses espectros são obtidos com o mesmo arranjo instrumental usado nas observações dos objetos de ciência. Ajusta-se então uma função $\lambda(x)$ ao longo das linhas do detector (nos casos em que o eixo de dispersão dos espectros coincide com o eixo x).

Esse procedimento também permite identificar e corrigir distorções ópticas que resultam do fato de uma ou mais fendas não estarem posicionadas perpendicularmente à direção de dispersão. Nesses casos, devemos remover as distorções geométricas ao longo do eixo espacial (eixo y), a fim de não degradarmos a resolução espectral e para que a subtração das contagens de céu (*background*) seja feita corretamente para cada comprimento de onda. Por fim, devemos corrigir, para cada espectro extraído, “saltos” de intensidade que são consequência das diferenças de eficiência quântica entre os detectores.

Realizamos a redução dos dados com o uso do pacote de tratamento de imagens astronômicas IRAF⁴ (Tody, 1993). Para o tratamento dos dados obtidos com o GMOS, utilizamos o conjunto de tarefas presentes no pacote Gemini⁵. Esse pacote contém rotinas específicas para cada um dos instrumentos disponíveis nos observatórios Gemini-Norte e Gemini-Sul e é desenvolvido

⁴*Image Reduction and Analysis Facility* (IRAF) é distribuído por *National Optical Astronomy Observatories*, que são operados pela *Association of Universities for Research in Astronomy, Inc.*, sob acordo com a *National Science Foundation*.

⁵<http://www.gemini.edu/sciops/data-and-results/processing-software>

para operar sobre imagens em formato *fits* contendo um cabeçalho (*header*) e múltiplas extensões de dados (arquivos MEF: *Multi-Extension Fits*).

A seguir, listamos as etapas de redução implementadas sobre o conjunto de imagens.

1. Atualização dos cabeçalhos das imagens;
2. Processamento das imagens de *bias* (ou “zero”) e *flat field* (ou “campo plano”);
3. Identificação de pixels ruins (*badpixels*) sobre a superfície dos detectores e construção de máscaras de pixels ruins;
4. Processamento das imagens de ciência e dos flats de crepúsculo (*twilight flats*);
5. Identificação e construção de máscaras de raios cósmicos sobre o conjunto de imagens;
6. Construção do mosaico das imagens processadas: conversão das múltiplas extensões de ciência (uma para cada detector) em uma única extensão;
7. Identificação e corte dos espectros bidimensionais sobre as imagens obtidas em modo MOS (essa etapa não é realizada na espectroscopia *longslit*);
8. Calibração em comprimento de onda e correção das distorções geométricas ao longo do eixo espacial;
9. Correção dos perfis de iluminação das fendas a partir dos flats de crepúsculo (*twilight flats*);
10. Subtração das contagens de céu (*background*);
11. Extração dos espectros unidimensionais;
12. Combinação dos espectros centrados em diferentes comprimentos de onda para eliminação dos *gaps* entre os detectores;
13. Correção dos “saltos” de intensidade devido às diferenças de eficiência quântica entre os detectores;
14. Normalização pelo contínuo dos espectros de ciência.

No Apêndice A, explicitamos com mais detalhes as etapas de redução adota-

das. Em cada uma delas, utilizamos procedimentos análogos para todos os alvos.

Nas Seções 2.2.2 a 2.2.10 do presente capítulo, detalhamos os procedimentos metodológicos gerais empregados no estudo dos objetos que foram observados com o GMOS: NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02. As figuras aqui apresentadas servirão como exemplos para ilustrar cada uma das etapas; deixaremos as particularidades de cada alvo e a apresentação dos resultados para o Capítulo 5. Na Seção 2.2.11 deste capítulo, descrevemos o método de trabalho empregado no caso dos aglomerados analisados apenas via fotometria e movimentos próprios; o detalhamento dos resultados para esse conjunto de objetos será apresentado no Capítulo 6.

2.2.2 Perfil de densidade radial e determinação do raio limite

A ferramenta VizieR foi utilizada para extração de dados fotométricos do catálogo 2MASS em regiões circulares centradas nos alvos e cujos raios são superiores a 10 vezes o raio aparente informado em DAML02.

Em seguida, executamos uma tentativa de redeterminação das coordenadas centrais de cada alvo aplicando um procedimento (Maia, 2012) que consiste na construção de perfis de densidade espacial (σ) em ascensão reta (RA) e declinação (DEC): divide-se a área de cada alvo em “caixas” (*bins*), cujos tamanhos variaram de 0,75' a 3,00' (em passos de 0,25'); em seguida, é feita a contagem de estrelas no interior de cada faixa seguida pela divisão desse número pela área da faixa. Por fim, ajustam-se curvas gaussianas aos diagramas $\sigma \times RA$ e $\sigma \times DEC$. A Figura 2.12, referente a ESO 425-SC15, mostra os perfis obtidos com *bins* de 1,5'. Para cada largura de faixa, registramos o par de coordenadas correspondente aos picos das funções ajustadas. As coordenadas centrais que adotamos para cada alvo correspondem à moda da distribuição dos valores de RA e DEC obtidos com os diferentes *bins*. No caso da Figura 2.13, por exemplo, obtivemos os valores $\alpha_c = 06^h 14^m 33^s$, $\delta_c = -29^\circ 21' 54''$.

Para construção do RDP de cada alvo, a amostra de estrelas foi restringida aos seguintes limites de magnitude: $J \leq 15,8$ mag, $H \leq 15,1$, $K_s \leq 14,3$. Esses limites asseguram completude dos dados superior a 99% e boa qualidade fotométrica ($S/N > 10$)⁶. Construímos o RDP de cada alvo contando o número de estrelas dentro de anéis circulares concêntricos, cujas

6

www.ipac.caltech.edu/2mass/overview/about2mass.html
www.astro.caltech.edu/~jmc/2mass/v3/gp/analysis.html

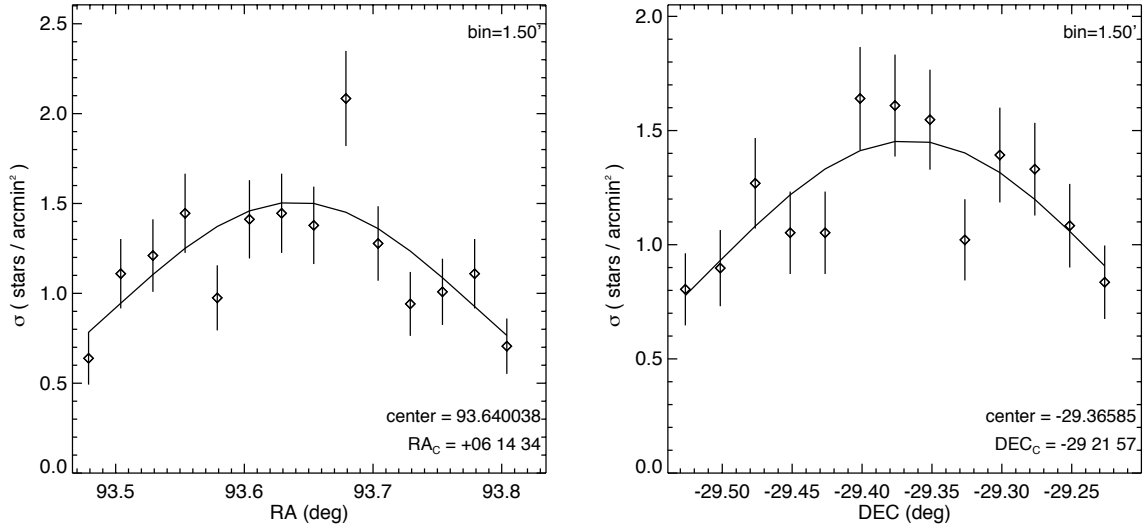


Figura 2.12: Perfis de densidade espacial em RA e DEC (*bin* de 1,5') para estrelas de ESO 425-SC15 e curvas Gaussianas ajustadas. As coordenadas centrais são indicadas. As barras de erro correspondem à estatística de Poisson.

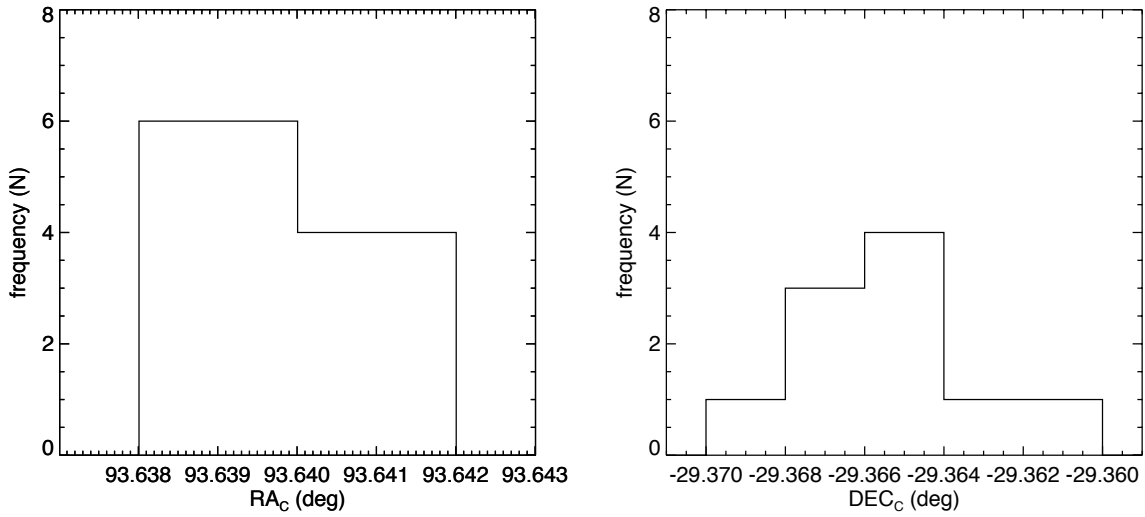


Figura 2.13: Histograma das coordenadas RA e DEC centrais obtidas com os diferentes *bins* dos perfis de densidade espacial. O centro adotado corresponde à moda das distribuições.

espessuras variaram de $0,75'$ a $2,00'$, em passos de $0,25'$, e dividindo esse número pela área do respectivo anel. Os anéis menos espessos são adequados para amostragem das regiões centrais, onde há maior densidade estelar, enquanto que os anéis de maior espessura são ideais para amostrar as regiões externas, mais afastadas do centro. Isso evita que alguma região do objeto fique subamostrada (Maia et al. 2010, de agora em diante MSC10).

O RDP de NGC 7193 é mostrado na Figura 2.14. O gráfico interno mostra a região selecionada para estimativa da densidade média de céu (ou *background*) σ_{bg} (linha contínua) e de sua incerteza ($1-\sigma$; linhas pontilhadas). O raio limite (R_{lim}) de cada objeto foi considerado como o raio a partir do qual os valores de densidade tendem a flutuar em torno de σ_{bg} . No caso da Figura 2.14, consideramos $R_{lim} = 10'$. Perfis de densidade (e.g., King 1962) não foram ajustados aos RDPs de nossos alvos, visto que a escassez de estrelas, as flutuações de campo e as assimetrias na distribuição espacial de estrelas elevam as incertezas dos parâmetros estruturais derivados, como raio do núcleo e raio de maré, impedindo ajustes estatisticamente significativos.

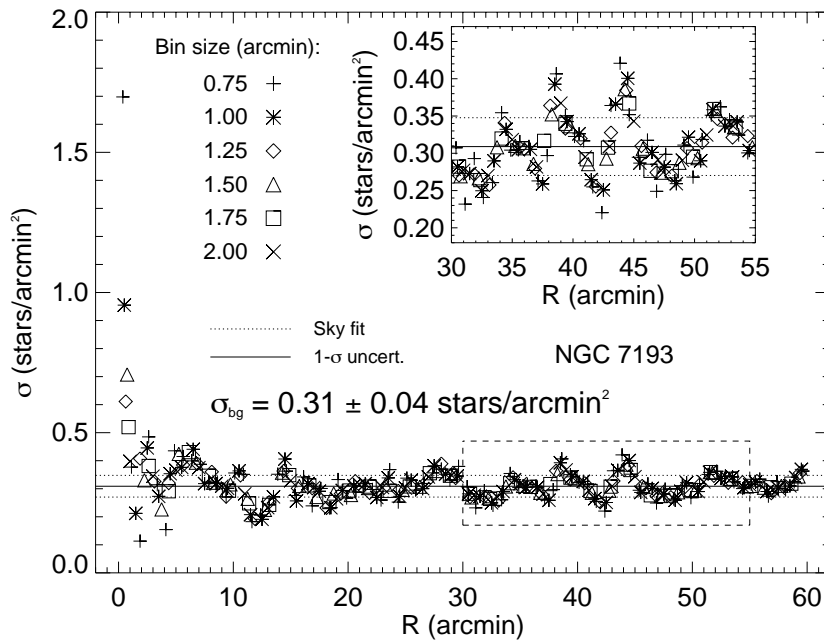


Figura 2.14: RDP de NGC 7193. Diferentes espessuras de anel foram representadas. O gráfico interno mostra a região (retângulo tracejado) selecionada para estimativa da densidade média de *background* (σ_{bg} , linha contínua) e de sua incerteza ($1-\sigma$, linhas pontilhadas).

Os RDPs de nossos alvos exibem sobredensidades estelares centrais comparadas ao céu, o que é o primeiro passo no sentido de estabelecer a natureza

física de um agrupamento estelar (Bica et al., 2001). No entanto, é útil avaliar estatisticamente o contraste entre o número de estrelas contadas na região central de cada objeto e o número de estrelas contadas em um conjunto de amostras de campo escolhidas em torno do alvo para diferentes R_{lim} . Desenvolvemos um algoritmo que segue as prescrições detalhadas em Pavani et al. (2011). O método consiste em selecionar, de forma aleatória, um conjunto de amostras de campo circulares dentro da região de extração centrada nas coordenadas do OCR. A Figura 2.15 exibe um conjunto de amostras de campo (com raio de $10'$) sorteadas em torno de NGC 7193. O número de amostras depende do raio, variando de 100 (para $R_{lim} \geq 6'$) até 1000 (para $R_{lim} = 1'$).

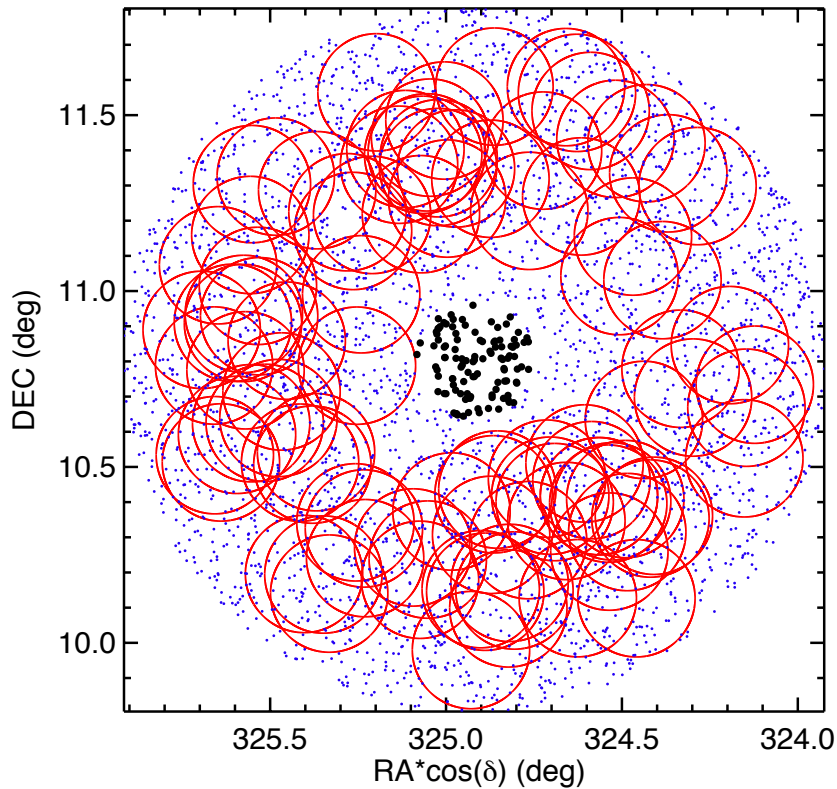


Figura 2.15: Mapa celeste de NGC 7193. São exibidas estrelas com $J \leq 15,8$, $H \leq 15,1$, $K_s \leq 14,3$ mag e localizadas dentro de uma região circular de 1° de raio das coordenadas centrais do OCR. Os círculos pretos destacam as estrelas dentro de uma região de $10'$. As demais estrelas são representadas com pontos azuis. Os círculos vermelhos exibem um conjunto de 100 amostras de campo com $10'$ de raio, sorteadas aleatoriamente.

Para cada valor de raio, construímos a distribuição de $N_{campo}/\langle N_{campo} \rangle$, onde N_{campo} é o número de estrelas contadas no interior de cada amostra

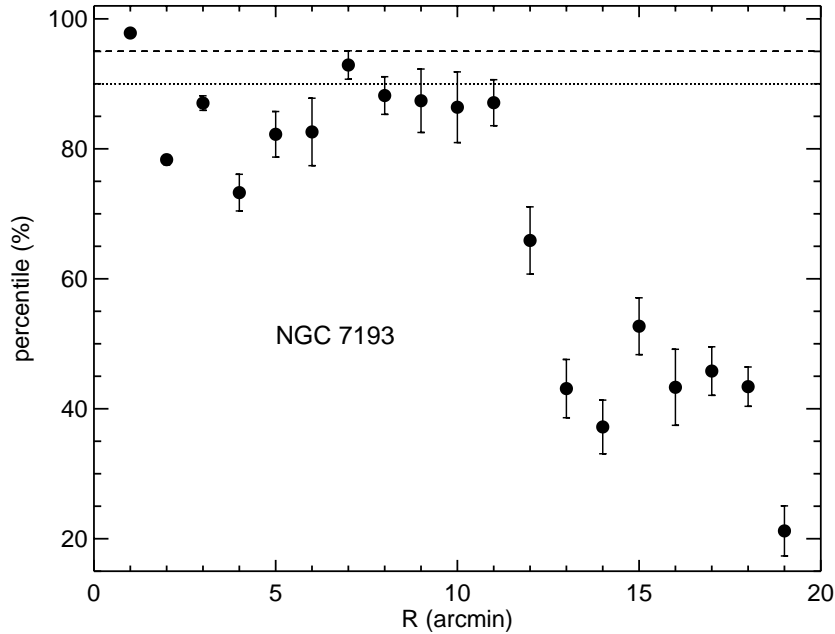


Figura 2.16: Percentis médios e suas incertezas correspondentes à razão $N_{OCR}/\langle N_{campan} \rangle$ dentro da distribuição de $N_{campan}/\langle N_{campan} \rangle$ para cada raio teste. As linhas horizontais marcam os percentis 90 e 95%.

de campo e $\langle N_{campan} \rangle$ é o valor médio tomado sobre o conjunto de amostras. Analogamente, a razão $N_{OCR}/\langle N_{campan} \rangle$ foi calculada, onde N_{OCR} é o número de estrelas contadas na região central, as quais são representadas com símbolos pretos dentro de $10'$ das coordenadas centrais na Figura 2.15. O percentil⁷ correspondente a essa razão dentro da distribuição de $N_{campan}/\langle N_{campan} \rangle$ foi também determinada, para um dado R_{lim} . Em outras palavras, determinamos o percentual dessa distribuição que satisfaz a condição $\frac{N_{campan}}{\langle N_{campan} \rangle} \leq \frac{N_{OCR}}{\langle N_{campan} \rangle}$. Flutuações correspondentes a cada raio de teste foram levadas em conta repetindo-se o procedimento dez vezes e obtendo-se a média e a dispersão ($1-\sigma$) dos percentis calculados.

A Figura 2.16 mostra os percentis médios e suas incertezas associadas para cada R_{lim} . No intervalo $2 \leq R_{lim}(') \leq 6$, os percentis correspondentes à razão $N_{OCR}/\langle N_{campan} \rangle$ apresentam valores abaixo de 90% devido a flutuações na concentração de estrelas ao longo da região do alvo. Com relação às contagens de estrelas, NGC 7193 (colocado aqui como exemplo) exhibe maior

⁷Definição: o P -ésimo percentil ($0 \leq P \leq 100$) de N valores $\{x_k\}_{k=1,2,3,\dots,N}$ (ordenados do menor para o maior valor) é o menor valor de x tal que P por cento dos dados são menores ou iguais a x .

contraste em comparação com o campo no intervalo $7 \leq R_{lim}(') \leq 11$ (Figura 2.16). Para $R_{lim} > 11'$, os percentis são sistematicamente inferiores a 90%, devido à crescente contaminação por estrelas de campo.

2.2.3 Parâmetros obtidos para os alvos observados espectroscopicamente

Tomamos o conjunto de estrelas de ciência observadas com o GMOS (Seções 2.1.1, 2.1.2 e 2.1.3) e realizamos o cômputo das funções de correlação cruzada (tarefa FXCOR do IRAF) de seus espectros com um conjunto de espectros de comparação (*templates*), retirados da base de dados empírica ELODIE (Moultaka et al., 2004) e da base sintética PHOENIX (Husser et al., 2013). Esse procedimento será detalhado no Capítulo 3. Selecionando os *templates* melhor correlacionados a cada um dos espectros de ciência (como no exemplo mostrado na Figura 2.17), obtivemos para esses os parâmetros atmosféricos T_{eff} (Temperatura efetiva), $\log(g)$ (gravidade superficial), $[Fe/H]$ (conteúdo metálico) e tipo espectral, além da velocidade radial (V_r). Utilizando esses dados juntamente ao conjunto de isócronas PARSEC (BMG12, Figura 2.18) e fotometria 2MASS, pudemos obter estimativas de distância, idade e avermelhamento.

2.2.4 Análise cinemática

Realizamos uma pré-seleção de estrelas membro candidatas de cada alvo a partir da dispersão das variáveis ascensão reta (α), declinação (δ), velocidade radial (V_r) e componentes de movimento próprio ($\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ).

Aplicamos uma rotina de exclusão iterativa (*sigma-clipping*) 5-dimensional, envolvendo variáveis cinemáticas e de posição, com o objetivo de identificar um grupo de estrelas com movimentos compatíveis entre si e espacialmente localizadas na região do aglomerado. Francis & Anderson (2012, de agora em diante FA12) empregaram esse mesmo método na construção de listas de membros candidatas de 87 aglomerados e associações obtidas do *Extended Hipparcos compilation* (XHIP, Anderson & Francis 2012). O algoritmo consiste em submeter, iterativa e sucessivamente, as estrelas de cada alvo à condição:

$$\sum_{i=1}^N \frac{(X_i - \bar{X}_i)^2}{\sigma_{X_i}^2} < n^2 \quad (2.2)$$

onde, para um critério de exclusão fixo n , o somatório percorre as variáveis $\{X_i\}_{i=1,2,3,4,5} = \{\alpha, \delta, V_r, \mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta\}$. \bar{X}_i e σ_{X_i} são, respectivamente, a média

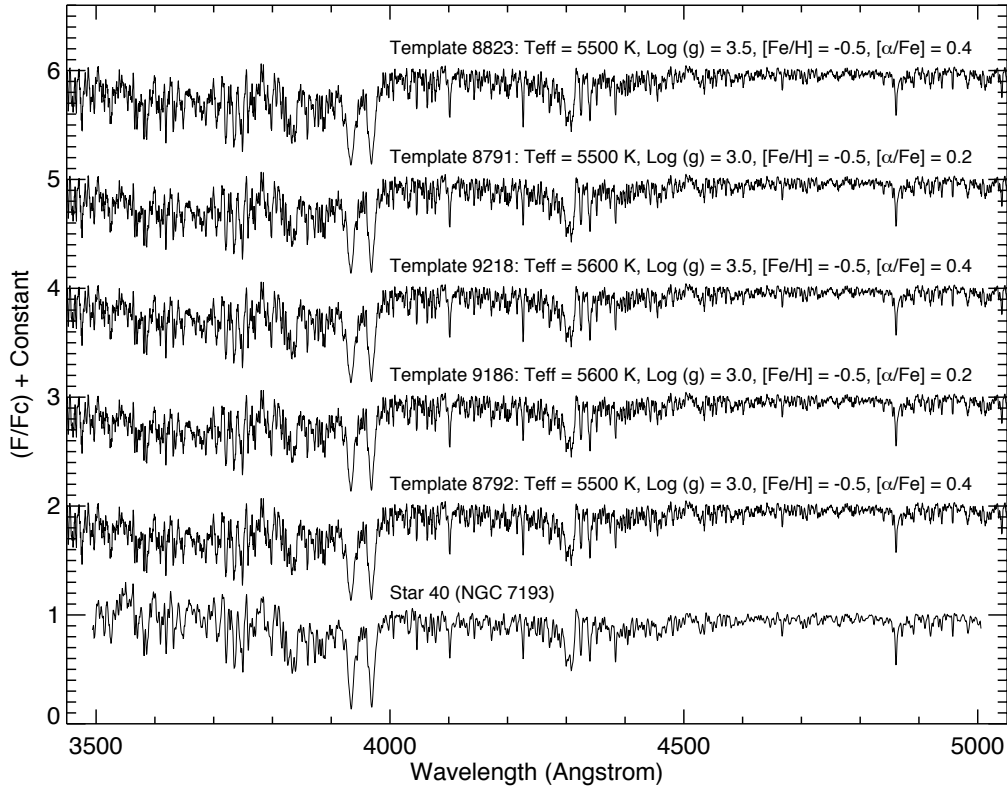


Figura 2.17: Espectro da estrela 40 de NGC 7193, corrigido de velocidade radial, e os 5 espectros teóricos melhor correlacionados. Os parâmetros atmosféricos são mostrados em cada caso. $[\alpha/Fe]$ representa a abundância em elementos α (O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca e Ti) relativamente à abundância em ferro. Todos os espectros foram normalizados pelo contínuo e constantes arbitrárias foram adicionadas a cada um deles, à exceção do primeiro (parte inferior), para representá-los na mesma figura.

e o desvio padrão para o grupo de estrelas que satisfaz a eq. 2.2 na iteração anterior.

A cada iteração, todas as estrelas satisfazendo a eq. 2.2 são incluídas em uma nova subamostra. As médias e variâncias de cada X_i são então recalculadas. As estrelas que não satisfazem a eq. 2.2 são excluídas e uma nova iteração é realizada. O critério de convergência é simplesmente a estabilidade do número de estrelas restantes em iterações subsequentes. O procedimento então identifica as estrelas cujos movimentos são os mais discrepantes em relação ao movimento médio de cada amostra espectroscópica.

Conforme FA12, a eq. 2.2 define, no espaço posição \times velocidade, o interior de um hiperelipsóide centrado nos valores médios do aglomerado e com eixos proporcionais ao desvio padrão de cada variável dinâmica. Conseqüen-

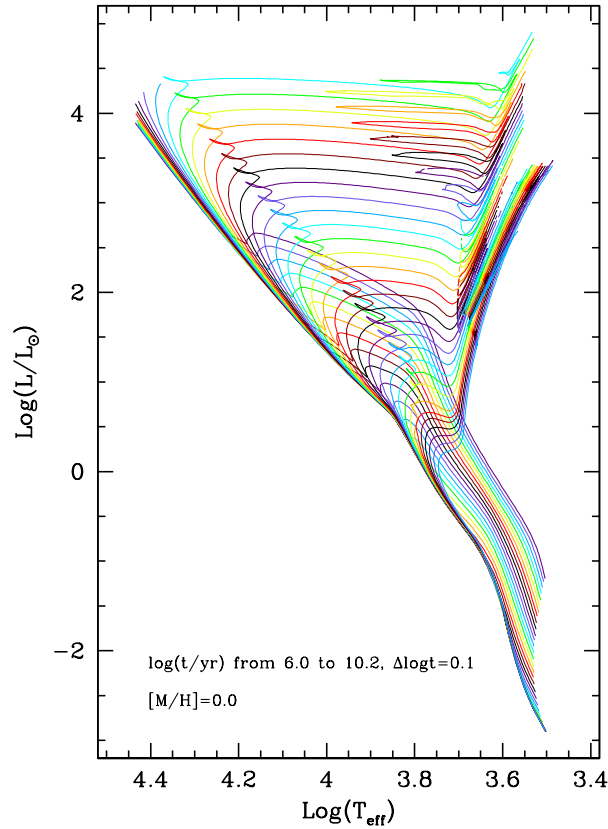


Figura 2.18: Exemplos de isócronas teóricas de metalicidade solar no diagrama HR. As idades abrangem o intervalo $\log(t/\text{anos}) = 6$ a $10,2$, em intervalos igualmente espaçados de $\Delta \log(t/\text{anos}) = 0,1$. Note a presença da fase pré-sequência principal nas isócronas mais jovens. Figura 15 de BMG12.

temente, nosso procedimento generaliza para 5 dimensões o princípio familiar de exclusão de dados discrepantes (*outliers*), cujos valores diferem da média por mais do que um dado número de desvios padrões.

A Figura 2.19 exhibe os VPDs (*vector point diagrams*, ou diagramas ponto-vetor) para estrelas na área interna de NGC 7193 ($r \leq 10'$). Para comparação, selecionamos estrelas no interior de uma região externa em formato anelar e com a mesma área do aglomerado, para otimizar a significância estatística e representatividade da população de campo (Bica & Bonatto 2005, daqui em diante BB05). Os símbolos e identificadores serão detalhados no Capítulo 5. Os pontos azuis representam estrelas observadas espectroscopicamente e que foram excluídas após a aplicação do algoritmo de FA12; os pontos vermelhos representam aquelas que foram mantidas. As demais estrelas são representadas por círculos pretos. As incertezas médias em $\mu_\alpha \cos \delta$ e μ_δ são

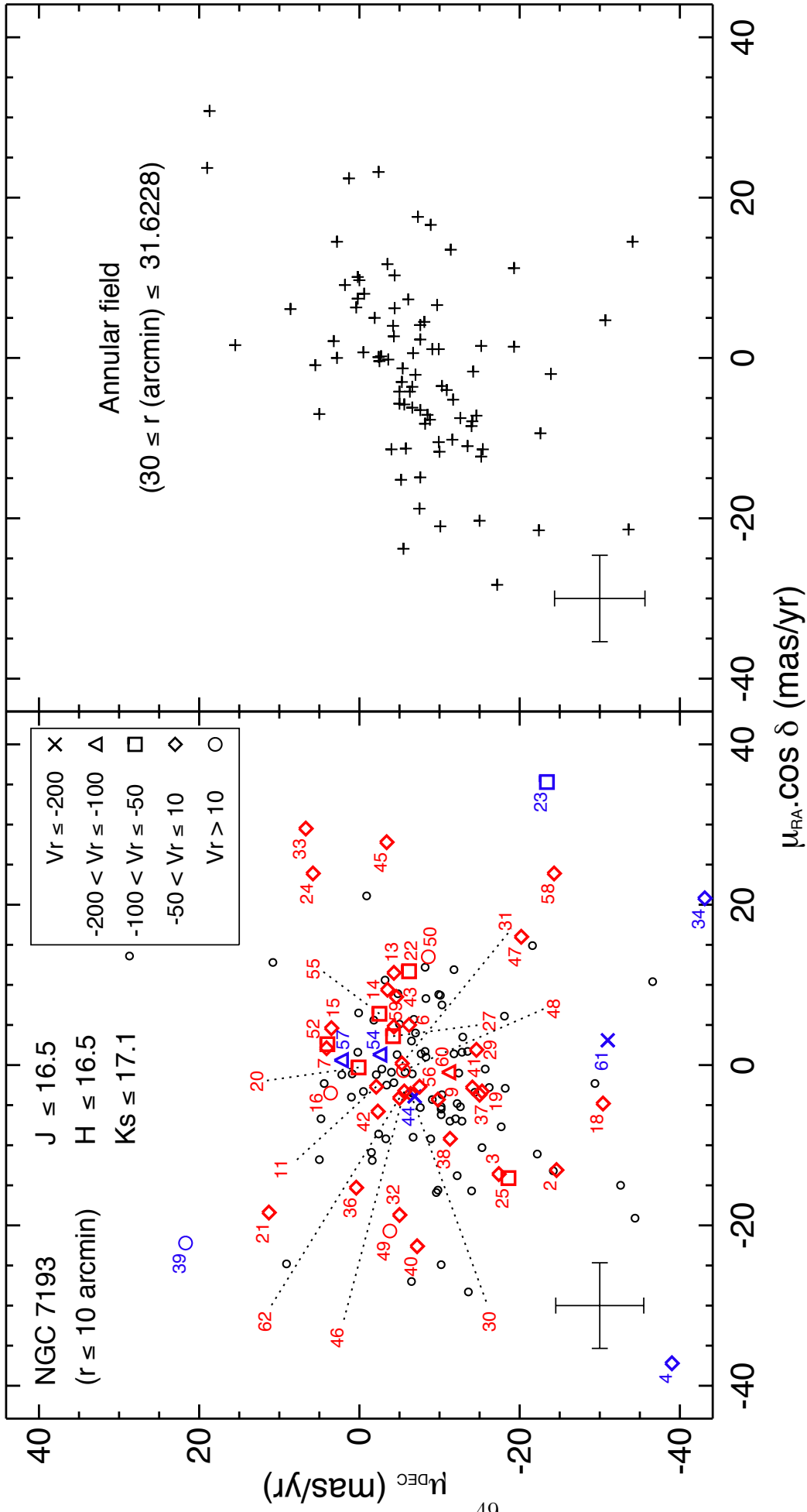


Figura 2.19: À esquerda: VPD de NGC 7193. As estrelas observadas espectroscopicamente foram numeradas (ver Tabela 5.3). Os símbolos indicam diferentes intervalos de velocidade radial (em km/s; maiores detalhes no Capítulo 5). Símbolos azuis (vermelhos) representam estrelas (não) excluídas após a aplicação do algoritmo de FA12. Símbolos pretos representam outras estrelas na região do aglomerado. As magnitudes limite são indicadas. À direita: VPD para um campo anelar (mesma área). As barras de erro indicam incertezas médias em ambos os diagramas.

indicadas por barras de erro na figura.

As estrelas não excluídas pelo algoritmo de FA12 e que são compatíveis com a isócrona (ou com os *loci* de binárias) ajustada aos dados no CMD de cada um dos nossos alvos formam uma lista preliminar de membros candidatas. No caso das estrelas excluídas pelo algoritmo, não podemos desconsiderar definitivamente a possibilidade de que sejam membros do respectivo OCR; OCRs são estruturas dinamicamente evoluídas e, conseqüentemente, ricos em binárias (e.g., MMM13), nas quais a presença de uma estrela secundária altera apreciavelmente a velocidade da primária. Por esse motivo, a eliminação de objetos cujas velocidades são discrepantes em relação ao movimento médio do aglomerado pode ocasionar a exclusão de possíveis membros binários ou múltiplos não resolvidos. Devemos ser cautelosos, portanto, na aplicação de filtros de movimentos próprios para seleção de membros (BB05).

Conforme BB05, é útil compararmos a distribuição de movimentos próprios das estrelas na região do aglomerado com a distribuição construída para as estrelas de um campo de controle, a fim de detectarmos desvios sistemáticos. A presença de assimetrias e picos na distribuição intrínseca de movimentos próprios (isto é, subtraída da contribuição do campo) pode fornecer informações sobre a cinemática interna e presença de binárias não resolvidas (PB07).

Seguindo o procedimento de BB05, construímos a distribuição de movimentos próprios para cada um dos nossos alvos e para um campo anelar externo de mesma área, utilizado como campo de comparação. Como o catálogo UCAC4 inclui fotometria 2MASS, o limite de correspondência entre ambos os catálogos foi avaliado, primeiramente. Os CMDs na Figura 2.20 mostram que ambos são aproximadamente completos para $J \lesssim 14,5$ mag. Restringimos então nossos dados a esse limite para assegurar que as distribuições de movimento próprio não sejam afetadas por incomplezas, especialmente para magnitudes mais elevadas.

Além da restrição em J , aplicamos filtros de cor aos dados fotométricos de cada alvo para remoção do excesso de contaminação por estrela de campo, deixando uma contribuição residual que será descontada mediante subtração dos histogramas (PB07). Um exemplo desse procedimento é mostrado na Figura 5.21 (Capítulo 5): as estrelas localizadas à esquerda do filtro de cor (linha pontilhada) foram removidas da amostra. O mesmo filtro de cor foi aplicado aos dados do campo de controle. Ao invés de trabalharmos separadamente com as componentes de movimento próprio, empregamos neste trabalho velocidades angulares projetadas no céu ($V_p = \sqrt{\mu_\alpha^2 \cos^2 \delta + \mu_\delta^2}$).

A Figura 2.21, painel esquerdo, mostra as distribuições de V_p para NGC 7193 e para um campo de controle; à direita, temos a distribuição do aglomerado subtraída do campo. As distribuições de movimento próprio para as

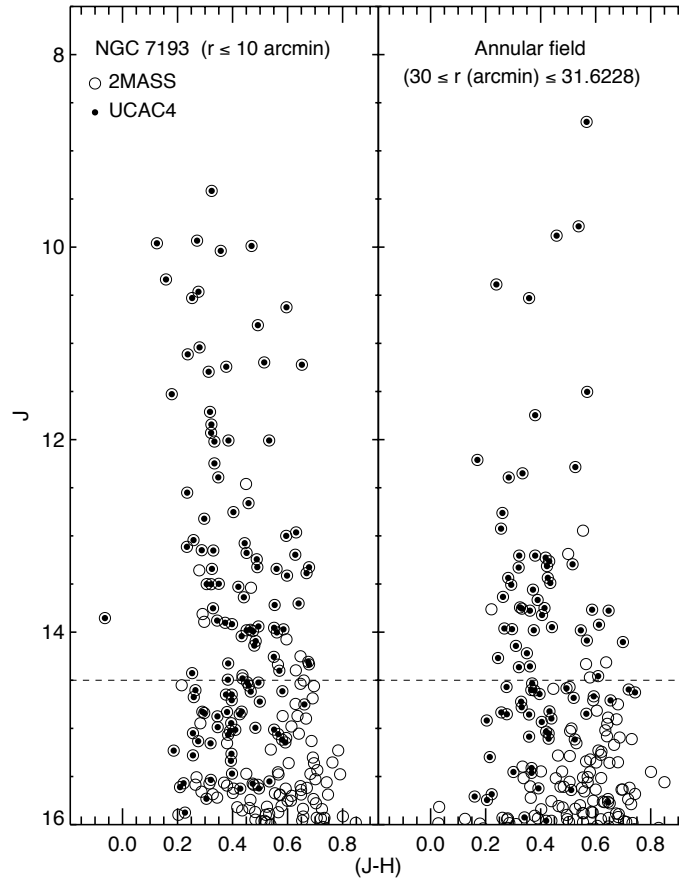


Figura 2.20: Correspondência entre 2MASS (círculos abertos) e UCAC4 (círculos fechados) para NGC 7193 (painel esquerdo) e para um campo anelar (painel direito) de mesma área, usado como campo de comparação. O limite de correspondência entre os dois catálogos é $J \approx 14,5$ mag (linha tracejada).

estrelas dos nossos alvos mostram desvios sistemáticos, levando-se em conta as incertezas obtidas da estatística de Poisson, com respeito à distribuição do campo. Para sistemas coesos gravitacionalmente, os picos de baixa velocidade no histograma residual podem ser atribuídos à dispersão interna de velocidades de estrelas únicas (*single stars*) superposta ao movimento sistêmico do aglomerado. Os picos de maiores velocidades, por sua vez, podem ser produzidos por binárias não resolvidas (BB05).

2.2.5 Análise conjunta da pertinência

Como dito na Seção 2.2.4, construímos uma lista preliminar de membros candidatas de cada alvo através da seleção daquelas estrelas que não foram

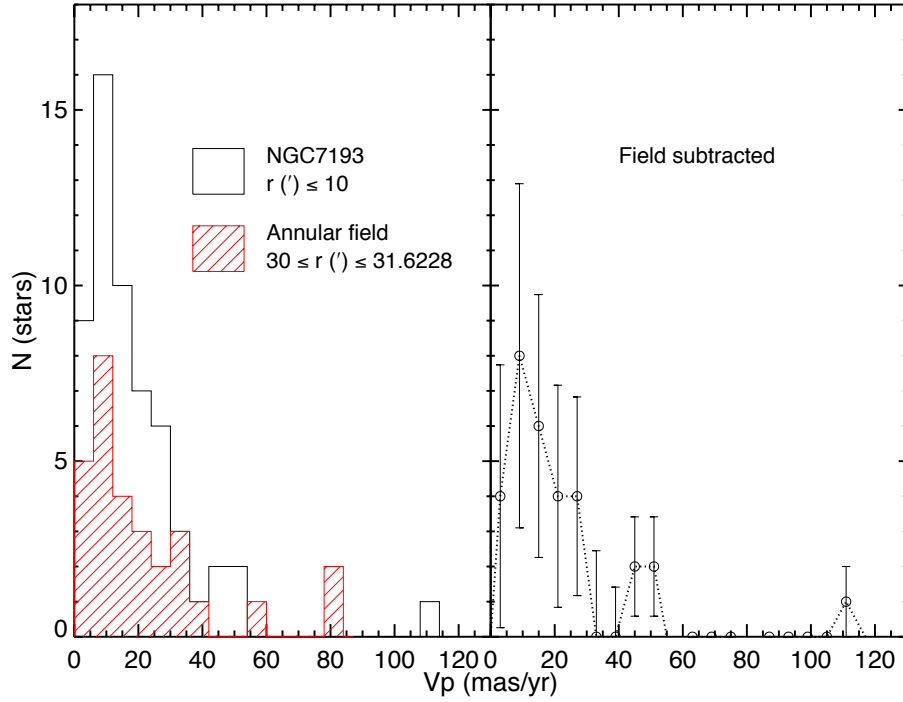


Figura 2.21: Painel esquerdo: Distribuição das velocidades angulares projetadas (V_p) para estrelas de NGC 7193 e de um campo de controle. Painel direito: Distribuição intrínseca de movimentos próprios. Barras de erro obtidas da estatística de Poisson são mostradas.

excluídas pelo algoritmo de FA12 (símbolos vermelhos na Figura 2.19) e que são compatíveis com a isócrona ajustada aos dados fotométricos. Seguiu-se o seguinte critério: se a distância de uma dada estrela até o ponto mais próximo sobre a isócrona no CMD for menor ou igual a $3\sigma_{K_s}$ e $3\sigma_{(J-K_s)}$ (onde σ_{K_s} e $\sigma_{(J-K_s)}$ são, respectivamente, as incertezas na magnitude e índice de cor), então essa estrela ajusta-se à isócrona. Levamos em conta o efeito de possíveis binárias não resolvidas deslocando a isócrona em passos de 0,01 mag, na direção decrescente de K_s , até 0,75 mag, limite que corresponde ao *locus* de binárias não resolvidas com componentes de mesma massa.

A média e a dispersão das componentes de movimento próprio para as estrelas da amostra preliminar foram computadas para cada alvo. A fim de incluirmos possíveis membros sem espectros observados, identificamos um grupo de estrelas compatíveis com a isócrona (segundo o mesmo critério descrito acima; binárias incluídas) e cujas componentes de movimento próprio são coerentes com os valores médios da lista preliminar de membros, dentro de uma tolerância de 2σ , para $\mu_\alpha \cos \delta$ e μ_δ .

As estrelas presentes na lista preliminar de membros, juntamente às membros candidatas sem espectros, são então representadas no diagrama cor-cor intrínseco $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$. A Figura 5.25 (Capítulo 5) ilustra esse procedimento no caso de ESO 425-SC15. Sequências de índices de cor intrínsecos de Straižys & Lazauskaitė (2009, de agora em diante SL09) são mostradas.

2.2.6 Lista final de membros

Com o objetivo de refinarmos a lista de membros, realizamos uma verificação individual, estrela por estrela, para identificar aquelas cujos tipos espectrais são compatíveis com suas posições esperadas no diagrama cor-cor, levando-se em conta as incertezas fotométricas e o vetor de avermelhamento. Com esse procedimento, identificamos, para cada alvo estudado, um grupo de estrelas cujas localizações são consistentes em ambos os diagramas fotométricos (CMD e cor-cor).

Após a determinação das distâncias individuais, estabelecemos restrições adicionais: selecionamos um grupo de estrelas cujas metalicidades são compatíveis umas com as outras, dentro das incertezas, e cuja distância média é compatível com aquela obtida via ajustes de isócrona para cada alvo. Construimos dessa forma a lista final de membros da amostra espectroscópica e adicionamos a essa lista as estrelas possíveis membros sem espectros, selecionadas com base em fotometria e movimentos próprios.

2.2.7 Dispersão de velocidades

Tomamos os dados de movimento próprio para o conjunto de membros e construímos o histograma das velocidades angulares projetadas de cada alvo. A Figura 2.22 exemplifica o procedimento para o caso de NGC 7772. Os dados de movimento próprio (μ) foram transformados em velocidades lineares a partir da relação:

$$v \text{ (km/s)} = 4,74 \times \mu \text{ ("/>$$

onde a distância é obtida via ajustes de isócrona.

Determinamos, em seguida, a dispersão tridimensional de velocidades (σ_v) a partir da dispersão de velocidades projetadas (σ_{V_p}), considerando a aproximação isotrópica. Nessa aproximação, considera-se que a dispersão de velocidades possui o mesmo valor ao longo das 3 dimensões espaciais (RA, DEC e direção radial); dessa forma, deduz-se que $\sigma_v = \sqrt{3/2} \sigma_{V_p}$. Após a exclusão das estrelas com movimentos muito discrepantes (e.g., *bin* hachurado na Figura 2.22) em relação ao movimento médio do OCR, devido a possível binariedade, obtivemos σ_v para cada alvo.

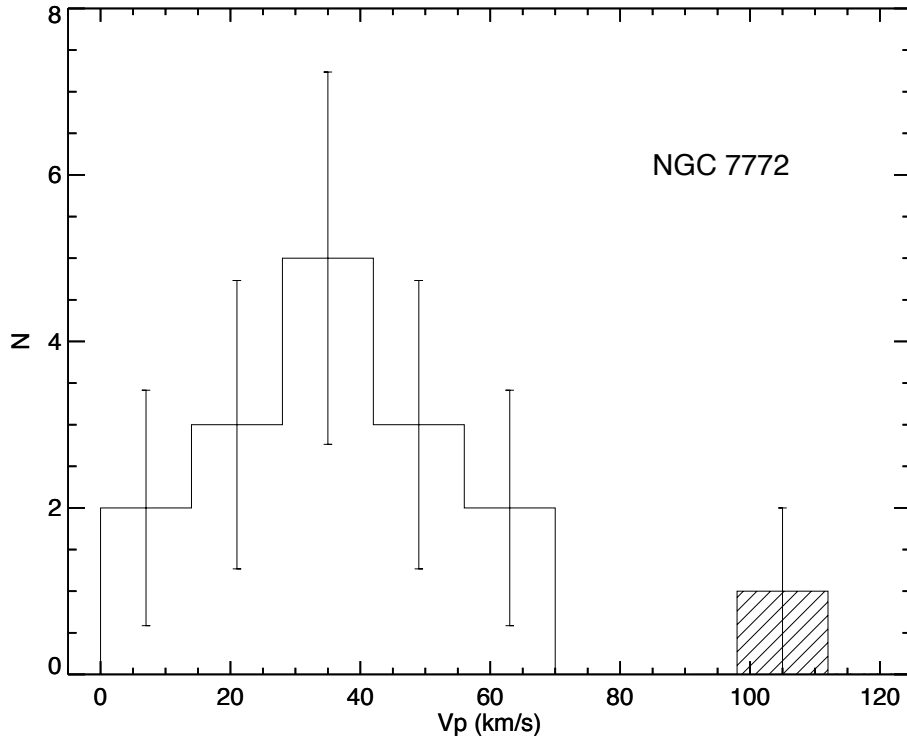


Figura 2.22: Histograma de velocidades projetadas no céu (V_p) para as estrelas de NGC 7772. Barras de erro de Poisson são mostradas.

2.2.8 Probabilidades de pertinência

Para aprofundarmos nossa análise, realizamos comparações estatísticas entre os grupos de estrelas membro e não membro levando em conta as metalicidades e os dados cinemáticos em conjunto com a informação fotométrica. Para cada estrela membro da amostra espectroscópica, computamos um valor de probabilidade (ou *likelihood*) $l_{estrela}$ em um espaço 4-dimensional: o cálculo inclui valores de $[Fe/H]$, V_r , V_p e a distância (d) de cada estrela ao ponto mais próximo sobre a isócrona (ou *loci* de binárias) ajustada aos dados do OCR (e.g., Figura 5.21). Matematicamente, $l_{estrela}$ é expresso da seguinte forma:

$$\begin{aligned}
l_{estrela} = & \frac{1}{\sigma_{V_r} \sigma_{[Fe/H]} \sigma_{V_p} \sigma_d} \times \\
& \exp - \frac{1}{2} \left[\left(\frac{V_{r,star} - \langle V_r \rangle}{\sigma_{V_r}} \right)^2 \right] \times \\
& \exp - \frac{1}{2} \left[\left(\frac{[Fe/H]_{star} - \langle [Fe/H] \rangle}{\sigma_{[Fe/H]}} \right)^2 \right] \times \\
& \exp - \frac{1}{2} \left[\left(\frac{V_{p,star} - \langle V_p \rangle}{\sigma_{V_p}} \right)^2 \right] \times \\
& \exp - \frac{1}{2} \left[\left(\frac{d_{star} - \langle d \rangle}{\sigma_d} \right)^2 \right] \times
\end{aligned} \tag{2.4}$$

onde $\langle V_r \rangle$, $\langle [Fe/H] \rangle$, $\langle V_p \rangle$ e $\langle d \rangle$ são os valores médios de cada parâmetro para o grupo de membros; σ_{V_r} , $\sigma_{[Fe/H]}$, σ_{V_p} e σ_d são calculados via soma em quadratura dos erros individuais com a dispersão de cada parâmetro para a amostra de membros; $V_{r,star}$, $[Fe/H]_{star}$, $V_{p,star}$ e d_{star} são os valores de cada parâmetro para uma dada estrela. O cálculo das probabilidades leva em conta, portanto, esses 4 parâmetros simultaneamente de forma multiplicativa, provendo uma probabilidade de pertinência conjunta.

O mesmo cálculo foi realizado para o grupo de não membros, mantendo os valores de σ_{V_r} , $\sigma_{[Fe/H]}$, σ_{V_p} e σ_d como definidos acima, isto é, soma em quadratura dos erros individuais com a dispersão relativa aos valores médios para o grupo de membros. Esse procedimento nos permite fazer uma verificação *a posteriori* da distinção entre as amostras de membros e não membros (e.g., Figura 5.37).

2.2.9 Funções de luminosidade e massa

Dados fotométricos para as estrelas membro foram empregados na construção da função de luminosidade de cada alvo. Primeiramente, as magnitudes aparentes K_s foram convertidas em absolutas M_{K_s} , adotando-se os valores de módulo de distância e avermelhamento derivados para o aglomerado; em seguida, contou-se o número de estrelas em intervalos de magnitude ΔM_{K_s} . A função de luminosidade é definida da seguinte forma:

$$\Phi_L(M_i) = \frac{\Delta N}{\Delta M} \Big|_{M_i} \tag{2.5}$$

onde ΔN é o número de estrelas contadas no interior de um intervalo de magnitude ΔM centrado em M_i . A Figura 2.23 mostra a função Φ_L construída

para ESO 425-SC15. Tipos espectrais representativos (tomados de SL09) ao longo da sequência principal (MS, ou *main sequence*) são mostrados, bem como barras de erro de Poisson. A seta indica a magnitude absoluta do *turnoff* (TO).

O tamanho dos intervalos ΔM_{K_s} foi escolhido de forma a mantermos um compromisso entre a amostragem da função de luminosidade e o número de estrelas no interior de cada *bin*. Para todos os nossos alvos, temos no mínimo três *bins* ao longo da sequência principal; além disso, ao menos um dos *bins* contém um número de estrelas maior ou igual a 2. Para comparação, convertemos a IMF de Kroupa (2001, eq. 1.4) em função de luminosidade (linha vermelha contínua), seguindo um procedimento que será detalhado na sequência do texto.

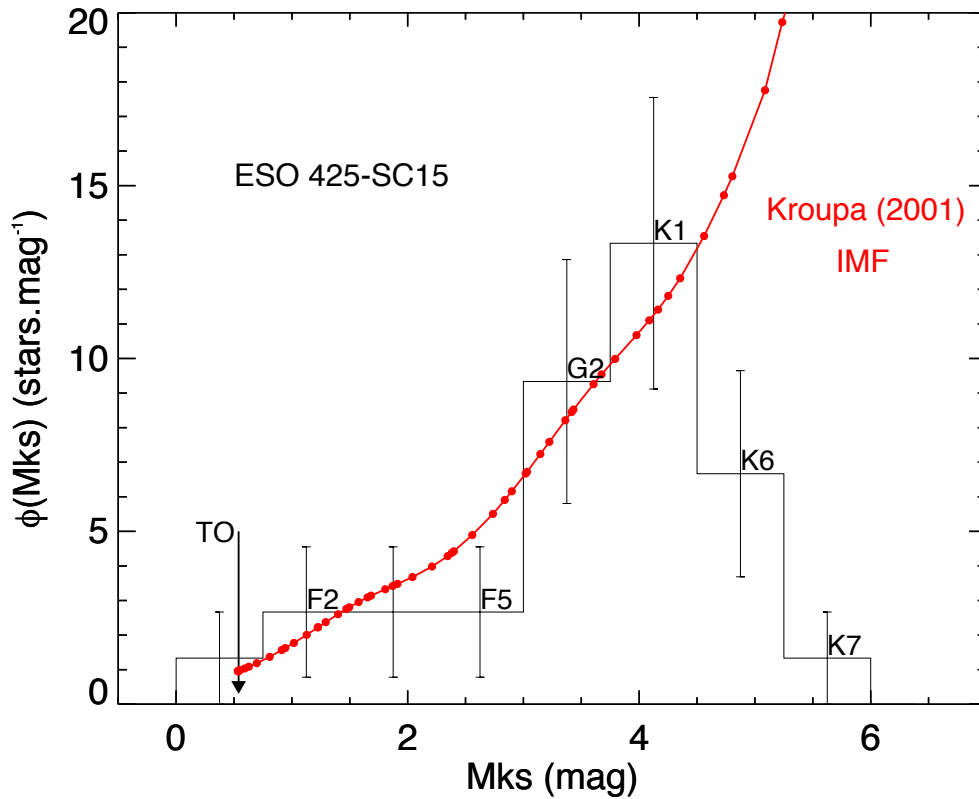


Figura 2.23: Função de luminosidade Φ_L de ESO 425-SC15 em termos das magnitudes absolutas M_{K_s} . A magnitude absoluta do *turnoff* (TO) e alguns tipos espectrais representativos ao longo da MS são mostrados. Barras de erro foram atribuídas conforme a estatística de Poisson. Para comparação, a IMF de Kroupa foi convertida em função de luminosidade (linha vermelha contínua), como detalhado no texto, e representada na figura.

2.2.10 Convertendo a função de luminosidade em função de massa

A função de luminosidade de um dado aglomerado, restrita ao intervalo $M_{K_s} > M_{K_s,TO}$, pode ser convertida em função de massa. Deve-se utilizar, para isso, a relação massa-luminosidade para sequência principal, conforme a isócrona ajustada. A função de massa, avaliada em um ponto de massa m_i , é definida da seguinte forma:

$$\Phi_m(m_i) = \left. \frac{dN}{dm} \right|_{m_i} = \left. \frac{dN}{dM} \right|_{M_i} \left| \frac{dM}{dm} \right|_{m_i} \cong \Phi_L(M_i) \left| \frac{dM}{dm} \right|_{m_i} \quad (2.6)$$

onde m_i é a massa do modelo de sequência principal correspondente à magnitude absoluta M_i e é obtida a partir da relação massa-luminosidade, cuja inclinação é dada por dM/dm . A igualdade no lado esquerdo da equação anterior se dá no limite infinitesimal $\Delta M \rightarrow 0$.

A relação massa-luminosidade $M(m)$, correspondente à isócrona selecionada no caso de ESO 425-SC15, é mostrada na parte superior da Figura 2.24. Uma função polinomial (linha pontilhada) foi ajustada aos modelos (losangos) e sua primeira derivada dM/dm determinada (linha tracejada na parte inferior da figura).

Fazendo uso da equação 2.6, obtivemos a função de massa para estrelas de sequência principal, mostrada na Figura 2.25, para o caso de ESO 425-SC15. As barras de erro correspondem à propagação das incertezas de Poisson. Podemos obter a massa total ao longo da sequência principal integrando discretamente a função $m\Phi(m)$:

$$m_{tot}^{MS} = \sum_{i=1}^{\mathcal{N}} m_i N(m_i) = \sum_{i=1}^{\mathcal{N}} m_i \Phi_m(m_i) \Delta m_i \quad (2.7)$$

onde i é o índice que identifica um dado *bin* de largura ΔM_i e centrado na magnitude M_i (sendo m_i a massa correspondente a M_i) da função de luminosidade $\Phi_L(M)$; \mathcal{N} é o número total de *bins*, $N(m_i)$ é o número de estrelas com massa m_i e Δm_i o intervalo de massa, dado pela relação massa-luminosidade, correspondente ao intervalo ΔM_i . Da equação 2.6, temos:

$$m_{tot}^{MS} = \sum_{i=1}^{\mathcal{N}} m_i \Phi_L(M_i) \left| \frac{dM}{dm} \right|_{m=m_i} \Delta m_i \quad (2.8)$$

Da relação massa-luminosidade $M(m)$, temos:

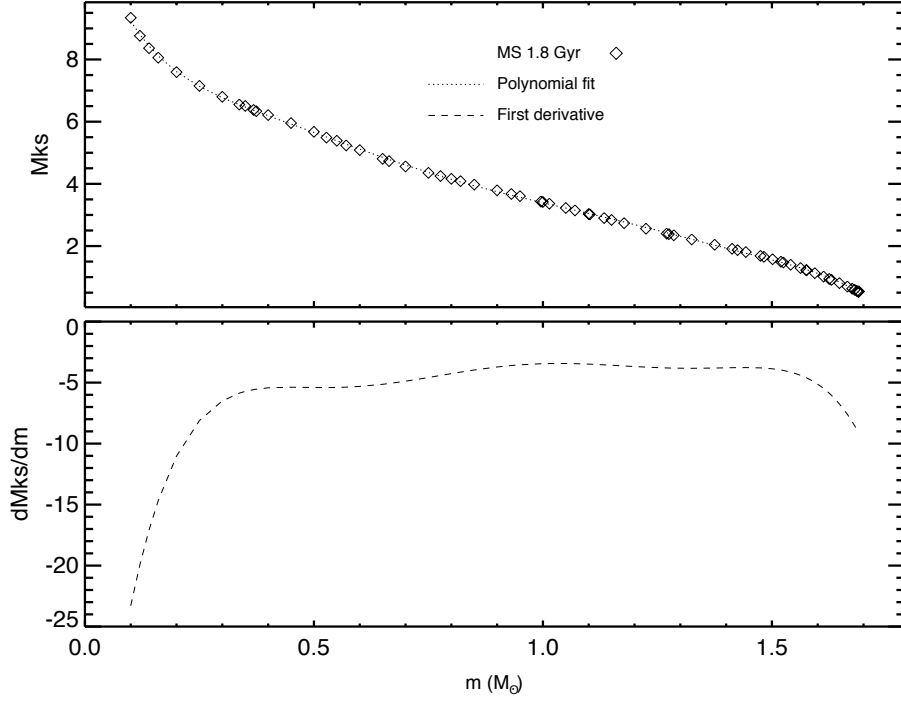


Figura 2.24: Acima: Relação massa-luminosidade para uma isócrona PARSEC de 1,8 Ganos e metalicidade $Z \approx 0,01$. Uma função polinomial (linha pontilhada) foi ajustada aos modelos (losangos). Abaixo: derivada primeira (dM/dm) da relação massa-luminosidade.

$$dm = \left(\frac{dM}{dm} \right)^{-1} dM \implies \Delta m_i \cong \left(\frac{dM}{dm} \right)^{-1}_{m_i} \Delta M_i \quad (2.9)$$

onde o sinal de igualdade no lado esquerdo se dá no limite infinitesimal $\Delta M \rightarrow 0$, enquanto que estamos trabalhando no regime discreto (Δm_i e ΔM_i finitos) no segundo termo. A substituição de 2.9 em 2.8 resulta na expressão:

$$m_{tot}^{MS} = \sum_{i=1}^{\mathcal{N}} m_i \Phi_L(M_i) \Delta M_i \quad (2.10)$$

Com base nessa última equação, determinamos a massa total de estrelas ao longo da seqüência principal de cada um dos nossos alvos. De posse desse resultado, escalonamos a IMF de Kroupa de forma que a integral discreta da função $m \Phi_{Kroupa}^{IMF}(m)$, avaliada em cada um dos m_i da função de massa do aglomerado, dê como resultado o valor calculado de m_{tot}^{MS} . Esse procedi-

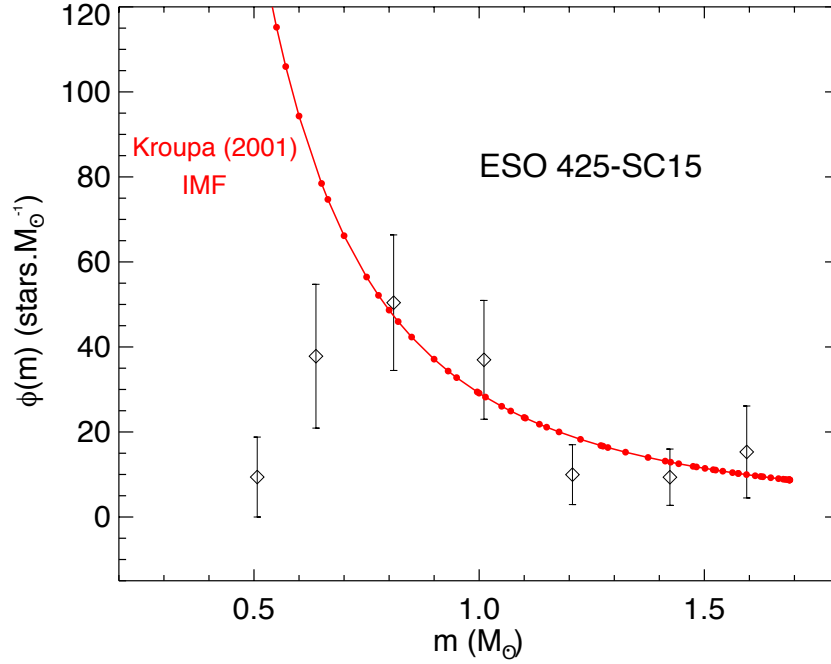


Figura 2.25: Função de massa derivada para ESO 425-SC15 utilizando a função de luminosidade da Figura 2.23, restrita às estrelas de sequência principal, e a relação massa-luminosidade da Figura 2.24 . A linha vermelha é a IMF de Kroupa, escalonada para a massa total em estrelas de sequência principal de ESO 425-SC15.

mento é necessário para que a IMF de Kroupa seja convertida em função de luminosidade, mediante a relação:

$$\Phi_{L,Kroupa}(M_{K_s}) = \Phi_{Kroupa}^{IMF}(m) \left| \frac{dm}{dM_{K_s}} \right| \propto m^{-\alpha} \left| \frac{dm}{dM_{K_s}} \right| \quad (2.11)$$

onde α é a inclinação da IMF. O resultado desse procedimento foram as linhas vermelhas contínuas presentes nas Figuras 2.23 e 2.25. Dessa forma, podemos comparar as funções de luminosidade e massa do OCR com as de uma população estelar simples (SSP, ou *single stellar population*) de mesma idade, metalicidade e massa em estrelas de sequência principal, porém descrita por uma função de massa do tipo Kroupa.

No caso dos ramos de subgigantes e gigantes, a relação massa-luminosidade não é unívoca e, portanto, devemos adotar um procedimento diferente do que foi utilizado para determinação da massa em estrelas de sequência principal. A estratégia empregada para estimar a massa total armazenada em estrelas evoluídas foi identificar, para cada uma delas, o ponto mais próximo sobre a isócrona e registrar a massa do modelo correspondente.

2.2.11 Amostra de aglomerados sem observações espectroscópicas

Para os objetos que não foram observados espectroscopicamente, determinamos a pertinência das estrelas mediante a aplicação de uma ferramenta de descontaminação dos CMDs. Esse algoritmo (MSC10) estabelece probabilidades de pertinência fotométrica a partir das sobredensidades locais de estrelas em cada região do CMD do alvo em relação à região correspondente no CMD de um campo de controle (ver exemplo na Figura 2.26). Ajustando-se uma isócrona às estrelas com maior probabilidade de pertinência, pudemos determinar os parâmetros fundamentais do aglomerado (idade, distância e avermelhamento), além de sua massa total e dispersão de velocidades.

Por fim, comparamos o estado dinâmico dos aglomerados da amostra completa e discutimos nossos resultados à luz de propriedades previstas por simulações de N -corpos. Isso será feito no Capítulo 6.

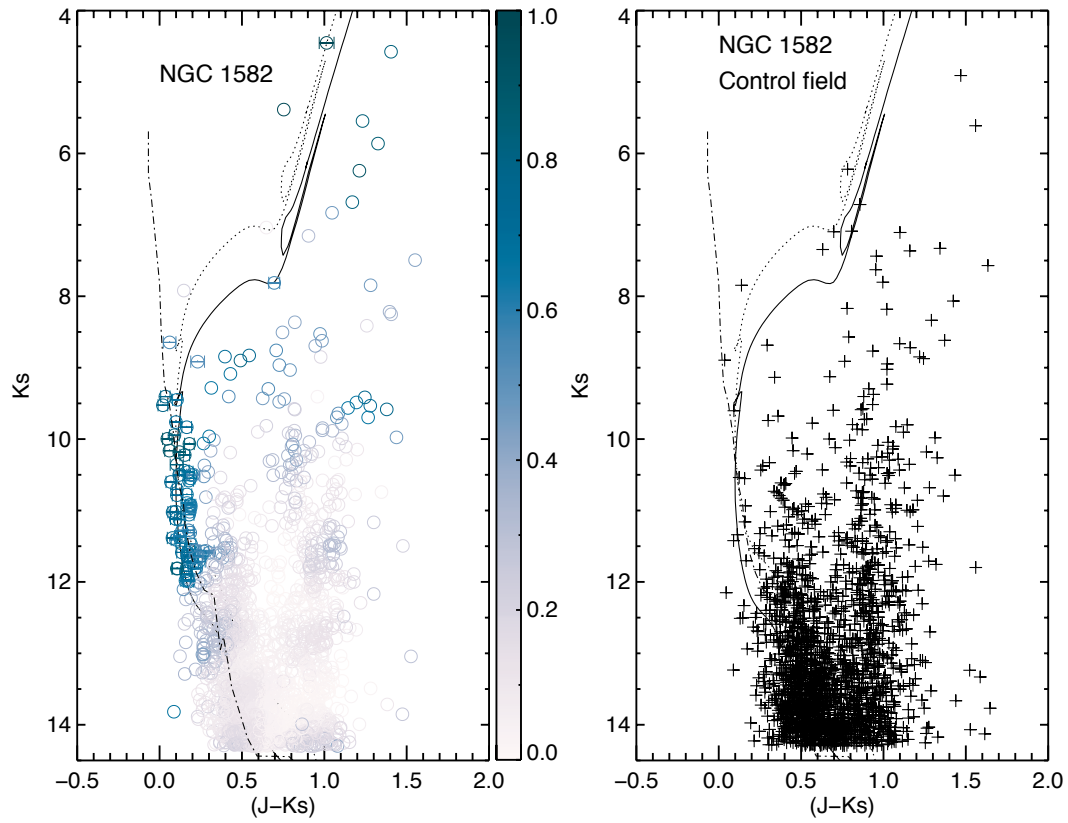


Figura 2.26: CMD $K_s \times (J - K_s)$ de NGC 1582 após a execução do algoritmo de MSC10. As barras de cor indicam probabilidades de pertinência. À direita é mostrado o CMD de um campo de controle. As linhas contínuas são isócronas PARSEC de metalicidade solar e as linhas pontilhadas representam o *locus* de estrelas binárias não resolvidas com componentes de mesma massa. As linhas ponto-tracejadas representam a sequência principal empírica de Koornneef (1983), deslocada conforme os valores estimados de distância e avermelhamento para o aglomerado (Capítulo 6).

Capítulo 3

Análise dos dados espectroscópicos

Neste capítulo, descrevemos os procedimentos adotados na obtenção dos parâmetros atmosféricos da nossa amostra de estrelas observadas espectroscopicamente. Para implementarmos essa tarefa, empregamos duas bibliotecas espectrais, uma empírica e outra sintética, as quais são aqui apresentadas. São apresentados também testes para validação de nosso método de análise.

3.1 Bases de dados ELODIE e PHOENIX

Para obtenção dos parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $\log(g)$ e $[Fe/H]$) e velocidades radiais (V_{rad}) das estrelas de ciência, comparamos nossos espectros com um conjunto de espectros obtidos de uma base de dados empírica, ELODIE (Moultaka et al., 2004), e de uma base de dados sintética, PHOENIX (Husser et al., 2013). Utilizamos o método de correlação cruzada para efetuarmos essas comparações, conforme será descrito na Seção 3.2.

De maneira geral, bibliotecas empíricas possuem uma cobertura limitada sobre o diagrama HR (*Hertzsprung-Russell*), apresentando restrições quanto à abrangência em comprimento de onda, resolução espectral e abundâncias metálicas, tendendo a refletir os valores encontrados na vizinhança solar (Colho, 2014).

Espectros sintéticos, por sua vez, têm parâmetros atmosféricos bem definidos, não apresentam problemas relacionados a baixos valores de razão sinal-ruído (S/N , ou *Signal-to-Noise ratio*) e há maior cobertura em comprimento de onda e resolução espectral, em geral. Por outro lado, são limitados

pela incompleteza das tabelas de opacidades atômicas e moleculares, pelas aproximações numéricas e imprecisões nos modelos de atmosfera estelar (Husser et al., 2013).

A versão 3.1 da biblioteca ELODIE inclui 1959 espectros (intervalo espectral $3900 \leq \lambda(\text{\AA}) \leq 6800$) de 1388 estrelas obtidos com o espectrógrafo ELODIE, acoplado ao telescópio de 1,93 m do *Observatoire de Haute-Provence*. Os intervalos dos parâmetros atmosféricos abrangidos pela biblioteca são mostrados na Tabela 3.1. A biblioteca encontra-se disponível⁸ em duas versões: alta e média resoluções ($R = 42\,000$ e $R = 10\,000$, respectivamente). A Figura 3.1 mostra a distribuição das estrelas no plano $\log(g)$ - $\log(T_{eff})$ para diferentes intervalos de metalicidade. Os cabeçalhos dos espectros ELODIE contêm parâmetros atmosféricos ($T_{eff,det}$, $[Fe/H]_{det}$ e $\log(g)_{det}$) determinados a partir dos próprios espectros (Katz et al., 1998) e também de compilações da literatura (T_{lit} , $[Fe/H]_{lit}$ e $\log(g)_{lit}$; Prugniel & Soubiran 2001 e referências nele contidas).

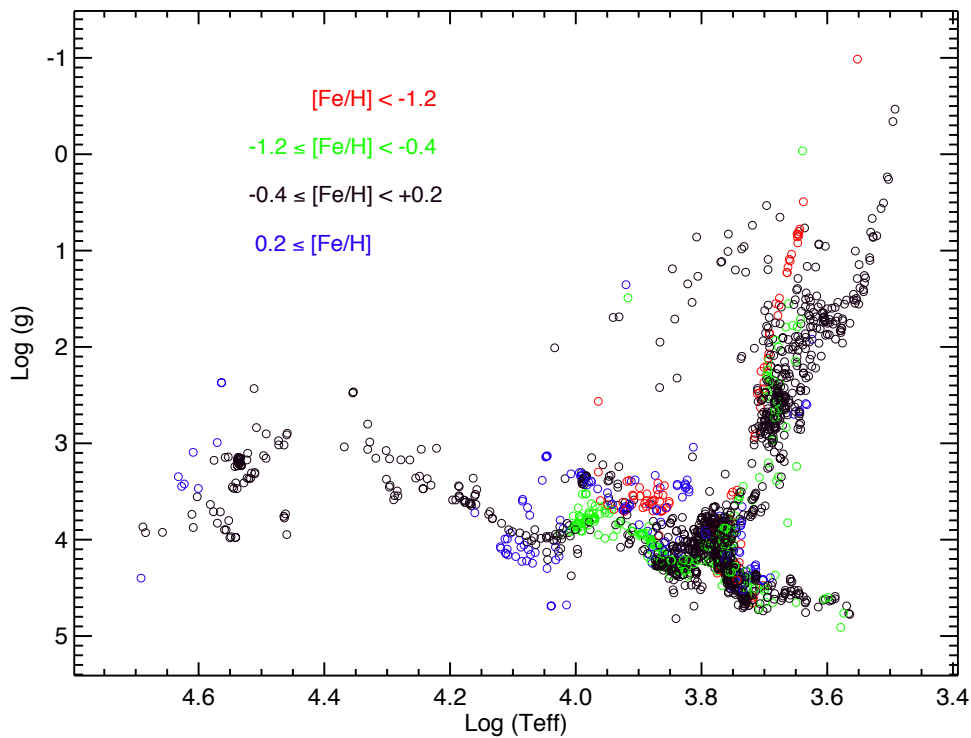


Figura 3.1: Distribuição das estrelas da biblioteca ELODIE no diagrama $\log(g)$ - $\log(T_{eff})$. As cores indicam diferentes intervalos de metalicidade.

⁸<http://www.obs.u-bordeaux1.fr/m2a/soubiran/download.html>

Tabela 3.1: Espaço de parâmetros coberto pelo conjunto de espectros da base empírica ELODIE.

Parâmetro	Intervalo
T_{eff} [K]	3 000 – 50 000
$\log(g)$	-1,0 – +5,0
$[Fe/H]$	-2,8 – +1,3

Na Figura 3.2, realizamos uma comparação direta entre ambos os conjuntos de parâmetros. Avaliamos a dispersão dos valores determinados (det) em relação aos da literatura (lit) após identificarmos, em iterações sucessivas, os pontos que distam da reta identidade (linha pontilhada $y = x$) por mais do que três vezes o valor médio quadrático (RMS) dos resíduos associados a um dado parâmetro. Os dados identificados nesse procedimento foram representados em azul na figura. Os valores RMS finais dos resíduos, obtidos após oito iterações, foram: 227,5 K para T_{eff} , 0,129 dex para $[Fe/H]$ e 0,259 dex para $\log(g)$.

Por sua vez, os espectros sintéticos utilizados no presente trabalho foram obtidos a partir da versão 16 do código PHOENIX, o qual inclui uma equação de estado e listas de linhas atômicas e moleculares atualizadas. Os modelos utilizam geometria esférica, o que permite reproduzir espectros de estrelas desde a sequência principal até gigantes, dentro da aproximação de equilíbrio termodinâmico local (Husser et al. 2013 e referências nele contidas).

Os 27 704 espectros sintéticos da base PHOENIX⁹ cobrem o intervalo $3000 \leq \lambda(\text{Å}) \leq 24\,800$ com resolução $R = 10\,000$. Na Tabela 3.2 consta o espaço de parâmetros coberto pelo conjunto de espectros teóricos. A última linha refere-se às abundâncias de elementos α (O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca e Ti) relativamente à abundância em Ferro. A última coluna mostra os intervalos de amostragem dos parâmetros. A Figura 3.3 é o análogo da Figura 3.1, porém para os espectros PHOENIX. Para melhor visualização, não explicitamos intervalos de metalicidade, devido à sobreposição dos pontos no diagrama.

Vemos que essas bibliotecas se complementam ao longo do espaço de parâmetros quando usadas em conjunto. Devido à condição de equilíbrio termodinâmico local aplicada aos modelos, os espectros PHOENIX são restritos ao intervalo de temperatura $T_{eff} \leq 12\,000\text{ K}$, enquanto que os espectros ELODIE apresentam maior cobertura nesse parâmetro. No entanto, dentro do intervalo de temperatura efetiva coberto por ambas, a base sintética apresenta maior completeza em $\log(g)$ e em composição química, superando a

⁹Disponível em <ftp://phoenix.astro.physik.uni-goettingen.de/MedResFITS/R10000FITS/>

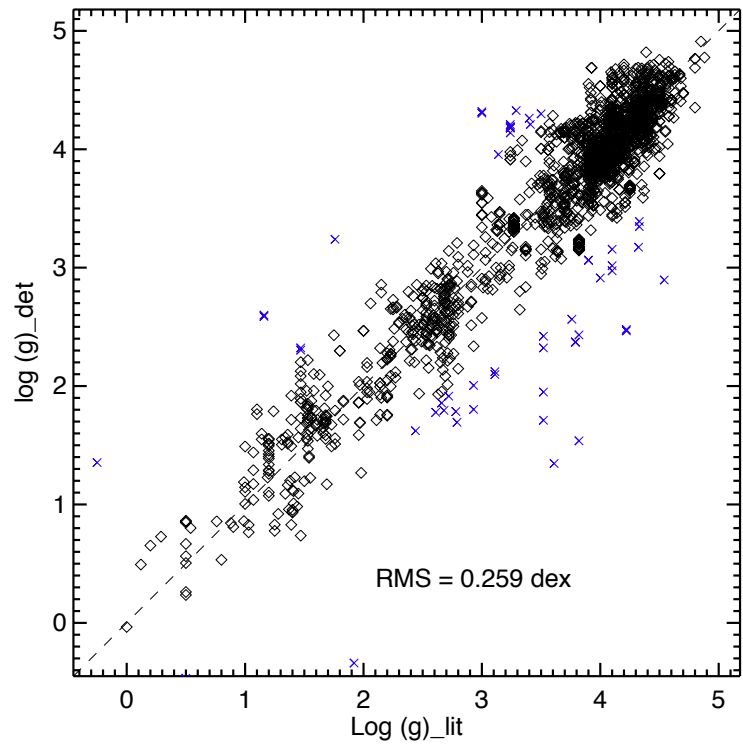
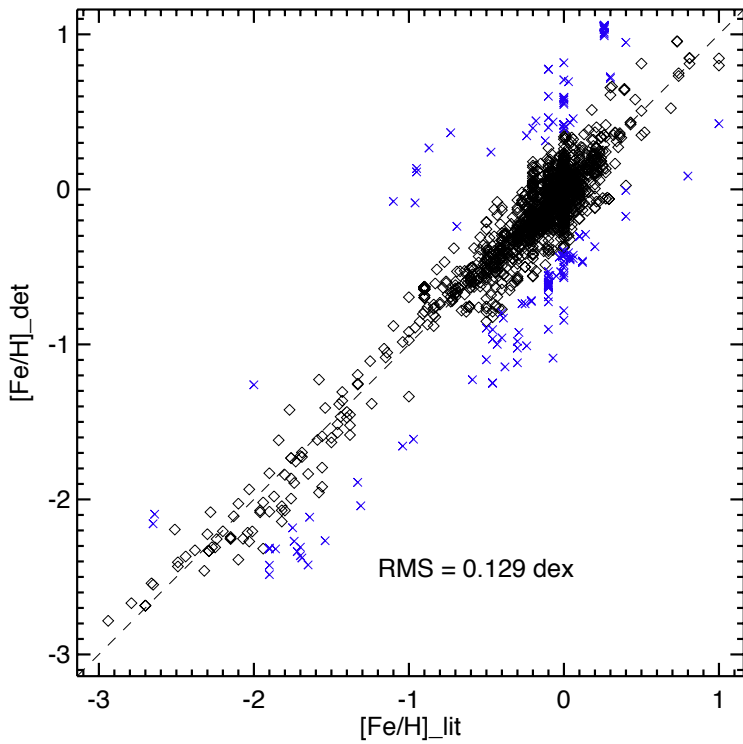
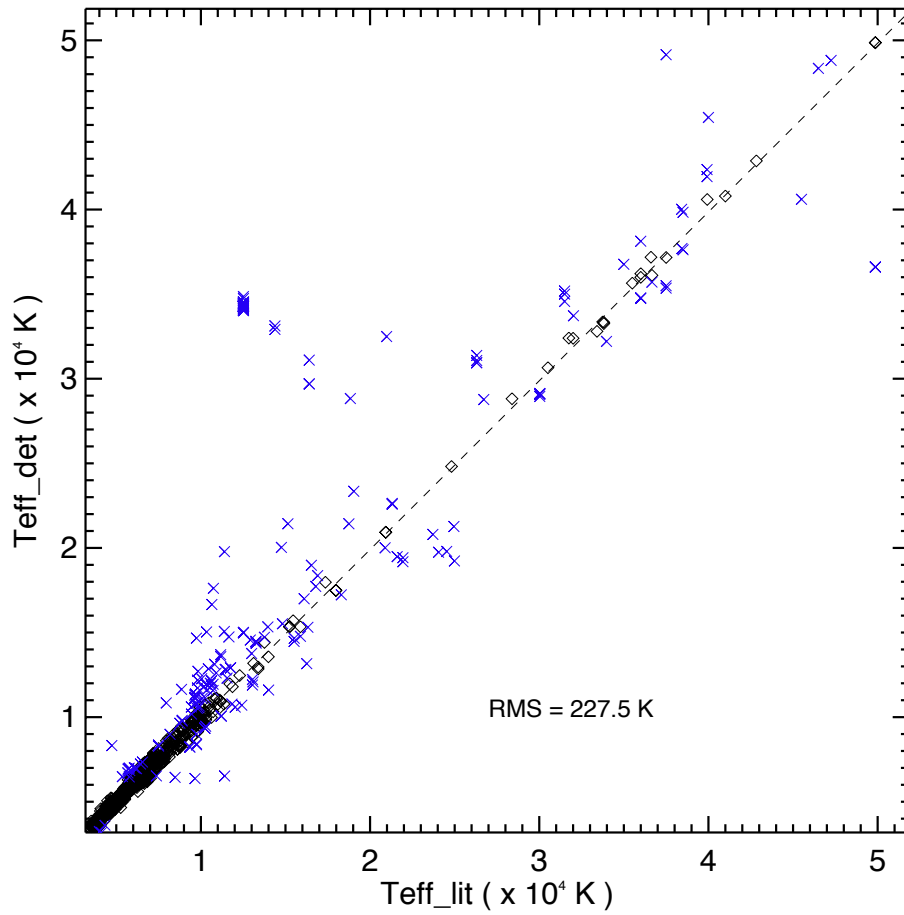


Figura 3.2: Comparação entre parâmetros obtidos a partir dos espectros ELODIE ($T_{eff,det}$, $[Fe/H]_{det}$ e $\log(g)_{det}$; Katz et al. 1998) e parâmetros obtidos da literatura (T_{lit} , $[Fe/H]_{lit}$ e $\log(g)_{lit}$; Prugniel & Soubiran 2001). Os pontos azuis são aqueles que, em iterações sucessivas, distaram da reta identidade $y = x$ (linha pontilhada) por mais do que três vezes o desvio médio quadrático (RMS) do conjunto de pontos correspondente a um dado parâmetro. Os desvios RMS finais encontram-se indicados nos gráficos.

Tabela 3.2: Espaço de parâmetros coberto pelo conjunto de modelos da base de espectros sintéticos PHOENIX.

Parâmetro	Intervalo	Passo
T_{eff} [K]	2300 – 7000	100
	7000 – 12000	200
$\log(g)$	0,0 – +6,0	0.5
$[Fe/H]$	-4,0 – -2,0	1,0
	-2,0 – +1,0	0,5
$[\alpha/Fe]$	-0,2 – +1,2	0,2

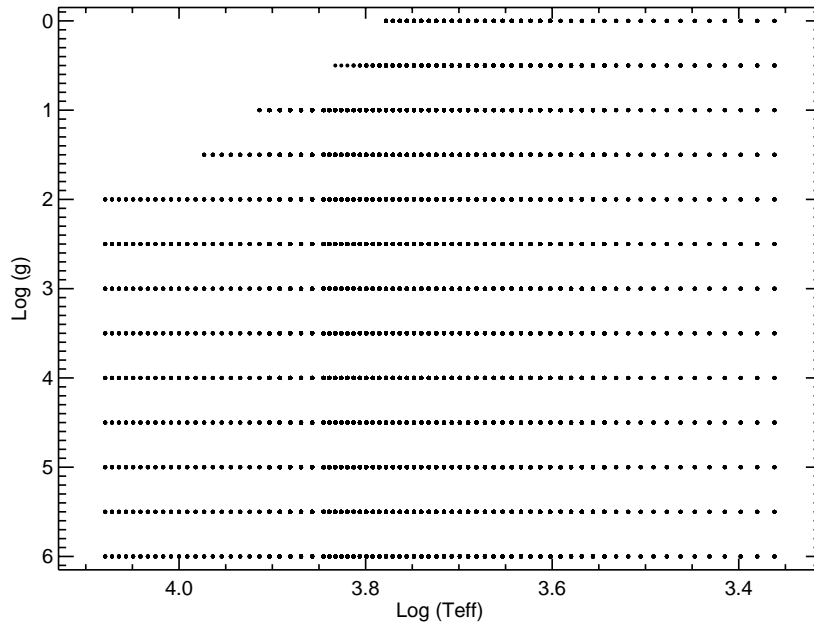


Figura 3.3: O mesmo da Figura 3.1, porém para a base sintética PHOENIX. Para melhor visualização, não foram mostrados os intervalos de metalicidade (ver Tabela 3.2).

escassez de estrelas observadas dentro de intervalos de metalicidade significativamente acima ou abaixo dos valores solares (Figura 3.1).

Os espectros PHOENIX apresentam fluxos específicos (F_λ) sobre a superfície das estrelas modelo em unidades cgs ($\text{erg/s/cm}^2/\text{cm}$) e valores de comprimentos de onda no vácuo e em escala logarítmica. Inicialmente, convertamos o *grid* de comprimentos de onda para escala linear (em Å). Em seguida, esse *grid* foi convertido para comprimentos de onda no ar. Para isso, usamos as relações de Ciddor (1996), válidas no intervalo $\lambda > 2000$ Å:

$$\lambda_{air} = \frac{\lambda_{vac}}{f} \quad (3.1)$$

$$f = 1.0 + \frac{0,05792105}{238,0185 - \sigma_2} + \frac{0,00167917}{57,362 - \sigma_2} \quad (3.2)$$

$$\sigma_2 = \left(\frac{10^4}{\lambda_{vac}} \right)^2 \quad (3.3)$$

onde f é o índice de refração, sendo, portanto, uma grandeza adimensional; λ_{vac} na equação 3.2 é o valor numérico do comprimento de onda no vácuo e expresso em Angstrom. Após a conversão do conjunto de valores de λ_{vac} para λ_{air} , devemos transformar devidamente os fluxos específicos originais:

$$F_\lambda = \frac{dE_\lambda}{dt dA d\lambda_{vac}} = \frac{dE_\lambda}{dt dA d\lambda_{air}} \left(\frac{d\lambda_{air}}{d\lambda_{vac}} \right) = F'_\lambda \left(\frac{d\lambda_{air}}{d\lambda_{vac}} \right) \quad (3.4)$$

onde F_λ é o fluxo específico em função dos comprimentos de onda λ_{vac} e F'_λ é o fluxo específico em função dos λ_{air} . Da equação acima, temos

$$F'_\lambda = F_\lambda \left(\frac{d\lambda_{air}}{d\lambda_{vac}} \right)^{-1} \quad (3.5)$$

Isto é, para obtermos os fluxos específicos F'_λ em função de λ_{air} , basta derivarmos a função λ_{air} em termos de λ_{vac} (equações 3.1, 3.2 e 3.3) e multiplicarmos pelo correspondente fluxo específico no vácuo F_λ .

Da equação 3.1, temos

$$\frac{d\lambda_{air}}{d\lambda_{vac}} = \frac{1}{f} - \frac{\lambda_{vac}}{f^2} \left(\frac{df}{d\lambda_{vac}} \right) \quad (3.6)$$

Da regra da cadeia, temos

$$\frac{df}{d\lambda_{vac}} = \frac{df}{d\sigma_2} \frac{d\sigma_2}{d\lambda_{vac}} \quad (3.7)$$

Da equação 3.2 vem

$$\frac{df}{d\sigma_2} = \frac{0,05792105}{(238,0185 - \sigma_2)^2} + \frac{0,00167917}{(57,362 - \sigma_2)^2} \quad (3.8)$$

Da equação 3.3 vem

$$\frac{d\sigma_2}{d\lambda_{vac}} = \frac{d}{d\lambda_{vac}} \left(\frac{10^8}{\lambda_{vac}^2} \right) = \frac{-2 \times 10^8}{\lambda_{vac}^3} \quad (3.9)$$

Substituindo as equações 3.9 e 3.8 em 3.7, resulta

$$\frac{df}{d\lambda_{vac}} = \left[\frac{0,05792105}{(238,0185 - \sigma_2)^2} + \frac{0,00167917}{(57,362 - \sigma_2)^2} \right] \cdot \left(\frac{-2 \times 10^8}{\lambda_{vac}^3} \right) \quad (3.10)$$

Substituimos essa última equação em 3.6 e obtemos

$$\frac{d\lambda_{air}}{d\lambda_{vac}} = \frac{1}{f} + \frac{1}{f^2} \left(\frac{2 \times 10^8}{\lambda_{vac}^2} \right) \cdot \left[\frac{0,05792105}{(238,0185 - \sigma_2)^2} + \frac{0,00167917}{(57,362 - \sigma_2)^2} \right] \quad (3.11)$$

Com esse resultado, podemos reescrever a equação 3.5 da seguinte forma:

$$F'_\lambda = F_\lambda \left\{ \frac{1}{f} + \frac{2 \times 10^8}{f^2 \lambda_{vac}^2} \left[\frac{0,05792105}{(238,0185 - \sigma_2)^2} + \frac{0,00167917}{(57,362 - \sigma_2)^2} \right] \right\}^{-1} \quad (3.12)$$

Multiplicando os valores obtidos dessa forma por 10^{-8} , temos os fluxos específicos F'_λ expressos nas unidades $\text{erg/s/cm}^2/\text{\AA}$.

A Figura 3.4 exibe a relação $\log(T_{eff}) - (J - K_s)$ para os modelos PHOENIX de metalicidade solar e diferentes valores de $\log(g)$. O painel à esquerda exibe um conjunto de modelos correspondentes a estrelas gigantes; à direita, temos modelos de sequência principal. Calculamos magnitudes J, K_s sintéticas convoluindo os espectros PHOENIX com as curvas de transmissão¹⁰ das respectivas bandas do 2MASS. As constantes de ponto zero de cada filtro foram obtidas de Cohen et al. (2003).

¹⁰http://www.ipac.caltech.edu/2mass/releases/allsky/doc/sec6_4a.html

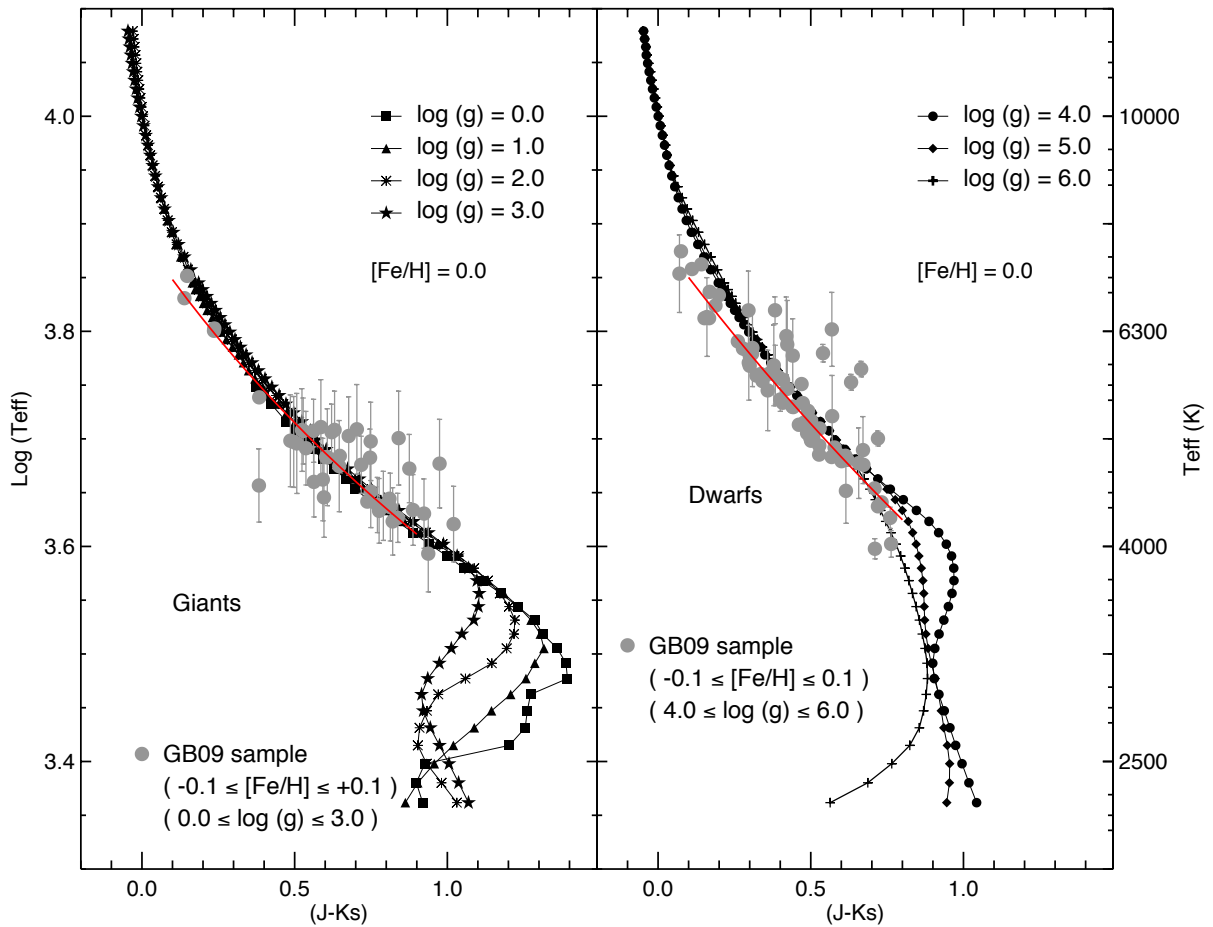


Figura 3.4: Relação $\log(T_{eff})-(J - K_s)$ para os modelos PHOENIX de metalicidade solar ($[Fe/H] = 0.0$) e diferentes valores de $\log(g)$, conforme a legenda: gigantes (painel à esquerda) e anãs (painel à direita). Os círculos cinza são estrelas da amostra de GB09 limitada pelos intervalos de parâmetros atmosféricos indicados na legenda. As linhas vermelhas são calibrações empíricas $\log(T_{eff})-(J - K_s)-[Fe/H]$ realizadas por GB09 sobre o conjunto de dados de estrelas gigantes e anãs.

Os círculos cinza na Figura 3.4 são estrelas da amostra de González Hernández & Bonifacio (2009, de agora em diante GB09), restrita aos intervalos de parâmetros atmosféricos mostrados na legenda. Na figura, constam 44 estrelas gigantes e 77 estrelas de sequência principal. As linhas vermelhas são calibrações empíricas $\log(T_{eff})-(J - K_s)-[Fe/H]$ realizadas por GB09 sobre os *loci* de dados. As equações de calibração são:

$$\frac{5040}{T_{eff}} = 0,6524 + 0,5813 X + 0,1225 X^2 - 0,0646 X [Fe/H] + 0,037 [Fe/H] \\ + 0,0016 [Fe/H]^2 \quad (\text{Sequência principal}) \quad (3.13)$$

$$\frac{5040}{T_{eff}} = 0,6517 + 0,6312 X + 0,0168 X^2 - 0,0381 X [Fe/H] + 0,0256 [Fe/H] \\ + 0,0013 [Fe/H]^2 \quad (\text{Gigantes}) \quad (3.14)$$

onde $X = (J - K_s)$.

A inspeção da Figura 3.4 nos mostra que a influência da gravidade superficial nos índices de cor é pequeno para temperaturas acima de ~ 3800 K, no caso das gigantes, e acima de ~ 4700 K, no caso das estrelas anãs. Para temperaturas mais baixas, os índices de cor são significativamente influenciados pela intensa formação molecular, cuja eficiência varia com a gravidade. O “turn-off” dos modelos na direção dos índices de cor mais azuis, como pode ser visto na Figura 3.4, é produzido pelo aumento nas opacidades de várias espécies moleculares (TiO, H₂O, VO, etc; Kučinskas et al. 2005).

No caso das gigantes, podemos ver que os modelos PHOENIX são consistentes com a calibração empírica de GB09 em todo o domínio $0,1 \leq (J - K_s) \leq 0,9$ mag. No caso da sequência principal, no domínio $0,1 \leq (J - K_s) \leq 0,8$ mag, temos uma concordância geral entre os modelos e os dados observados. No entanto, percebemos diferenças sistemáticas em $\log(T_{eff})$ da ordem de $\sim 0,03$ dex ou menos entre as escalas de temperatura empírica e sintética, sendo as maiores diferenças encontradas para os modelos mais quentes.

Essas discrepâncias podem ser parcialmente atribuídas a incorreções nos valores de avermelhamento adotados em GB09 e/ou mesmo a diferenças nos *inputs* dos modelos atmosféricos empregados na construção dos espectros PHOENIX e na obtenção das temperaturas efetivas das estrelas de GB09 (os quais utilizaram o método IRFM¹¹, ou *Infrared flux method*, para determinação dos valores de T_{eff}).

¹¹O método IRFM consiste em avaliar o quociente entre o fluxo bolométrico, F_{bol} , e o fluxo monocromático em um dado comprimento de onda do infravermelho, $F(\lambda_{IR})$, ambos medidos na superfície da Terra. Esse quociente, chamado de fator-R, é um indicador de T_{eff} (Blackwell et al. 1990).

3.2 Método de correlação cruzada

O procedimento de comparação entre os espectros de ciência e os espectros das bases ELODIE e PHOENIX (*templates*, ou espectros de comparação) foi realizado através do cômputo da função de correlação cruzada (CCF, ou *cross-correlation function*) espectro-template. Esse procedimento foi implementado mediante uso da tarefa FXCOR do IRAF. Previamente ao cômputo das CCFs, a escala de dispersão (em Å/pixel) de todo o conjunto de espectros templates foi convertida para o valor correspondente ao dos espectros de ciência (parâmetro *rebin*=“*object*” da tarefa). Além disso, os espectros das bibliotecas (obtidos com resoluções $R=10\,000$) foram degradados para atingir a resolução de nossos espectros ($R \approx 2\,000$). Para isso, foi utilizada a tarefa BOXCAR do IRAF sobre o conjunto de espectros templates. A tarefa suaviza pela média os registros de um conjunto de pixels no interior de uma caixa móvel de dimensões *xwindow* e *ywindow*, os quais são parâmetros de entrada do BOXCAR.

A tarefa FXCOR implementa o algoritmo descrito em Tonry & Davis (1979, daqui em diante TD79): dados um espectro de ciência $g(n)$ e um espectro template $t(n)$, subtraídos do contínuo e com a mesma dispersão (em Å/pixel), ambos são discretamente amostrados em N bins, sendo a relação entre número de bin n e comprimento de onda dada por $n = A \ln \lambda + B$. A CCF é definida pela expressão:

$$c(n) \equiv g(n) \times t(n) = \frac{1}{N\sigma_g\sigma_t} \sum_{m=0}^{N-1} g(m) t(m-n) \quad (3.15)$$

σ_g e σ_t são os valores médios quadráticos dos espectros:

$$\sigma_g^2 = \frac{1}{N} \sum_{n=0}^{N-1} g(n)^2 \quad (3.16)$$

$$\sigma_t^2 = \frac{1}{N} \sum_{n=0}^{N-1} t(n)^2 \quad (3.17)$$

A função de correlação é definida de maneira que se tivermos, por exemplo, um espectro $g(n)$ idêntico ao $t(n)$, mas deslocado de d unidades, a função $g(n) \times t(n)$ terá um pico de 1 quando $n = d$. De outra maneira, no caso de termos espectros completamente díspares, os termos do somatório da equação 3.15 oscilam entre valores positivos e negativos, de forma que $c(n)$ e, conseqüentemente, o pico da CCF tendem a zero (ausência completa de correlação).

Além da CCF, a tarefa FXCOR produz um arquivo de saída onde constam a velocidade relativa objeto-template (em km/s), juntamente à incerteza associada, e também o parâmetro TDR, denominado *Tonry & Davis Ratio*, ou razão de Tonry & Davis. Esse parâmetro é definido a partir do quociente entre o valor de pico da CCF (h) e a dispersão dos picos secundários (σ_a):

$$\text{TDR} = \frac{h}{\sqrt{2}\sigma_a} \quad (3.18)$$

Mais precisamente, a razão σ_a é a dispersão da componente de ruído anti-simétrica da função de correlação cruzada:

$$\sigma_a^2 = \frac{1}{2N} \sum_{n=0}^{N-1} [c(n+\delta) - c(-n+\delta)]^2 \quad (3.19)$$

onde o deslocamento relativo objeto-template é dado por δ unidades. A eq. 3.19 mostra que, quanto maior a simetria da função de correlação $c(n)$, menor o valor da dispersão σ_a , isto é, mais proeminente é o valor do pico central em relação aos picos espúrios. Dessa forma, no caso de uma correlação perfeita (ou seja, uma autocorrelação), h tende a 1, σ_a tende a zero e o valor de TDR tende, formalmente, ao infinito.

Para ilustrarmos o exposto acima, tomamos o espectro de uma das estrelas de NGC 7193 (tipo espectral G0) e correlacionamos com dois dos espectros da base ELODIE: template 1807 (estrela HD 187923, tipo espectral G0) e template 236 (estrela HD 045910, tipo espectral B2). A Figura 3.5 exibe a CCF calculada em cada caso (saída da tarefa FXCOR do IRAF). No eixo Y , temos os valores normalizados da CCF (eq. 3.15); no eixo X , temos o deslocamento (*shift*) relativo objeto-template. É notável que, ao correlacionarmos espectros similares (painel esquerdo), o valor de pico da CCF é consideravelmente maior do que o obtido ao correlacionarmos espectros muito díspares (painel direito).

TD79 estabelecem uma relação de proporcionalidade entre o valor do parâmetro TDR e o erro correspondente à velocidade relativa objeto-template ΔV_{rel} , expresso por

$$\Delta V_{rel} \propto 1/(1 + \text{TDR}) \quad (3.20)$$

O valor de TDR é, portanto, uma medida da incerteza no deslocamento das linhas do espectro template relativamente ao espectro objeto. Essa incerteza é tanto maior quanto mais baixa for a razão S/N e quanto maiores as imprecisões na calibração em comprimento de onda dos espectros correlacionados. Ambos os efeitos aumentam o grau de assimetria da CCF em torno do pico central.

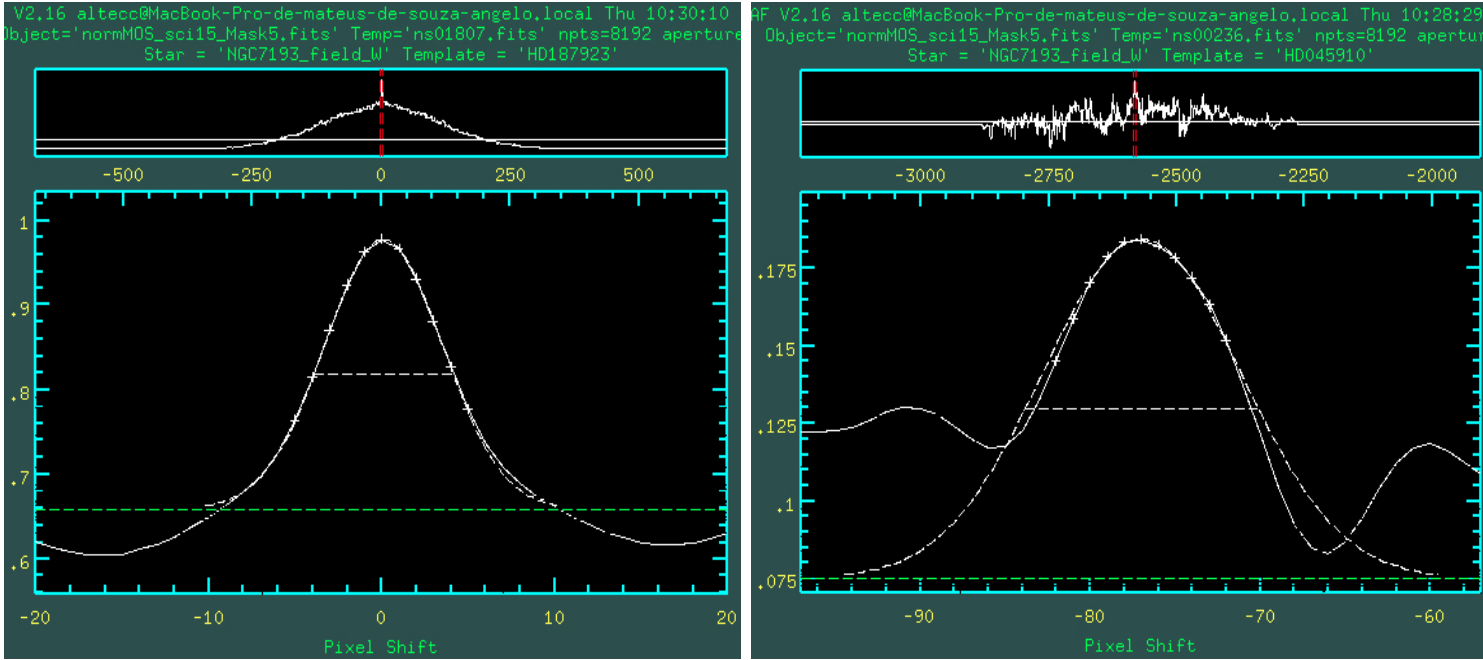


Figura 3.5: Painel esquerdo: CCF (linha contínua) correspondente à correlação de uma das estrelas (tipo espectral G0) de NGC 7193 com o template 1807 (estrela HD 187923, tipo espectral G0) da base ELODIE. A linha pontilhada fina representa um ajuste gaussiano aos 11 pontos (símbolos '+') com os maiores valores de correlação. A linha tracejada verde indica o nível de *background* da gaussiana e a linha tracejada horizontal é a largura a meia altura. O gráfico estendido é uma ampliação do gráfico exibido na parte superior, na região demarcada por linhas verticais vermelhas. O valor de pico da CCF (h) e o TDR resultaram 0,98 e 112, respectivamente. **Painel direito:** O mesmo do painel direito, porém mostrando a CCF obtida a partir da correlação com o template 236 (estrela HD 045910, tipo espectral B2); $h = 0,18$ e TDR=5.

Critério de semelhança entre dois espectros

No presente trabalho, adotamos o valor de pico (h) da CCF como *figura de mérito* para avaliar a similaridade entre um espectro objeto e um dado espectro template. Para validar esse procedimento, tomamos o espectro de uma de nossas estrelas padrão (HD 211341, $S/N \gtrsim 60$ em todo o espectro) e selecionamos todo o conjunto de templates sintéticos com temperaturas efetivas no intervalo $6500 \leq T_{eff}(\text{K}) \leq 6800$. Esse intervalo corresponde aos limites inferior e superior determinados para a temperatura efetiva dessa estrela, conforme o procedimento que será descrito na Seção 3.3. Executamos então a tarefa FXCOR utilizando o espectro de HD 211341 contra cada um dos 2238 templates PHOENIX selecionados. Todo o conjunto de espectros foi normalizado pelo contínuo antes da execução do FXCOR.

Em seguida, executamos uma rotina que determina a soma quadrática das diferenças entre o espectro normalizado do objeto e o do template. Inicialmente, a rotina corrige o espectro de ciência de velocidade radial, obtida pelo FXCOR para cada par objeto-template. Toma-se então o *grid* de comprimentos de onda $\{\lambda_i^{objeto}\}_{i=1,2,3\dots N_g}$ e de fluxos $\{g_i\}_{i=1,2,3\dots N_g}$ do espectro objeto e é feita uma interpolação linear dos fluxos do espectro template ($\{t_k\}_{k=1,2,3\dots N_i}$) entre dois valores de comprimento de onda vizinhos a um dado λ_i^{objeto} . Efetua-se então o cálculo de $[g_i^{objeto} - t_i^{template}]^2$ para cada i . Obtemos então o valor de Δ^2 , através da expressão:

$$\Delta^2 = \sum_{i=1}^{N_g} [g_i^{objeto} - t_i^{template}]^2 \quad (3.21)$$

A Figura 3.6 (esquerda) mostra o *loci* de pontos relacionando os valores de pico das CCFs obtidas para os pares objeto-template e os valores de Δ ($= \sqrt{\Delta^2}$) correspondentes. À direita, mostramos os valores de h em função de σ_a . A escala de cores dos símbolos indica os valores de TDR calculados. Para um dado h , quanto menor o σ_a , maior a razão TDR (eq. 3.18). Os valores de h são calculados pelo FXCOR com precisão de duas casas decimais. Devido a isso, o conjunto de pontos da Figura 3.6 varia de 0,01 em 0,01 ao longo do eixo y.

Podemos notar uma tendência em que os maiores valores de h são obtidos com os templates que resultam nas menores diferenças Δ . Ou seja, de fato os valores de pico das CCFs representam uma medida objetiva da similaridade entre um espectro objeto e um dado espectro template, sendo sensíveis ao posicionamento, largura e profundidade das linhas espectrais (retornaremos ainda a esse ponto ao final da presente seção). Passamos então a comparar, de forma mais sistemática, esse dois indicadores de similaridade (h e Δ).

A título de exemplo, selecionamos dois templates PHOENIX que resultaram em valores de Δ próximos, mas com diferentes valores de h . Os templates 22324 e 13581 resultaram $h_{22324} = 0,84$, $\Delta_{22324} = 3,10$ e $h_{13581} = 0,96$, $\Delta_{13581} = 3,12$. À esquerda e ao centro da Figura 3.7 temos os espectros normalizados desses dois templates sobrepostos ao espectro de HD 211341, corrigido de velocidade radial, na região de H_β ($4790 \leq \text{\AA} \leq 5000$). Nota-se que o perfil de linhas do template 22324 não se ajusta adequadamente às linhas de absorção de HD 211341, ao contrário do template 13581, cujas linhas apresentaram melhor sobreposição.

Nesses casos, vemos que, embora os valores de Δ calculados sejam semelhantes para ambos, os valores de pico da CCF mostraram ser indicadores mais adequados à determinação da qualidade dos ajustes em comparação com os valores de Δ . À direita da Figura 3.7 temos o template que resultou

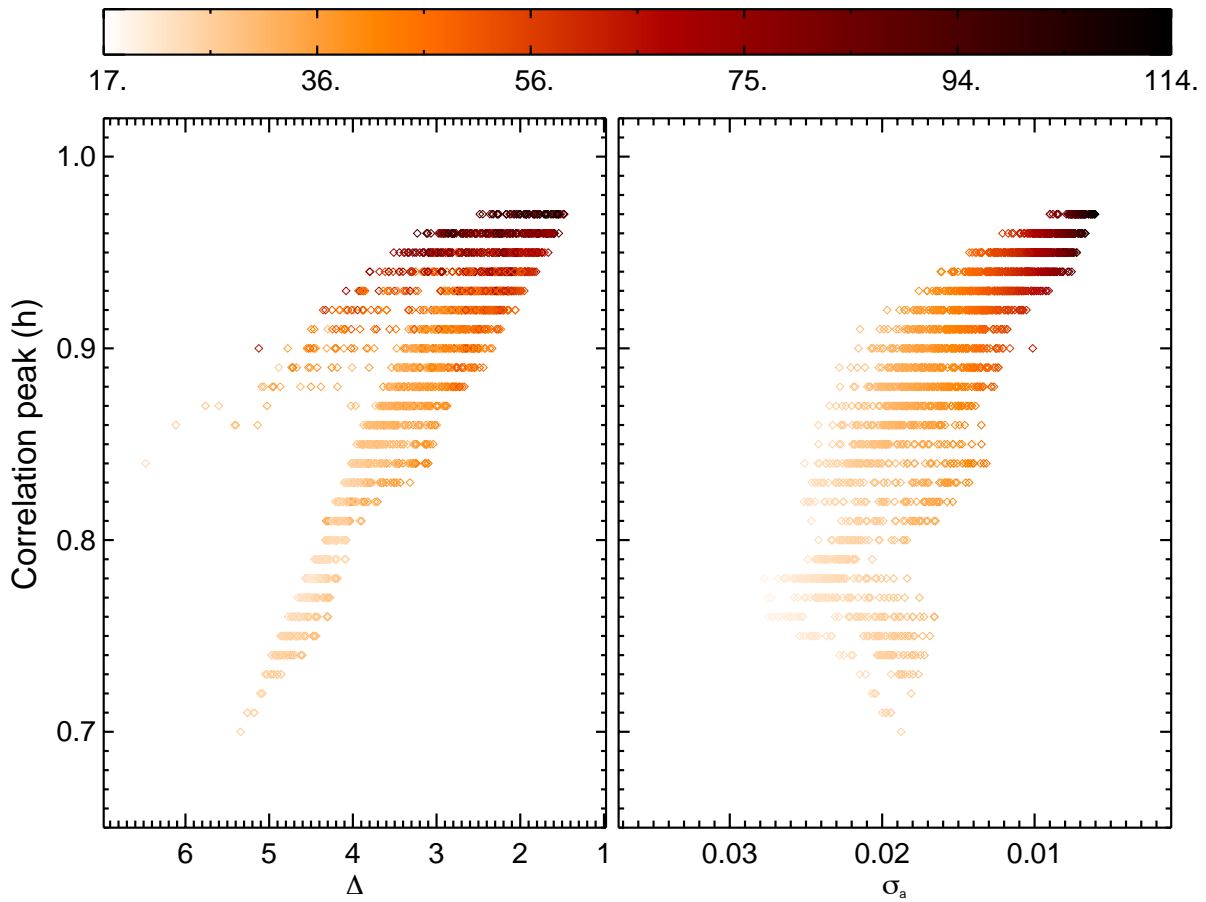


Figura 3.6: Valores de pico (h) das funções de correlação cruzada em função de Δ (esquerda) e σ_a (direita). A escala de cores dos símbolos indica os valores de TDR calculados. Foram utilizados o espectro de ciência de HD 211341 e um total de 2238 templates PHOENIX com valores de T_{eff} no intervalo $6500 \leq T_{eff} \text{ (K)} \leq 6800$.

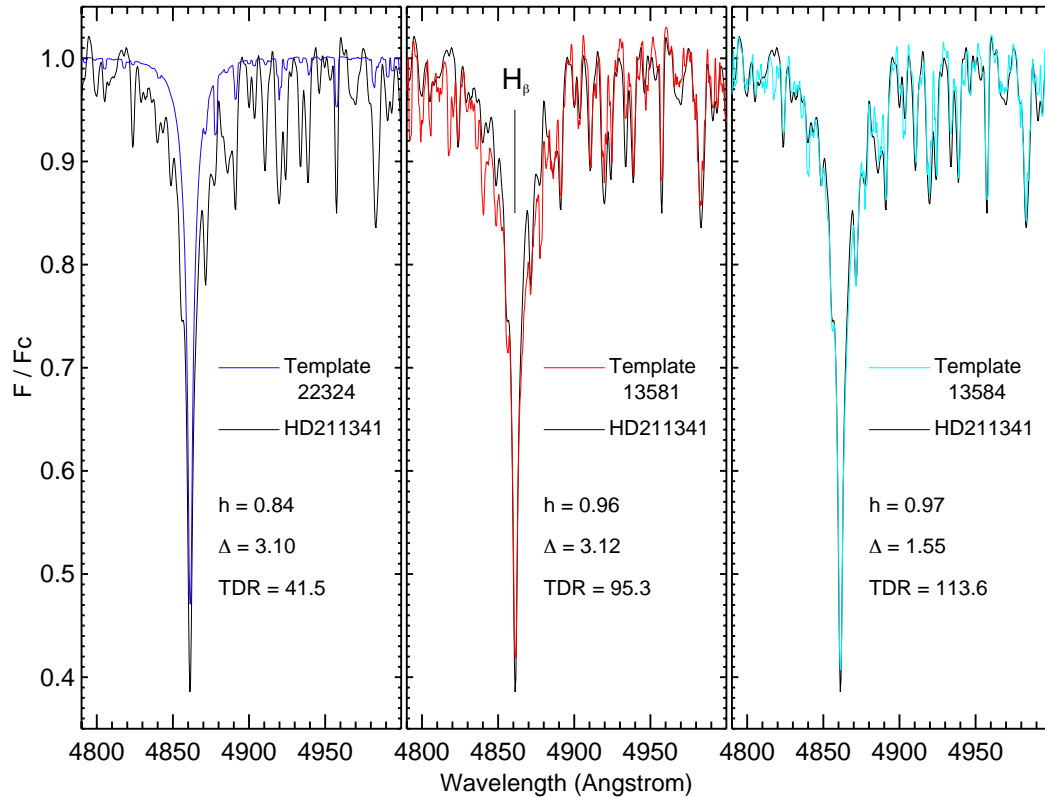


Figura 3.7: Comparação dos templates PHOENIX 22324 (esquerda), 13581 (centro) e 13584 (direita) com o espectro (normalizado e corrigido de velocidade radial) da estrela padrão HD211341 na região de H_{β} ($4790 \leq \text{\AA} \leq 5000$). Os templates 22324 e 13581 resultaram em valores similares de Δ ($\approx 3,1$ para ambos) e em valores de h iguais 0,84 e 0,96, respectivamente. O template 13584 foi o que resultou no maior valor observado de TDR dentre os que apresentaram os maiores valores de h ($=0,97$), tomando-se a amostra de 2238 templates PHOENIX selecionados (Figura 3.6).

no maior valor de TDR dentre os que apresentaram os maiores valores de h ($= 0,97$), considerando-se a amostra de 2238 templates PHOENIX selecionados (Figura 3.6). De fato, podemos ver que os templates cujas linhas apresentam melhor sobreposição ao espectro de ciência resultam em valores elevados de h e de TDR (como afirmamos anteriormente, $h = 1$ e TDR tende a infinito no caso de uma correlação perfeita).

Variações de h e Δ em termos da razão S/N

Avaliamos em seguida como os valores de h e Δ variam em função da razão S/N dos espectros a correlacionar. Para fazermos essa verificação, tomamos um espectro sintético da base PHOENIX cujos parâmetros atmosféricos são representativos do Sol (template 10060: $T_{eff} = 5800$ K; $\log(g) = 4,5$; $[Fe/H] = 0,0$; $[\alpha/Fe] = 0,0$) e, sucessivamente, adicionamos ruído (fazendo uso da rotina RANDOMU¹² do IDL) aos fluxos específicos (F_λ) em cada comprimento de onda. A Figura 3.8 mostra o espectro template original e 10 espectros degradados em razão S/N no intervalo $[3920,5345]$ Å. Os valores de S/N foram medidos dividindo-se o valor médio dos F_λ pelo desvio padrão correspondente no intervalo $[4608,4610]$ Å. Para mostrar os 11 espectros em um mesmo diagrama, adicionamos valores constantes aos fluxos específicos, exceto para o espectro na parte mais inferior da figura.

Executamos a tarefa FXCOR utilizando os 10 espectros degradados em S/N como espectros-objetos contra o template 10060 da PHOENIX; em cada caso, registramos o valor de h obtido e calculamos a diferença quadrática Δ (equação 3.21) correspondente. Na Figura 3.9, realizamos uma comparação direta da variação dessas duas grandezas em termos da razão S/N . São exibidos os valores de $(1 - h)$ e Δ , normalizados pelas respectivas médias ($\langle h \rangle$ e $\langle \Delta \rangle$), em função de S/N (os dados encontram-se registrados na Tabela 3.3, onde também é mostrada a velocidade relativa objeto-template computada em cada caso). A figura nos mostra que os valores de Δ aumentam mais abruptamente do que os valores de h na medida em que degradamos a qualidade dos espectros-objetos, ou seja, os valores de pico das CCFs são indicadores mais robustos da similaridade entre dois espectros correlacionados do que os valores de Δ .

Os 10 templates degradados em S/N (Figura 3.8) utilizados nessa etapa apresentam linhas de absorção centralizadas nos mesmos comprimentos de onda correspondentes aos do template PHOENIX não degradado (template 10060), visto que o procedimento de adição de ruído aos templates não incluiu qualquer variação no *grid* de comprimentos de onda original. Dessa forma, o valor esperado para as velocidades relativas (V_{rel}) computadas pelo FXCOR

¹²http://northstar-www.dartmouth.edu/doc/idl/html_6.2/RANDOMU.html

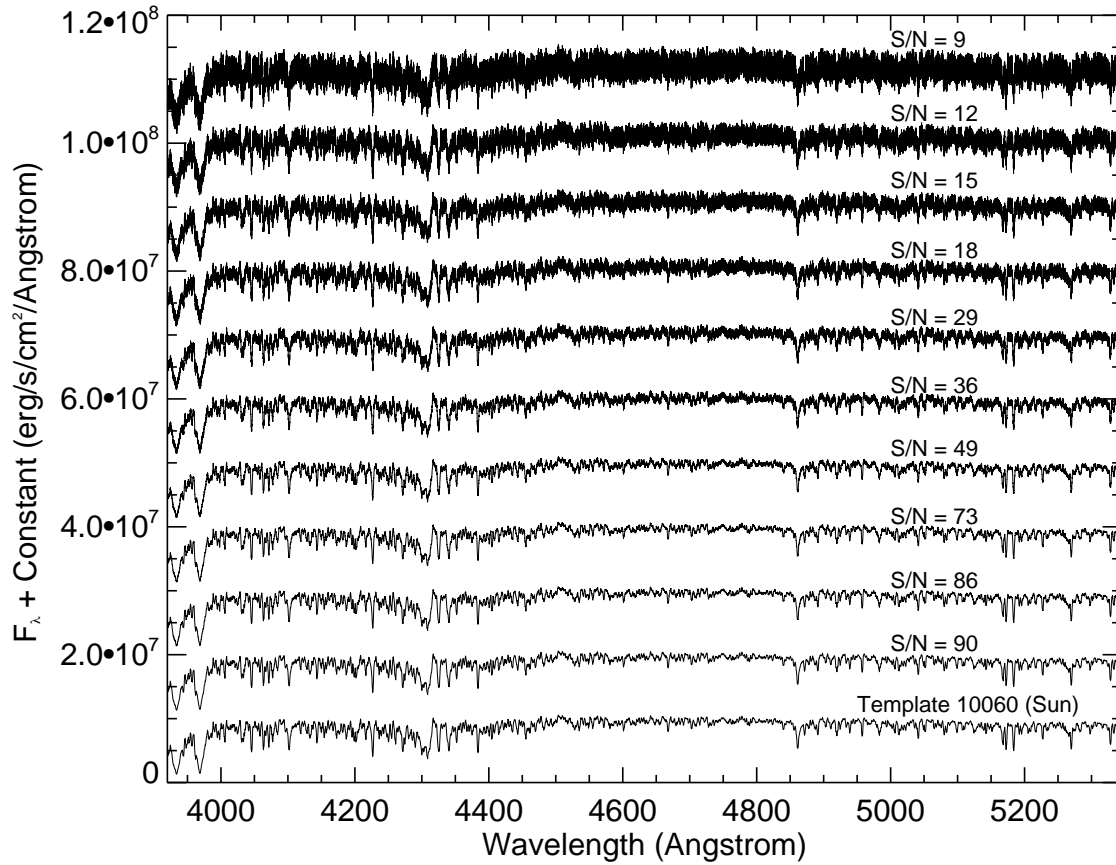


Figura 3.8: Template da base PHOENIX representativo do Sol (template 10060: $T_{eff} = 5800$ K; $\log(g) = 4,5$; $[Fe/H] = 0,0$, $[\alpha/Fe] = 0,0$) e outros 10 templates degradados em razão S/N , antes de normalizá-los pelo contínuo. O intervalo em λ exibido é $3920 \leq \lambda (\text{\AA}) \leq 5345$. Para exibir os 11 espectros em um mesmo diagrama, adicionamos valores constantes aos fluxos específicos, exceto para o espectro na parte mais inferior da figura. Os valores de S/N são indicados.

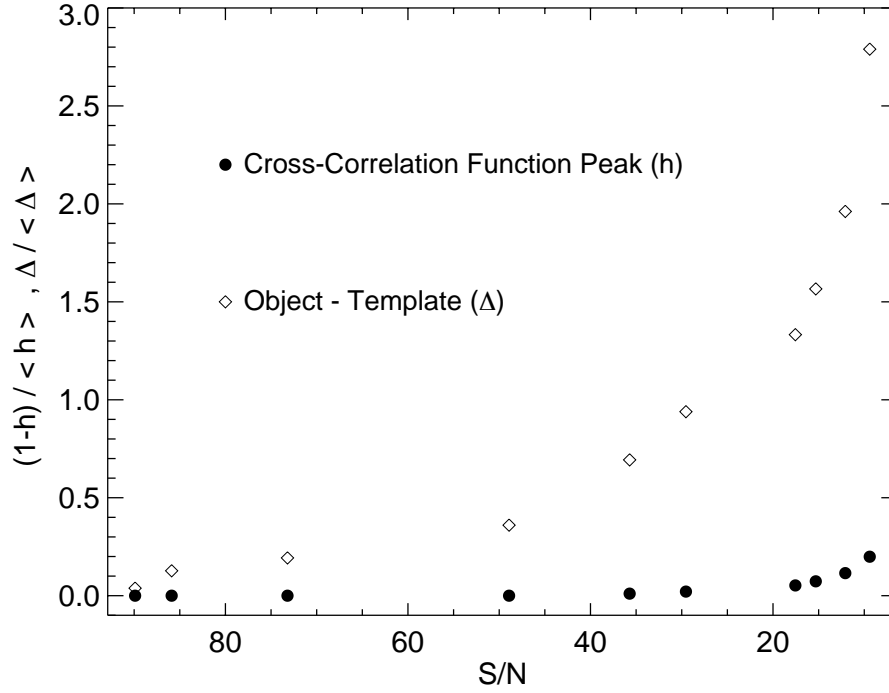


Figura 3.9: Variação dos valores de $(1 - h)/\langle h \rangle$ (losangos) e $\Delta/\langle \Delta \rangle$ (pontos pretos) em função da razão S/N . Foram utilizados o espectro template 10060 da base PHOENIX e os 10 espectros degradados em razão S/N mostrados na Figura 3.8. Ver também a Tabela 3.3.

Tabela 3.3: Valores de h , $(1 - h)/\langle h \rangle$, $\Delta/\langle \Delta \rangle$, V_{rel} e $\sigma_{V_{rel}}$ calculados para cada razão S/N . São também mostradas as velocidades relativas objeto-template computadas pelo FXCOR.

S/N	h	$(1 - h)/\langle h \rangle$	Δ	$\Delta/\langle \Delta \rangle$	V_{rel} (km/s)	$\sigma_{V_{rel}}$ (km/s)
90	1,00	0,00	0,15	0,04	0,0	0,2
86	1,00	0,00	0,51	0,13	0,0	0,4
73	1,00	0,00	0,77	0,19	0,1	0,1
49	1,00	0,00	1,44	0,36	-0,1	0,2
36	0,99	0,01	2,77	0,69	-0,3	0,5
29	0,98	0,02	3,75	0,94	-0,5	0,6
18	0,95	0,05	5,32	1,33	0,2	1,3
15	0,93	0,07	6,26	1,57	-0,4	3,0
12	0,89	0,12	7,84	1,96	-0,8	4,4
9	0,81	0,20	11,15	2,79	1,5	7,8

deve ser próximo de zero, levando-se em conta as incertezas ($\sigma_{V_{rel}}$). De fato, as últimas duas colunas da Tabela 3.3 mostram que, apenas no caso $S/N = 9$, o valor absoluto de V_{rel} computado foi superior a 1 km/s. Isso denota a eficácia do procedimento de determinação de velocidades radiais via correlação cruzada, mesmo no caso de espectros com baixos valores de S/N .

Variação de h e TDR em termos dos parâmetros atmosféricos

Visto que estamos adotando os picos (h) das curvas de correlação como medidas da similaridade entre dois espectros, em conjunto com os TDRs, desejamos verificar se esses valores são, de fato, sensíveis a variações em cada um dos parâmetros atmosféricos. Tomamos novamente o espectro 10060 sintético, representativo do Sol e correlacionamos o mesmo com todos os espectros PHOENIX de mesma metalicidade e com mesmo valor de gravidade superficial, mas com quaisquer outros valores de T_{eff} . Em cada caso, o valor de pico (h) correspondente da CCF foi registrado e o conjunto de valores foi representado em função de T_{eff} no painel superior esquerdo da Figura 3.10. A escala de cores indica os valores de TDR.

Em seguida, verificamos a sensibilidade de h em termos de $\log(g)$ e $[Fe/H]$ seguindo um procedimento análogo: fixamos dois dos parâmetros atmosféricos (T_{eff} e $[Fe/H]$ ou T_{eff} e $\log(g)$) e demos liberdade ao terceiro parâmetro (em todas as comparações mantivemos $[\alpha/Fe] = 0,0$). Os resultados são mostrados no centro e à direita dos painéis superiores da Figura 3.10. Em todos os casos, os valores mais elevados de h são obtidos em torno dos valores esperados dos parâmetros atmosféricos.

Na sequência, tomamos o mesmo espectro sintético representativo do Sol, porém degradado em S/N . Tomamos dois espectros degradados cujos valores de S/N (36 e 18; ver Figura 3.8) são representativos de nossos espectros de ciência (Tabelas 5.3 a 5.7). Esses dois espectros degradados em S/N são representados na Figura 3.11 com linhas coloridas (azul para $S/N = 36$ e laranja para $S/N = 18$). Feito isso, empregamos um procedimento análogo ao descrito acima com o objetivo de verificar a sensibilidade dos valores de h na medida em que variamos os parâmetros atmosféricos no caso de espectros de pior qualidade. Os resultados dessa etapa são exibidos nos painéis centrais e inferiores da Figura 3.10. Novamente, os picos de cada gráfico correspondem aos valores esperados dos parâmetros atmosféricos.

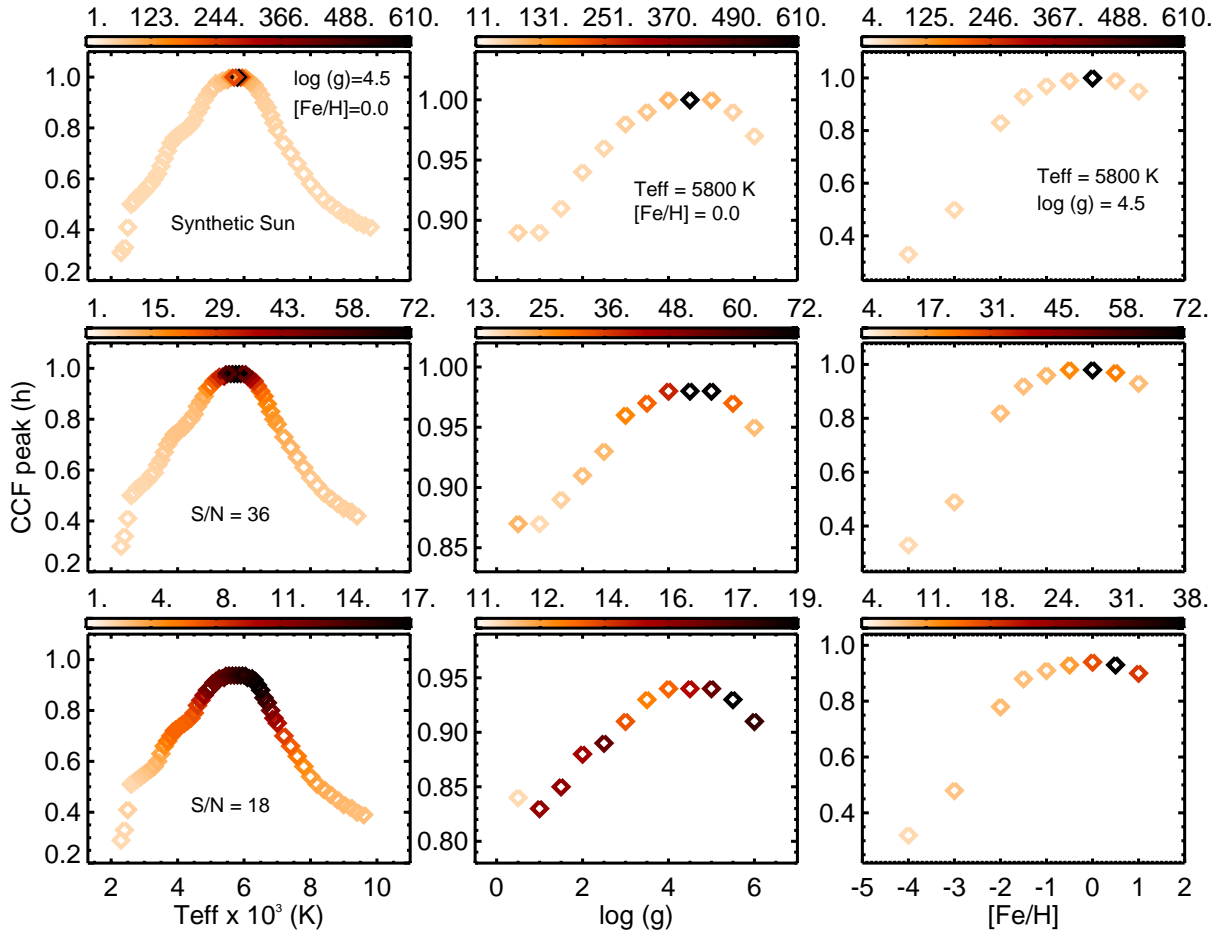


Figura 3.10: Sensibilidade dos valores de pico das funções de correlação cruzada com respeito a variações em T_{eff} (coluna à esquerda), $\log(g)$ (coluna central) e $[Fe/H]$ (coluna à direita). Os painéis superiores mostram os resultados obtidos utilizando o template sintético PHOENIX solar como espectro objeto. Os painéis do centro e na parte inferior exibem os resultados obtidos com o mesmo template solar, porém degradado em S/N (Figuras 3.8 e 3.11). Em cada coluna, o gráfico na parte superior indica os parâmetros que foram mantidos fixos durante os procedimentos de correlação cruzada. As escalas de cor indicam os valores de TDR.

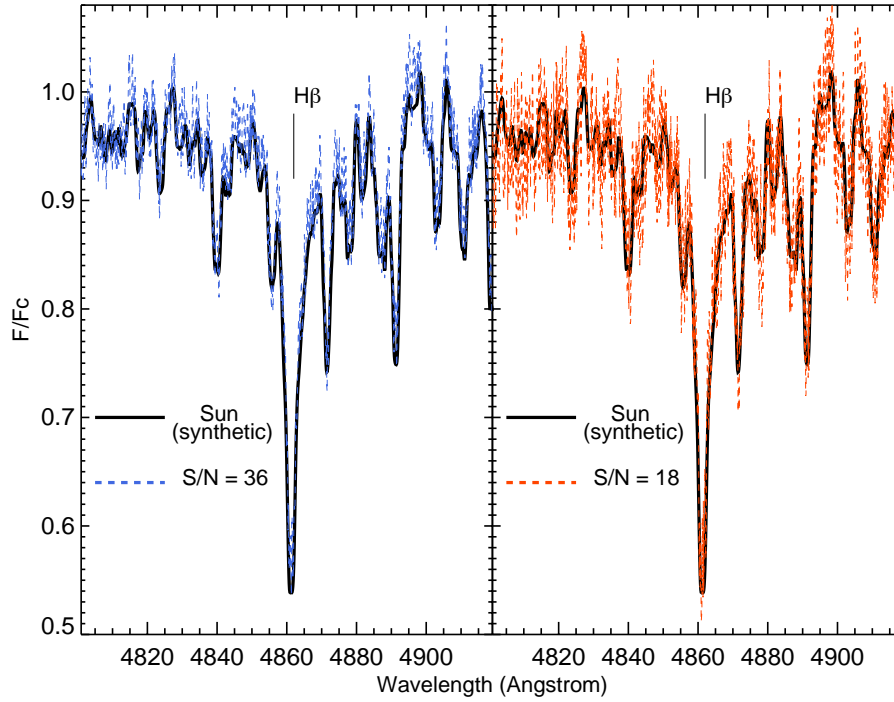


Figura 3.11: Espectro sintético PHOENIX representativo do Sol (linhas pretas) normalizado pelo contínuo. As linhas coloridas são o mesmo espectro, porém degradado na razão sinal-ruído: $S/N = 36$ (esquerda) e $S/N = 18$ (direita). Para melhor visualização, somente a região em torno de $H\text{-}\beta$ é mostrada. As demais regiões desses mesmos espectros são mostradas na Figura 3.8.

3.3 Obtenção dos parâmetros atmosféricos e velocidades radiais

O procedimento que adotamos para obtenção dos parâmetros atmosféricos é dividido em duas etapas:

Etapa 1 - Determinação da Temperatura efetiva (T_{eff}) a partir dos templates ELODIE: (a) Correlacionamos o espectro de uma determinada estrela contra todo o conjunto de templates da base ELODIE; (b) selecionamos os templates que resultaram no máximo valor de pico das CCFs computadas e registramos a classe e subclasse espectrais de cada um, bem como o valor de T_{eff} , usando as informações dos cabeçalhos; (c) somamos os valores de TDR dos templates de mesma classe e subclasse espectrais e selecionamos aqueles que correspondem ao maior TDR combinado; (d) calculamos a média e a dispersão da temperatura efetiva (T_{eff} e $\sigma_{T_{eff}}$), ponderadas pelos valores

de TDR, usando a subamostra de templates selecionada no passo (c); (e) os valores calculados para T_{eff} e $\sigma_{T_{eff}}$, bem como a classe e subclasse espectrais selecionadas, são então atribuídos à estrela em questão. O procedimento de determinação das temperaturas efetivas a partir dos templates ELODIE é útil, visto que essa base de dados observada apresenta maior cobertura em T_{eff} em comparação com a base de espectros sintéticos PHOENIX (como mostrado na seção 3.1);

Etapa 2 - Determinação da gravidade superficial ($\log(g)$) e metalicidade ($[Fe/H]$) a partir dos templates PHOENIX: (a) Filtramos o espaço de parâmetros coberto pela biblioteca sintética (Figura 3.3) selecionando todos os templates cujos valores de temperatura efetiva encontram-se dentro do intervalo $[T_{eff} - \sigma_{T_{eff}}, T_{eff} + \sigma_{T_{eff}}]$, determinado na Etapa 1; (b) correlacionamos o espectro de ciência com toda a amostra de templates sintéticos selecionada no passo (a); (c) selecionamos os templates que resultaram no máximo valor de pico (h_{max}) das CCFs e organizamos esse conjunto na ordem decrescente dos valores de TDR (temos que os templates melhor correlacionados com o espectro de ciência são aqueles que resultam nos maiores valores de h e de TDR, como explicitado na seção 3.2); (d) dentre os templates que resultaram em h_{max} , selecionamos uma subamostra para o cálculo dos valores médios $\langle \log(g) \rangle$, $\langle [Fe/H] \rangle$ e das respectivas dispersões; o número de templates escolhido para essa subamostra é tal que as dispersões máximas $\sigma_{\log(g)}$ e $\sigma_{[Fe/H]}$ admitidas correspondam ao passo da biblioteca em $\log(g)$ e em $[Fe/H]$ (Tabela 3.2).

Para realizar o passo (d) da Etapa 2, implementamos um procedimento que acrescenta, sucessiva e sequencialmente, templates à subamostra e calcula, de forma cumulativa, os valores de $\langle \log(g) \rangle$, $\langle [Fe/H] \rangle$, $\sigma_{\log(g)}$ e $\sigma_{[Fe/H]}$ a cada novo template incluído. O procedimento de inclusão encerra quando ao menos um dos valores de dispersão ($\sigma_{\log(g)}$, $\sigma_{[Fe/H]}$) se torna maior do que a precisão da biblioteca sintética no respectivo parâmetro (Tabela 3.2).

Após esse conjunto de procedimentos, exibimos na Figura 3.12 o espectro da estrela padrão HD 211341 (linhas pretas), corrigido de velocidade radial, juntamente aos cinco templates PHOENIX (pontos vermelhos) melhor correlacionados, a título de exemplo. Constantes arbitrárias foram adicionadas aos espectros normalizados, a fim de representá-los em uma mesma figura. Em todos os casos, obteve-se $h = h_{max} = 0,97$. Os respectivos valores de TDR são indicados. Os pontos azuis representam os resíduos (ciência menos template) em função do comprimento de onda em cada caso. As linhas horizontais contínuas indicam o “zero” dos resíduos. Para referência, algumas linhas de absorção proeminentes são indicadas. Podemos ver que o método

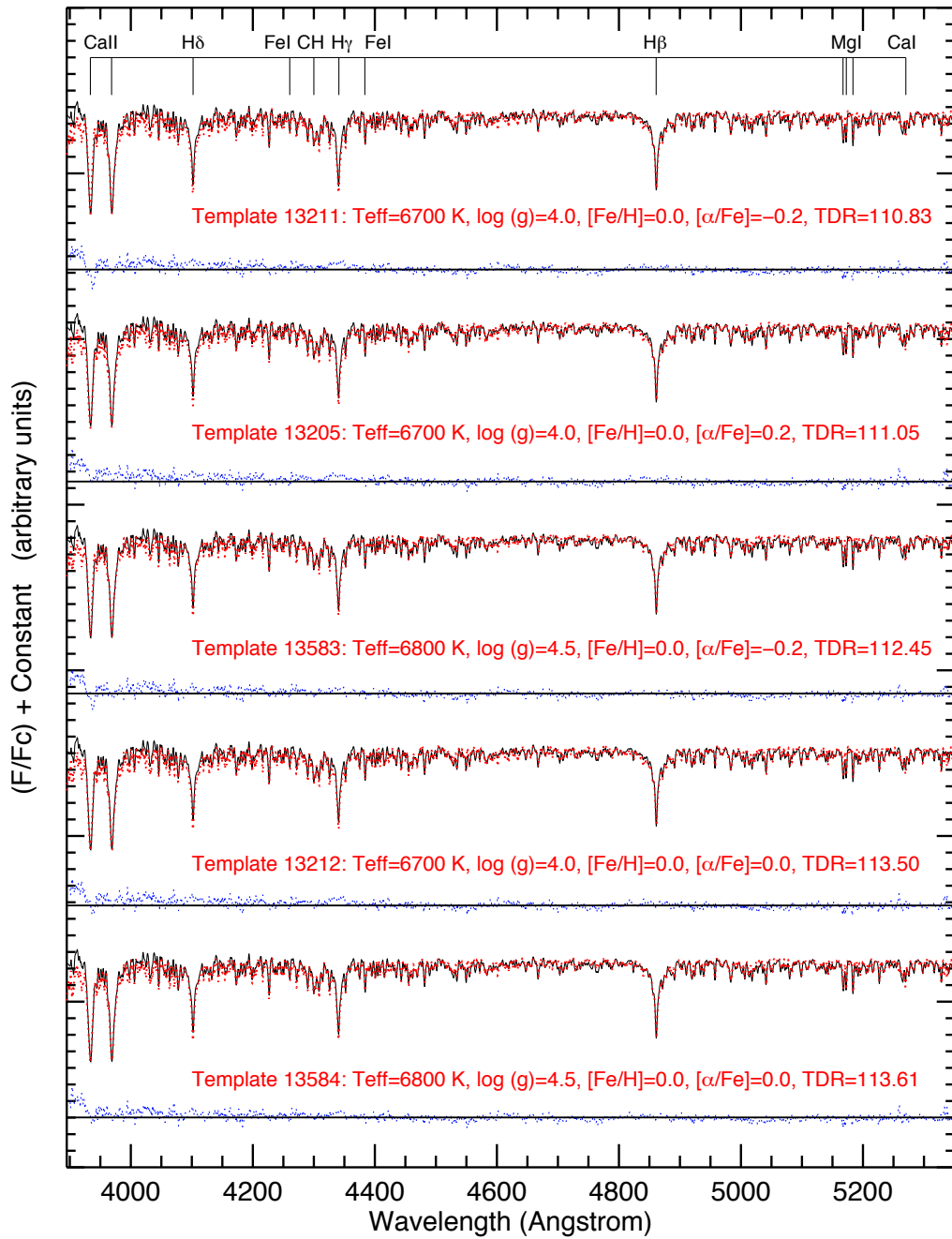


Figura 3.12: Espectro de HD 211341 (linhas pretas), corrigido de velocidade radial, e os cinco templates PHOENIX melhor correlacionados (para todos eles $h = 0,97$). Parâmetros atmosféricos (Temperatura efetiva, gravidade superficial e abundâncias químicas) e valores de TDR são mostrados. Os pontos azuis representam os resíduos (ciência menos template) como função do comprimento de onda. As linhas horizontais contínuas representam o “zero” dos resíduos. Para exibir o conjunto de espectros em um mesmo diagrama, adicionamos valores constantes aos fluxos normalizados pelo contínuo em cada caso. Algumas linhas de absorção proeminentes são indicadas, para referência.

foi capaz de selecionar modelos cujos perfis de linha são, de fato, semelhantes aos do espectro observado.

Para determinação das velocidade radiais observadas, tomamos os templates melhor correlacionados com cada um dos nossos espectros de ciência (no caso de HD 211341, por exemplo, tomamos o template 13584; ver lado direito da Figura 3.7 e Figura 3.12) e ajustamos gaussianas aos picos das CCFs produzidas pelo FXCOR. Quando executada em modo interativo, a tarefa permite selecionar a forma funcional que possibilita melhor ajuste aos *loci* de pontos da CCF. Temos então os valores de velocidade relativa (V_{rel}) objeto-template e a incerteza ($\sigma_{V_{rel}}$) associada.

Como os templates sintéticos foram gerados, evidentemente, com valores de comprimento de onda de repouso (λ_0) e desejamos determinar as velocidades radiais heliocêntricas (V_{helio}) dos objetos de ciência, devemos aplicar uma correção heliocêntrica (H_{star}) aos valores de V_{rel} medidos. Isso é feito com o uso da tarefa RVCORRECT, para a qual devemos fornecer a data da observação, o tempo universal, coordenadas equatoriais RA e DEC da estrela, equinócio das coordenadas e nome do observatório. No arquivo “obsdb.dat”, localizado no diretório “noao\$lib” do IRAF, encontra-se registrada uma lista de observatórios, cada qual contendo nome, latitude, longitude, altitude e fuso horário. A tarefa nos retorna o valor algébrico a ser *adicionado* ao valor de V_{rel} para obtermos a velocidade radial heliocêntrica.

Como verificação final do nosso método, aplicamos os procedimentos descritos nesta seção aos espectros das estrelas padrão HD 68089, HD 211341 e HD 38254 (estrelas observadas com o GMOS; ver Tabelas 2.2, 2.3 e 2.4) e comparamos os parâmetros atmosféricos derivados com os valores encontrados na literatura (Nordström et al. 2004; Holmberg et al. 2009; Casagrande et al. 2011). Para aumentar nossa amostra e explorar uma região mais abrangente no espaço de parâmetros, o método foi aplicado a outras seis estrelas padrão (HD 104471, HD 104982, HD 105004, CD-28 9374, HD 107122, HD 111433), previamente observadas (Maia 2012; Maia et al. 2009, daqui em diante MSCP09) com a mesma configuração instrumental utilizada nos nossos programas observacionais (Capítulo 2), e para seis estrelas obtidas da biblioteca ELODIE (HD 6920, HD 15866, HD 17382, HD 71497, HD 97633, HD 117176).

Estrelas dessas três amostras foram representadas com diferentes símbolos e cores na Figura 3.13, onde os valores derivados de T_{eff} , $\log(g)$ e $[Fe/H]$ são comparados aos valores obtidos da literatura. Como explicitado anteriormente, a própria biblioteca ELODIE foi utilizada para cômputo das temperaturas efetivas. Por essa razão, os seis espectros obtidos dessa base de dados não foram representados no painel à esquerda da Figura 3.13.

A Figura 3.13 mostra que os parâmetros atmosféricos determinados a

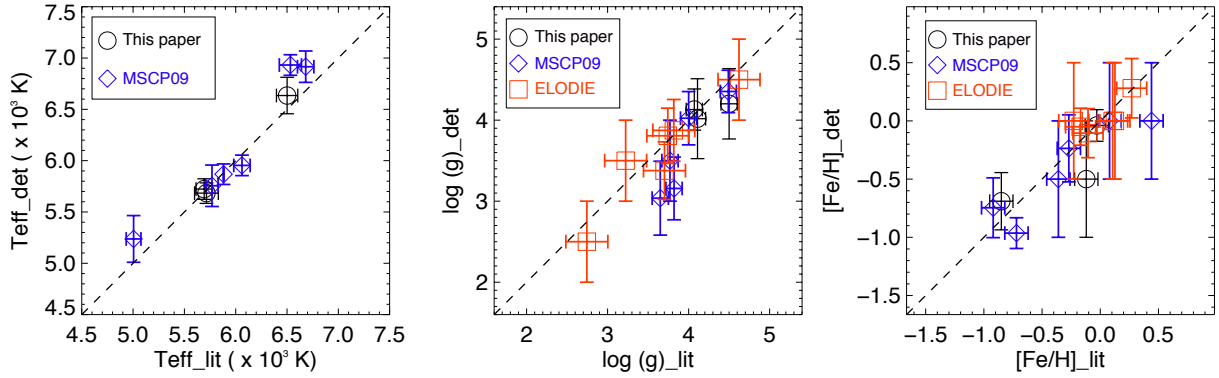


Figura 3.13: Comparação dos parâmetros atmosféricos derivados neste trabalho com os parâmetros obtidos da literatura para 15 estrelas padrão. Os espectros de três delas (HD 68089, HD 211341 e HD 38254) foram reduzidos e analisados no presente trabalho. Seis espectros foram previamente obtidos por MSCP09 e outros seis foram tomados da biblioteca ELODIE. As linhas pontilhadas indicam a reta identidade $y = x$.

partir do nosso método tendem a reproduzir os valores esperados, levando-se em conta as incertezas. Esse resultado demonstra a utilidade da biblioteca sintética no método de correlação cruzada, visto que ela preenche, no espaço de parâmetros, os intervalos que não são abrangidos pela biblioteca empírica, especialmente para metalicidades significativamente diferentes do valor solar. Quanto maior a resolução do espaço de parâmetros, mais eficiente é a derivação dos parâmetros estelares.

Capítulo 4

Calibração de isócronas no infravermelho próximo: índices de cor intrínsecos no diagrama cor-cor do 2MASS

No presente capítulo, utilizamos o diagrama cor-cor ($J - H$) \times ($H - K_s$) envolvendo os filtros do catálogo 2MASS para comparar a dispersão dos índices de cor intrínsecos previstos pelos modelos evolutivos PARSEC (BMG12) com índices de cor observados para estrelas de diferentes tipos espectrais. Empregamos sequências empíricas (SL09) para estrelas anãs e gigantes e também dados de catálogos de estrelas localizadas na vizinhança solar (bases de dados ELODIE (seção 3.1), MILES e IRTF, descritas a seguir).

Com base nas discrepâncias observadas entre os modelos e os dados observados, propusemos uma recalibração empírica dos índices de cor das isócronas. Esse procedimento será importante nos capítulos seguintes, pois permitirá a obtenção de índices de cor intrínsecos para o conjunto de estrelas observadas espectroscopicamente, além de uma melhor sobreposição das isócronas aos dados nos diagramas fotométricos (CMDs e diagramas cor-cor).

4.1 Comparações entre modelos e sequências empíricas no diagrama cor-cor

Índices de cor intrínsecos $(J-H)_0$ e $(H-K_s)_0$ nas bandas fotométricas do 2MASS foram obtidos por SL09 para estrelas de sequência principal (classe V, ou anãs) e gigantes (classe III) frias (*late types*), abrangendo os seguintes tipos espectrais: O5 V a M9 V e G5 III a M5 III. SL09 utilizaram uma amostra de 980 estrelas de sequência principal e 308 gigantes com fotometria 2MASS e dados espectroscópicos catalogados. Parte dessa amostra contém estrelas pertencentes a aglomerados ou associações OB com excessos de cor $E(B-V) \leq 0,4$ e parte contém estrelas de campo localizadas próximas ao Pólo Norte Galáctico, onde $E(B-V) \lesssim 0,03$ (ver SL09 e referências nele contidas).

SL09 determinaram os índices de cor intrínsecos para cada um dos tipos espectrais presentes na amostra; para isso, foram ajustadas curvas suaves aos *loci* de pontos em diagramas $(J-H)_0 \times$ tipo espectral e $(H-K_s)_0 \times$ tipo espectral, tanto para sequência principal quanto para gigantes. Os resíduos típicos desse conjunto de calibrações variaram de 0,02 a 0,06 mag. Dentre os efeitos que contribuem para o espalhamento dos dados ao longo das sequências ajustadas tem-se, além dos erros na fotometria e na determinação do avermelhamento, a possível presença de estrelas com disco circunstelar, o que produz excessos de fluxo no infravermelho, atividade cromosférica, variabilidade fotométrica, binariedade e incertezas na classificação espectral.

No caso das gigantes, a amostra de SL09 não contém estrelas com tipos espectrais mais frios do que M5, devido a variações nas magnitudes em consequência da pulsação estelar. Uma dificuldade adicional na calibração dos índices de cor $(J-H)_0$ e $(H-K_s)_0$ em termos dos tipos espectrais é o fato de que a maioria das estrelas gigantes de campo catalogadas com tipos espectrais bem determinados e baixos valores de avermelhamento apresentam magnitudes mais brilhantes do que o limite de saturação do catálogo 2MASS (SL09).

Embora não trivial, é desejável a construção de sequências que relacionem os índices de cor intrínsecos obtidos diretamente dos filtros J, H e K_s do catálogo 2MASS com os diferentes tipos espectrais, visto que essas sequências independem de transformações entre diferentes sistemas fotométricos. Carpenter (2001), por exemplo, estabelece um conjunto de equações de calibração que conectam as magnitudes JHK_s com o sistema fotométrico $JHKL$ de Johnson-Glass (Bessell & Brett, 1988). A desvantagem desse tipo de procedimento é que as incertezas associadas às calibrações podem introduzir erros sistemáticos nas sequências finais produzidas.

Na presente seção, utilizamos o diagrama cor-cor intrínseco $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ do 2MASS para estabelecer uma comparação entre os índices de cor previstos pelos modelos evolutivos PARSEC (BMG12) e os índices de cor observados para estrelas de diferentes tipos espectrais. Para isso, selecionamos uma amostra de estrelas de sequência principal das bases de dados ELODIE (seção 3.1) e IRTF (Rayner et al. 2009, de agora em diante RCV09). A biblioteca IRTF¹³ é uma coleção de espectros estelares de média resolução ($R \approx 2000$; $0,8 \leq \lambda(\mu\text{m}) \leq 5,0$) obtidos com o espectrógrafo SpeX, acoplado ao *NASA Infrared Telescope Facility* - IRTF (Mauna Kea, Hawaii). Os espectros são calibrados em fluxo absoluto utilizando fotometria 2MASS, corrigidos de avermelhamento interestelar e de velocidade radial. Em sua versão atual, a biblioteca contém estrelas de tipos espectrais entre F e M e classes de luminosidade entre I e V. Selecionamos também um conjunto de estrelas gigantes das bases ELODIE e IRTF e complementamos essa amostra com estrelas da base de dados MILES¹⁴ (Sánchez-Blázquez et al., 2006). Essa biblioteca é constituída por espectros de 985 estrelas obtidos com o telescópio de 2,5 m Isaac Newton (La Palma, Espanha). A cobertura espectral é $3525 \leq \lambda(\text{Å}) \leq 7500$, com resolução de 2,3 Å.

Nossa amostra contém um total de 302 estrelas abrangendo tipos espectrais desde 08V até M9.5V e desde O7III até M10III (incluímos também gigantes brilhantes - classe II - e subgigantes - classe IV) e com diferentes metalicidades. Os dados de cada estrela constam na Tabela 4.1. No caso das estrelas das bases ELODIE e MILES, as magnitudes J, H, K_s foram obtidas diretamente do catálogo 2MASS. Com os excessos de cor $E(B - V)$ informados nos cabeçalhos dos espectros, pudemos obter os índices de cor intrínsecos. Para isso, usamos as relações de extinção de Rieke & Lebofsky (1985, daqui em diante RL85):

$$\begin{cases} A_J = 0,282 A_V \\ A_H = 0,175 A_V \\ A_{K_s} = 0,112 A_V \\ A_V = 3,09 E(B - V) \end{cases} \quad (4.1)$$

No caso das estrelas do IRTF, computamos os valores de $(J - H)_0$ e $(H - K_s)_0$ através da convolução das curvas que definem os filtros com o espectro estelar: para uma dada banda fotométrica X, a magnitude é calculada pela seguinte expressão

¹³Disponível em http://irtfweb.ifa.hawaii.edu/~spex/IRTF_Spectral_Library/

¹⁴Disponível em <http://www.iac.es/proyecto/miles/pages/stellar-libraries/miles-library.php>

$$X = -2,5 \log \left[\int f_\lambda S_X(\lambda) d\lambda \right] + 2,5 \log \left(F_X^{Vega} \right) + m_{*,X} \quad (4.2)$$

onde as curvas de transmissão $S_X(\lambda)$ foram interpoladas linearmente para reamostragem nos comprimentos de onda do espectro; $m_{*,X}$ é a constante de ponto zero adotada para a banda X; no 2MASS, $J_* = -0,001$, $H_* = 0,019$; $K_{s,*} = -0,017$ mag (Cohen et al., 2003). Os parâmetros atmosféricos T_{eff} , $\log(g)$ e $[Fe/H]$ constam nos cabeçalhos dos espectros. Quando indisponíveis nos cabeçalhos, complementamos essas informações com dados da literatura (ver coluna de referências na Tabela 4.1).

Nas Figuras 4.1 e 4.2, mostramos os diagramas cor-cor intrínsecos $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para estrelas de sequência principal e gigantes. Em ambas, as sequências de SL09 são indicadas pela linha tracejada. Os intervalos de $[Fe/H]$ são indicados com cores; estrelas sem informação de metalicidade são representadas em vermelho. O Sol ($(J - H)_\odot = 0,286 \pm 0,019$ mag; $(H - K_s)_\odot = 0,076 \pm 0,019$ mag; Casagrande et al. 2012) também foi representado, para referência.

Tabela 4.1: Amostra de estrelas de sequência principal e gigantes representadas no diagrama cor-cor das Figuras 4.1 e 4.2. Os índices de cor foram obtidos do 2MASS. Referências para tipos espectrais, temperaturas efetivas, gravidades superficiais e excessos de cor: 1. Moulata et al. (2004); 2. Rayner et al. (2009); 3. Ostlie & Carroll (1996); 4. Prugniel et al. (2011); 5. Delgado Mena et al. (2015); 6. Rojas-Ayala et al. (2012); 7. Newton et al. (2014); 8. Sánchez-Blázquez et al. (2006); 9. Luck (2015); 10. Luck (2014). Estrelas marcadas com * foram utilizadas na recalibração empírica das isócronas PARSEC (vide texto para detalhes). Estrelas marcadas com † constam em mais de uma base de dados (coluna Referências).

ID	Outro	Sp	T_{eff} (K)	$\log(g)$ (cm/s^2)	$[Fe/H]$ (dex)	$(J - H)$ (mag)	$(H - K_s)$ (mag)	$E(B - V)$ (mag)	Ref.
Sequência principal									
HD 034078		O9.5Vvar	34781	4.0	-0.02	-0.01	-1.29	0.49	1
HD 013268		O8Vnn	36764	3.7	0.13	-0.07	0.02	0.45	1
HD 014633		O8.5V	35649	3.8	0.04	-0.13	-0.07	0.10	1
HD 214680	10 Lac	O9V	35495	4.0	0.02	-0.13	-0.06	0.10	1
HD 138749	θ CrB	B6Vnn	14775	3.6	-0.06	-0.04	0.04	0.03	1
HD 147550*		B9V	10400	3.4	-0.17	0.03	0.02	0.15	1
HD 161677*		B6V	15331	3.5	-0.06	-0.02	-0.02	0.17	1
HD 161941*		B9.5V	10630	4.2	0.24	-0.02	0.07	0.24	1
HD 162028*	V2327 Oph	B6V	13568	3.8	-0.13	-0.05	0.00	0.18	1
HD 168797*		B3Ve	17725	3.3	-0.02	-0.04	0.01	0.17	1
HD 194244*		B9V	12001	4.0	-0.15	0.01	-0.01	0.05	1
HD 224559		B4Vne	29689	3.0	0.01	-0.03	0.07	0.13	1
BD+463471	V1578 Cyg	B9.5Ve	10345	4.7	0.26	0.52	0.80	0.14	1
HD 000560*	34 Psc	B9V	10705	4.0	-0.36	0.01	-0.07	0.05	1
HD 003369	π And	B5V	15522	3.6	-0.03	0.02	0.07	0.03	1
HD 214167	8 Lac A	B2Ve	28771	2.9	-0.02	-0.07	0.15	0.11	1
HD 040964		B8V	11126	4.0	-0.25	-0.04	0.04	0.07	1
HD 042035*		B9V	10720	4.0	0.09	-0.01	0.00	0.02	1
HD 042597*		B1V	19795	3.5	-0.06	-0.08	0.00	0.14	1
HD 043285*		B6V	14719	3.6	-0.08	-0.05	-0.05	0.04	1
HD 044783		B8Vn	16655	3.1	0.00	-0.03	0.04	0.03	1
HD 046380		B2Vne	32494	2.4	-0.17	0.20	0.32	0.72	1
HD 050209		B9Ve	17612	3.1	0.04	-0.01	0.10	0.18	1
HD 050696*		B1:V:nne	21266	3.0	-0.04	-0.03	0.01	0.25	1
HD 055606		B1:V:nnpe	24815	-	0.00	0.10	0.23	0.22	1
HD 074280	η Hya	B3V...	17502	3.5	-0.03	0.09	0.04	0.02	1
HD 079469	θ	B9.5V	10067	3.9	-0.50	-0.59	0.10	0.00	1
HD 172488		B0.5V	28955	3.7	-0.10	0.10	0.06	0.81	1
HD 174069*		B1.5V	19231	3.5	-0.06	-0.03	0.05	0.34	1
HD 177756	λ Aql	B9Vn	11366	4.0	-0.15	0.05	-0.09	0.01	1
HD 179406*	20 Aql	B3V	17229	3.4	-0.06	-0.05	0.14	0.33	1

Tab. 4.1 - cont.

ID	Outro	Sp	T_{eff} (K)	$\log(g)$ (cm/s^2)	$[Fe/H]$ (dex)	$(J - H)$ (mag)	$(H - K_s)$ (mag)	$E(B - V)$ (mag)	Ref.
HD 196867	α Del	B9V	11021	4.0	-0.22	0.01	0.06	0.04	1
HD 209459*	21 Peg	B9.5V	10851	4.0	0.19	-0.05	0.00	0.00	1
HD 212076	31 Peg	B2IV-V	21425	3.1	-0.05	0.01	0.12	0.10	1
HD 212571	π Aqr	B1Ve	20800	3.2	-0.02	-0.06	0.01	0.00	1
HD 214168	8 Lac B	B2V	28830	2.9	-0.03	-0.17	-0.01	0.12	1
HD 214923	ζ Peg	B8.5V	11577	4.1	-0.06	0.01	-0.04	0.02	1
HD 217891*	β Psc	B6Ve	15702	3.6	-0.05	-0.04	0.06	0.04	1
HD 040446	60 Ori	A1Vs	9534	3.7	-0.90	-0.02	0.12	0.00	1
HD 071155	30 Mon	A0V	9585	3.8	-0.77	0.03	0.01	0.05	1
HD 077093*		A9Vn	7319	3.7	-2.27	0.08	0.06	0.07	1
HD 086986		A1V	7371	4.0	-1.99	0.11	0.00	0.03	1
HD 097633	θ Leo	A2V	9056	3.2	-0.23	-0.08	0.11	0.00	1
HD 163624*		A3V	8579	3.6	-0.04	0.06	0.05	0.05	1
HD 173495*		A1V	9441	3.8	-0.76	-0.04	0.07	0.04	1
HD 174240*		A1V	9489	3.9	-0.40	-0.01	0.03	0.03	1
BD+473452*		A2V	8219	4.0	0.19	-0.01	0.09	0.10	1
BD+473454*		A2V	8895	3.6	-1.25	-0.04	0.02	0.17	1
BD+473458*		A1V	9337	3.8	-0.85	-0.05	0.00	0.11	1
HD 001280	θ And	A2V	8642	3.8	-0.29	0.30	0.16	0.01	1
HD 005448	μ And	A5V	8176	4.0	-0.08	-0.03	0.02	0.00	1
HD 006695*	79 Psc	A3V	8696	3.7	-1.25	0.01	0.05	0.00	1
HD 006961	θ Cas	A7Vvar	7918	3.5	-2.18	0.17	0.15	0.00	1
HD 008538	δ Cas	A5V...	8125	3.9	-0.39	-0.03	0.12	0.00	1
HD 011636	β Ari	A5V...	8268	3.9	0.07	-0.01	0.08	0.00	1
HD 011946		A0Vn	10057	3.9	-0.56	-0.12	0.09	0.07	1
HD 012216	50 Cas	A2V	9169	3.7	-0.50	-0.01	-0.02	0.00	1
HD 013041	58 And	A5IV-V	8509	3.8	-0.54	0.05	0.15	0.01	1
HD 014191*	θ Ari	A1Vn	10191	3.9	-0.50	-0.07	0.07	0.00	1
HD 042111*		A3Vn	9942	4.1	-0.23	0.05	0.09	0.08	1
HD 044333*		A4.5V	7638	4.1	-0.55	0.14	0.06	0.02	1
HD 124320*		A2V	8120	3.5	-1.92	0.04	0.02	0.08	1
HD 156729	69 Her	A2V	9469	3.7	-0.90	0.31	0.02	0.00	1
HD 161270	61 Oph	A1IV-V	9897	3.9	-0.51	0.00	0.02	0.08	1
HD 161289*		A0V	9924	3.8	-0.54	-0.07	0.03	0.13	1
HD 161868	γ Oph	A0V	9659	3.8	-0.72	-0.07	0.04	0.05	1
HD 172167	Vega	A0V	9630	3.5	-0.77	-0.15	-0.16	0.00	1
HD 174866		A7Vn	7851	3.9	-0.51	0.05	0.05	0.00	1
HD 175543*		A5V	8288	3.7	0.01	0.02	0.05	0.06	1
HD 175638	63 Ser A	A5V	8147	3.9	-0.46	0.00	0.08	0.01	1
HD 175639	63 Ser B	A5Vn	7802	3.9	-0.59	0.06	-0.08	0.06	1
HD 179791*		A3V	9210	4.0	-0.47	0.03	0.08	0.01	1
HD 205198*		A1.5Vp	9911	3.7	-0.92	0.02	-0.02	0.15	1
HD 209993*		A3V	9338	3.8	-0.79	0.02	-0.01	0.01	1
HD 212061	γ Aqr	A0V	9980	3.8	-0.43	0.06	0.03	0.02	1
HD 213558	α Lac	A1V	9390	3.8	-0.80	-0.04	0.02	0.01	1
HD 216735	ρ Peg	A1V	9519	3.7	-0.76	0.21	0.17	0.00	1
HD 222603	λ Psc	A7V	7826	4.1	0.05	0.17	0.14	0.00	1
HD 108519*		F0Vn	7200	4.4	-	0.09	0.03	0.00	2,3
HD 213135		F1V	6918	-	-0.24	0.15	0.09	0.00	2
HD 113139*	78 UMa	F2V	6890	4.1	0.02	0.16	0.21	0.01	2
HD 26015*		F3V	6880	4.3	0.09	0.19	0.02	0.00	2
HD 16232*	30 Ari B	F4V	6462	4.5	0.27	0.17	0.09	0.09	2
HD 87822*		F4V	6545	4.2	0.19	0.12	0.12	0.03	2
HD 27524*		F5V	6519	4.4	0.13	0.18	0.02	0.00	2,3,4
HD 218804*	6 And	F5V	6222	4.0	-0.27	0.41	0.06	0.00	2
HD 215648*	χ Peg	F6V	6000	4.1	-0.28	0.28	0.12	0.02	2
HD 126660*	23 Boo	F7V	6338	4.3	-0.05	0.20	0.24	0.00	2
HD 27383*	55 Tau	F8V	6280	4.6	0.10	0.23	0.05	0.03	2
HD 219623*		F8V	6145	4.2	0.01	0.27	0.29	0.00	2
HD 114710*	β Com	F9.5V	6146	4.5	0.06	0.24	0.07	0.00	2
HD 176051*		F9V	6030	4.4	-0.04	0.24	-0.04	0.03	2
HD 165908*	b Her	F9V	6020	4.5	-0.56	0.22	0.13	0.00	2
HD 102870*	β Vir	F8.5IV-V	6146	4.3	0.20	0.23	0.09	0.00	2
HD 109358*	β CVn	G0V	6000	4.5	0.07	0.31	0.06	0.00	2
HD 95128*	47 UMa	G1V	5882	4.3	0.01	0.22	-0.01	0.00	2
HD 20619*		G1.5V	5600	4.0	-0.45	0.32	0.08	0.04	2
HD 10307*		G1V	5898	4.3	-0.02	0.30	0.13	0.00	2
HD 76151*		G2V	5600	4.4	-0.02	0.25	0.17	0.04	2
HD 10697*	109 Psc	G3Va	5641	4.1	0.14	0.71	0.08	0.08	2
HD 214850		G4V	5420	-	-0.22	0.41	0.27	0.05	2
HD 165185*		G5V	5895	4.5	-0.06	0.22	0.14	0.00	2
HD 115617*	61 Vir	G6.5V	5600	4.0	-0.03	0.36	0.02	0.00	2
HD 75732*	ρ Cnc	G8V	5336	4.5	0.40	0.50	0.25	0.12	2
HD 101501*	61 UMa	G8V	5538	4.7	0.03	0.34	0.06	0.00	2
HD 145675*	14 Her	K0V	5300	4.3	0.50	0.36	0.09	0.07	2
HD 10476*	107 Psc	K1V	5196	4.5	-0.20	0.46	0.11	0.00	2
HD 3765*		K2V	5067	4.4	0.10	0.42	0.11	0.02	2
HD 219134*		K3V	4913	4.5	0.08	0.51	0.21	0.04	2
HD 45977		K4V	4590	-	0.03	0.48	0.19	0.12	2,5
HD 36003*		K5V	4465	4.6	0.00	0.50	0.23	0.00	2

Tab. 4.1 - cont.

ID	Outro	Sp	T_{eff} (K)	$\log(g)$ (cm/s^2)	$[Fe/H]$ (dex)	$(J - H)$ (mag)	$(H - K_s)$ (mag)	$E(B - V)$ (mag)	Ref.
HD 201092*	61 Cyg B	K7V	4120	4.4	-0.63	0.65	0.35	0.02	2
HD 237903*	36 UMa B	K7V	4070	4.7	-0.18	0.62	0.14	0.02	2
HD 209290		M0.5V	3800	-	0.02	0.63	0.24	0.04	2,5
HD 19305*		M0V	3850	4.5	-	0.65	0.20	0.01	2,3
HD 36395*		M1.5V	3742	4.7	0.21	0.85	0.11	0.00	2
HD 42581		M1V	3720	-	-	0.71	0.23	0.00	2
Gl 381		M2.5V	3500	-	-	0.55	0.28	0.05	2
Gl 581	HO Lib	M2.5V	3500	-	-0.10	0.61	0.26	0.08	2,6
Gl 806*		M2V	3580	4.7	-0.11	0.56	0.24	0.02	2,3,6
HD 95735*		M2V	3620	4.9	-0.20	0.56	0.39	0.01	2
Gl 273		M3.5V	3420	-	-0.17	0.50	0.36	0.00	2,6
Gl 388	γ Leo C	M3V	3470	-	0.28	0.61	0.25	0.00	2,6
Gl 268AB	QY Aur	M4.5V	3300	-	0.10	0.58	0.31	0.00	2,6
Gl 213	V1352 Ori	M4V	3370	-	-0.25	0.50	0.24	0.00	2,6
Gl 299		M4V	3370	-	-0.46	0.50	0.27	0.12	2,6
Gl 51*	V388 Cas	M5V	3240	4.8	0.28	0.60	0.30	0.00	2,3,6
Gl 866ABC	EZ Aqr	M5V	2747	5.1	0.05	0.60	0.42	0.16	2,6
GJ 1111	DX Cnc	M6.5V	2990	-	-0.19	0.62	0.36	0.04	2,6
Gl 406	CN Leo	M6V	3050	-	0.18	0.60	0.40	0.06	2,6
Gl 644C		M7V	2940	-	-0.32	0.57	0.39	0.10	2,6
Gl 752B	V1298 Aql	M8V	2640	5.2	0.09	0.68	0.46	0.00	2,3,7
LP 412-31		M8V	2640	5.2	-	0.69	0.43	0.00	2,3
BRI B0021-0214		M9.5V	2600	-	-	0.91	0.55	0.00	2
DENIS-PJ 1048-3956		M9V	2600	-	-	0.63	0.46	0.00	2
LHS 2065		M9V	2600	-	0.16	0.74	0.53	0.00	2,6
LHS 2924		M9V	2600	-	-0.19	0.76	0.48	0.00	2,6
LP 944-20		M9V	2600	-	-	0.71	0.47	0.00	2
Gigantes									
HD 016429	V482 Cas	O9.5III	35184	3.5	0.06	0.17	0.09	0.82	1
HD 190864		O7III...	40798	3.7	0.13	-0.02	0.02	0.46	1
HD 000358	α And	B8IVmnp..	11602	4.1	0.24	-0.16	0.06	0.02	1
HD 037202	ζ tau	B4IIIp	22582	2.5	-0.20	-0.05	0.24	0.07	1
HD 045910		B2:IIpshe	20927	-	0.00	0.41	0.33	0.52	1
HD 109387	κ Dra	B6IIIp	32915	3.4	0.05	-0.09	0.09	0.05	1
HD 163641		B9III	11084	4.2	0.16	-0.07	0.03	0.12	1
HD 176437 [†]	γ Lyr	B9III	11110	4.3	0.27	-0.11	0.11	0.03	1
		B9III	10282	3.5	0.20	-0.11	0.11	0.02	8
HD 196426		B8IIp	11899	4.1	0.31	-0.08	0.02	0.07	1
HD 000144	10 Cas	B9III	13759	3.7	0.00	-0.01	0.00	0.09	1
HD 000886 [†]	γ Peg	B2IV	19422	3.5	-0.07	-0.14	-0.13	0.03	1
		B2IV	21581	3.9	0.06	-0.14	-0.13	0.01	8
HD 003360 [†]	ζ Cas	B2IV	19486	3.6	-0.07	-0.11	0.00	0.05	1
		B2IV	21170	3.9	0.12	-0.11	0.00	0.04	8
HD 005394	γ Cas	B0IVe	30652	2.6	-0.07	0.05	0.24	0.30	1
HD 007374 [†]	87 Psc	B8III	12085	4.1	0.27	-0.14	0.00	0.07	1
		B8III	13324	4.0	-0.70	-0.14	0.00	0.04	8
HD 043526		B7III	15310	3.6	0.01	-0.09	0.01	0.06	1
HD 144206	6 Her	B9III	11799	4.2	0.43	-0.15	0.04	0.03	1
HD 155763 [†]	ζ Dra	B6III	14478	3.5	0.13	-0.04	0.03	0.03	1
		B6III	13397	4.2	-0.95	-0.04	0.03	0.03	8
HD 176630		B4IV	18974	3.2	-0.03	0.03	0.03	0.30	1
HD 179761 [†]	21 Aql	B8II-III	13182	4.1	0.46	-0.03	0.04	0.04	1
		B8II-III	13175	3.3	-0.14	-0.03	0.04	0.03	8
HD 180163 [†]	η Lyr	B2.5IV	17972	3.4	0.01	-0.07	-0.12	0.06	1
		B2.5IV	17360	3.4	-0.01	-0.07	-0.12	0.07	8
HD 181440	27 Aql	B9III	11124	4.1	0.14	-0.03	0.02	0.06	1
HD 191692	θ Aql	B9.5III	10532	4.0	0.03	0.01	-0.02	0.02	1
HD 212454 [†]		B8III-IV	14475	3.7	0.42	-0.13	-0.06	0.05	1
		B8III-IV	15512	4.1	0.70	-0.13	-0.06	0.05	8
HD 213420	6 Lac	B2IV	20009	3.4	-0.04	0.29	-0.05	0.15	1
HD 224544		B6IVe	16994	3.4	0.02	-0.09	-0.02	0.09	1
HD 216831 [†]		B7III	14560	3.4	0.03	-0.07	0.01	0.00	1
		B7III	12923	3.8	0.40	-0.07	0.01	0.06	8
HD 216916 [†]	16 Lac	B2IV	19744	3.4	-0.06	-0.13	-0.03	0.10	1
		B2IV	22989	3.9	-0.23	-0.13	-0.03	0.10	8
HD 217833	V638 Cas	B9IIlwe...	13160	4.1	0.85	-0.08	-0.01	0.00	1
HD 218045	α Peg	B9.5III	10202	4.0	-0.36	-0.21	0.10	0.02	1
HD 218376	1 Cas	B0.5IV	28818	3.9	-0.13	-0.07	-0.05	0.25	1
HD 220575 [†]		B8III	12461	4.2	0.51	-0.08	0.04	0.07	1
		B8III	12293	3.7	0.50	-0.08	0.04	0.12	8
HD 222439	κ And	B9IVn	10594	3.9	-0.40	0.03	0.02	0.03	1
HD 017081	π Cet	B7IV	13320	3.6	0.03	-0.03	-0.04	0.00	8
HD 027295	53 Tau	B9IV	11704	3.9	-0.74	-0.04	0.00	0.00	8
HD 041692		B5IV	14400	3.1	-0.40	-0.06	0.00	0.04	8
HD 138764	IU Lib	B6IV	13827	4.0	-0.13	-0.11	0.07	0.05	8
HD 149121	n Her	B9.5III	11100	3.8	0.12	-0.01	0.01	0.01	8

Tab. 4.1 - cont.

ID	Outro	Sp	T_{eff} (K)	$\log(g)$ (cm/s^2)	$[Fe/H]$ (dex)	$(J-H)$ (mag)	$(H-K_s)$ (mag)	$E(B-V)$ (mag)	Ref.
HD 160762	ι Her	B3IV	19000	3.8	0.10	-0.08	0.12	0.02	8
HD 164432		B2IV	21311	3.7	-0.33	-0.03	-0.07	0.16	8
HD 174959		B6IV	14681	4.0	-0.80	-0.09	-0.03	0.04	8
HD 175640		B9III	12050	3.9	-0.43	-0.05	0.05	0.04	8
HD 176301		B7 III-IV	13100	3.5	0.18	-0.07	-0.01	0.07	4,8
HD 187879	V380 Cyg	B1III	19676	3.4	1.25	-0.05	-0.01	0.22	8
HD 192907	κ Cep	B9III	10675	3.7	-0.05	0.09	-0.01	0.02	8
HD 202671	30 Cap	B5II/III	15273	4.2	1.20	-0.06	-0.02	0.04	8
HD 205021	β Cep	B2IIIvar	26740	4.2	-0.23	-0.11	-0.15	0.04	8
HD 204754		B8III	12923	3.5	-0.28	-0.03	0.02	0.22	8
HD 207330	81 Cyg	B3III	18351	3.5	-0.10	0.21	-0.01	0.10	8
HD 210424	38 Aqr	B5III	13860	4.0	-0.26	-0.08	0.03	0.00	8
HD 002628 [†]	28 And	A7III	7003	3.8	0.00	0.17	0.23	0.02	1
		A7III	7325	3.6	0.00	0.17	0.23	0.01	8
HD 044769	ϵ Mon A	A5IV	7728	3.7	-2.10	0.15	-0.20	0.02	1
HD 077350	69 Cnc	A0III	10471	3.9	0.26	-0.06	0.04	0.04	1
HD 085235 [†]	ϕ Uma	A3IV	8850	3.3	-0.28	0.13	0.19	0.15	1
		A3IV	11200	3.5	-0.40	0.13	0.19	0.00	8
HD 169959		A0III	10565	4.1	0.07	0.03	0.01	0.12	1
HD 172522*		A2III	9208	2.6	-1.34	0.07	0.09	0.17	1
HD 205331		A1III	10015	3.9	0.17	-0.08	0.05	0.06	1
HD 206088	γ Cap	A7III:mp..	7433	3.7	0.52	0.22	0.00	0.01	1
HD 214994 [†]	43 Peg	A1IV	9436	3.1	-0.14	0.37	0.03	0.00	1
		A1IV	9608	3.7	0.08	0.37	0.03	0.02	8
HD 221756* [†]	15 And	A1III	9564	3.8	-0.79	-0.01	0.03	0.08	1
		A1III	9020	3.9	-0.50	-0.01	0.03	0.02	8
HD 050420*	V352 Aur	A9III	7412	3.4	0.30	0.16	0.08	0.04	8
HD 112028*		A1 III	9480	3.3	-0.39	-0.03	0.03	0.07	4,8
HD 111786*	MO Hya	A0III	7450	3.9	-1.60	0.13	0.04	0.02	8
HD 123299	α Dra	A0 III	10100	3.3	-0.56	-0.20	-0.01	0.01	8
HD 181470*		A0III	10012	3.6	-0.46	-0.02	-0.01	0.05	8
HD 189849	15 Vul	A4III	7972	3.6	0.08	0.12	0.26	0.03	8
HD 197461	11 Del	A7III:mp...	7176	3.4	-0.30	0.15	-0.09	0.01	8
HD 204041*		A1IV	8100	4.0	-0.98	0.09	0.04	0.03	8
HD 218640		A3IV:	5640	3.6	0.27	0.46	0.04	0.02	8
HD 027962	68 Tau	A2IV	8850	3.8	0.13	-0.04	0.28	0.05	8
HD 13174*	14 Ari	F0III-IVn	7000	3.7	0.30	0.08	0.30	0.00	2
HD 89025*	ζ Leo	F0IIIa	6950	3.0	-0.03	0.07	0.00	0.00	2
HD 40535	1 Mon	F2III-IV	6870	-	-	0.13	0.07	0.00	2
HD 21770*	36 Per	F4III	6615	4.1	0.03	0.25	0.20	0.00	2
HD 75555*		F5.5III-IV	6490	3.6	0.02	0.18	0.04	0.04	2
HD 186155*		F5II-III	6780	3.3	0.26	0.20	0.08	0.00	2
HD 17918*		F5III	6700	4.0	0.00	0.14	0.11	0.04	2
HD 160365*		F6III-IV	6180	3.0	-0.26	0.24	0.07	0.10	2
HD 124850*	ι Vir	F7III	6222	4.2	-0.09	0.23	0.11	0.03	2
HD 220657*	68 Peg	F8III	5920	3.2	-0.26	0.30	0.20	0.09	2
HD 6903*	81 Psc	F9IIIa	5730	2.7	-0.35	0.38	0.01	0.11	2
HD 6130		F0II	7400	1.5	0.02	0.30	0.28	0.29	2
HD 27397	57 Tau	F0IV	7100	4.3	-	0.07	0.07	0.00	2
HD 173638*		F1II	7090	1.7	-0.10	0.30	0.07	0.38	2
HD 11443*	α Tri	F6IV	6288	3.9	0.00	0.22	-0.09	0.03	2
HD 201078*		F7II	6230	1.9	-0.10	0.25	0.02	0.04	2
HD 111844*		F8IV	6160	3.7	0.02	0.23	0.04	0.03	2
HD 164136*	94 Her	F2IV	6575	2.0	-0.33	0.14	0.05	0.01	2
HD 216219*		G1II-III	5478	2.8	-0.55	0.23	0.10	0.00	2
HD 21018*		G1III	5250	3.0	0.00	0.30	0.21	0.17	2
HD 219477	61 Peg	G2II-III	5450	-	-	0.58	0.23	0.08	2
HD 88639		G3IIIb	5300	-	-0.10	0.50	0.21	0.00	2,9
HD 108477		G4III	5200	-	-	0.34	0.23	0.00	2
HD 94481*		G4III-IIIb	5355	3.0	-0.12	0.48	0.01	0.00	2,9
HD 18474*		G5III	5013	2.4	-0.23	0.43	0.21	0.00	2
HD 193896		G5IIIa	5150	-	-0.12	0.46	-0.20	0.01	2,9
HD 27277		G6III	5100	-	-	0.49	0.11	0.07	2
HD 16139		G7.5IIIa	4950	-	-	0.47	0.12	0.11	2
HD 182694*		G7IIIa	5067	2.6	-0.04	0.44	0.16	0.00	2
HD 122563*		G8III	4582	0.9	-2.50	0.76	0.30	0.00	2
HD 104979*	9 Vir	G8III	5250	3.2	-0.29	0.42	0.11	0.03	2
HD 1357228*	δ Boo	G8III	4800	2.7	-0.50	0.67	-0.24	0.00	2
HD 222093*		G9III	4730	2.8	-0.25	0.65	0.04	0.04	2
HD 126868*	ϕ Vir	G2IV	5600	3.9	-0.02	0.42	0.05	0.06	2
HD 176123*		G3II	5200	2.2	-	0.53	0.05	0.12	2
HD 58367*	ϵ CMi	G6IIb	4820	2.0	-0.22	0.49	0.14	0.10	2,10
HD 25877*		G7II	5060	1.9	0.12	0.47	0.15	0.21	2
HD 20618*	59 Ari	G7IV	5049	3.1	-0.22	0.40	-0.06	0.08	2
HD 114946*	55 Vir	G7IV	5056	3.0	-0.31	0.57	0.05	0.10	2
HD 170820*		G9II	5663	2.0	-0.05	0.80	0.12	0.56	2
HD 9852		K0.5III	4750	-	-	0.56	0.20	0.41	2
HD 100006*	86 Leo	K0III	4785	2.7	-0.12	0.59	0.26	0.05	2
HD 91810		K1-IIIb	4600	-	-	0.70	0.11	0.08	2
HD 36134		K1-III	4600	-	-	0.70	0.08	0.07	2

Tab. 4.1 - cont.

ID	Outro	Sp	T_{eff} (K)	$\log(g)$ (cm/s^2)	$[Fe/H]$ (dex)	$(J-H)$ (mag)	$(H-K_s)$ (mag)	$E(B-V)$ (mag)	Ref.
HD 124897*	α Boo	K1.5III	4500	2.0	-0.56	0.56	0.10	0.11	2
HD 25975*	49 Per	K1III	4941	3.4	-0.20	0.54	0.04	0.00	2
HD 132935		K2III	4420	-	-	0.94	0.06	0.20	2
HD 137759*	ι Dra	K2III	4490	2.7	0.03	0.57	0.05	0.01	2
HD 2901		K2III	4420	-	-	0.88	0.13	0.07	2
HD 114960		K3.5IIIb	4000	-	-	0.85	0.02	0.06	2
HD 99998*	87 Leo	K3+III	3920	1.7	-0.39	0.77	0.14	0.27	2
HD 16068		K3II-III	6427	-	-0.31	0.90	0.19	0.53	2
HD 178208		K3III	4200	-	-	0.69	0.25	0.13	2
HD 221246		K3III	4200	-	-	0.81	0.23	0.20	2
HD 35620*	ϕ Aur	K3III	4200	2.2	0.11	0.74	0.06	0.14	2
HD 207991		K4-III	3777	-	-	0.82	0.30	0.17	2
HD 120477*	5 Boo	K5.5III	3890	1.5	-0.23	0.78	0.00	0.00	2
HD 181596*		K5III	3950	1.9	-	0.90	0.21	0.09	2,3
HD 3346		K6IIIa	3900	-	-	0.88	0.11	0.06	2
HD 194193		K7III	3850	-	-	0.89	0.27	0.08	2
HD 164349*	93 Her	K0.5IIb	4383	1.8	-0.22	0.54	0.10	0.16	2
HD 179870		K0II	-	-	-	0.84	-0.14	0.19	2
HD 165438*		K1IV	4862	3.4	0.02	0.59	0.04	0.00	2
HD 142091*	κ CrB	K1IVa	4800	3.4	-0.04	0.46	0.15	0.01	2
HD 23082		K2.5II	-	-	-	0.76	0.33	0.50	2
HD 181475		K7IIa	3700	-	-	0.86	0.31	0.55	2
HD 213893*		M0IIIb	3800	1.3	-	0.92	0.22	0.00	2,3
HD 204724	2 Peg	M1+III	3773	-	-	0.92	0.12	0.02	2
HD 219734*	8 And	M2.5III	3730	0.9	0.27	1.08	0.03	0.05	2
HD 120052*	87 Vir	M2III	3729	1.0	-	0.87	0.29	0.02	2,3
HD 28487		M3.5III	3580	-	-	0.90	0.33	0.12	2
HD 39045	V440 Aur	M3III	3530	-	-	0.96	0.29	0.15	2
HD 27598	DG Eri	M4-III	3430	-	-	0.88	0.26	0.04	2
HD 204585	NV Peg	M4.5IIIa	3380	-	-	1.00	0.31	0.00	2
HD 214665	V416 Lac	M4+III	3430	-	-	0.96	0.29	0.00	2
HD 19058*	ρ Per	M4+IIIa	3500	0.8	-0.15	0.90	0.23	0.00	2
HD 4408	57 Psc	M4III	3522	-	-	0.94	0.25	0.00	2
HD 94705*	56 Leo	M5.5III	3300	1.0	-	0.88	0.31	0.00	2
HD 14386	68 Cet	M5e-M9eIII	3330	-	-	0.84	0.64	0.05	2
HD 175865*	13 Lyr	M5III	3420	0.5	0.14	0.84	0.26	0.00	2
HD 18191*	45 Ari	M6-III	3250	0.3	-0.24	0.88	0.22	0.00	2,4
HD 69243	R Cnc	M6e-M9eIII	3240	-	-	1.10	0.38	0.02	2
HD 196610	EU Del	M6III	3243	-	-	1.12	0.23	0.00	2
BRI B2339-0447		M7-8III	3200	-	-	0.97	0.52	0.00	2
HD 108849	BK Vir	M7-III	2944	-	-	0.92	0.35	0.04	2
HD 207076	EP Aqr	M7-III	2750	-	-	1.08	0.33	0.00	2
IRAS 14303-1042	KS Lib	M8-9III	-	-	-	0.86	0.68	0.00	2
IRAS 14436-0703	AQ Vir	M8-9III	-	-	-	0.67	0.48	0.00	2
IRAS 21284-0747	HY Aqr	M8-9III	-	-	-	0.86	0.56	0.00	2
IRAS 01037+1219	WX Psc	M8III	3200	-	-	2.80	2.42	0.00	2
BRI B1219-1336	VX Crv	M9III	3000	-	-	0.77	0.55	0.00	2
IRAS 15060+0947	FV Boo	M9III	3000	-	-	0.93	0.68	0.00	2
IRAS 14086-0703	IO Vir	M10+III	3240	-	-	1.78	1.27	0.00	2
HD 23475	BE Cam	M2II	3620	-	-	0.99	0.23	0.29	2
HD 40239	π Aur	M3IIb	-	-	-	0.85	0.21	0.10	2

Para construção do diagrama da Figura 4.1, selecionamos o *locus* de sequência principal de um conjunto representativo de isócronas PARSEC de metalicidade solar ($Z = Z_{\odot} = 0,0152$) para idades, expressas em $\log(t/\text{anos})$, de 6,6 até 10,1. Para comparação, selecionamos também a sequência principal de uma isócrona ($\log(t/\text{anos}) = 8,6$) pobre em metais ($Z = Z_{\odot}/10$). Visto que a amostra de objetos da Tabela 4.1 não inclui estrelas pré-sequência principal, excluímos essa fase evolutiva das isócronas mais jovens ($\log(t/\text{anos}) = 6,6, 7,3$ ou $7,6$). Vê-se que os diferentes modelos se superpõem ao longo do diagrama cor-cor. Essa figura mostra que as sequências previstas pelos modelos PARSEC apresentam diferenças sistemáticas em relação às sequências empíricas para tipos espectrais mais frios do que A0V ($(J-H)_0 = -0,04$; $(H-K_s)_0 = 0,01$). Comparando os *loci* das isócronas com os dados empíricos vemos que, mesmo no caso do Sol, os modelos são apenas marginalmente compatíveis dentro das incertezas.

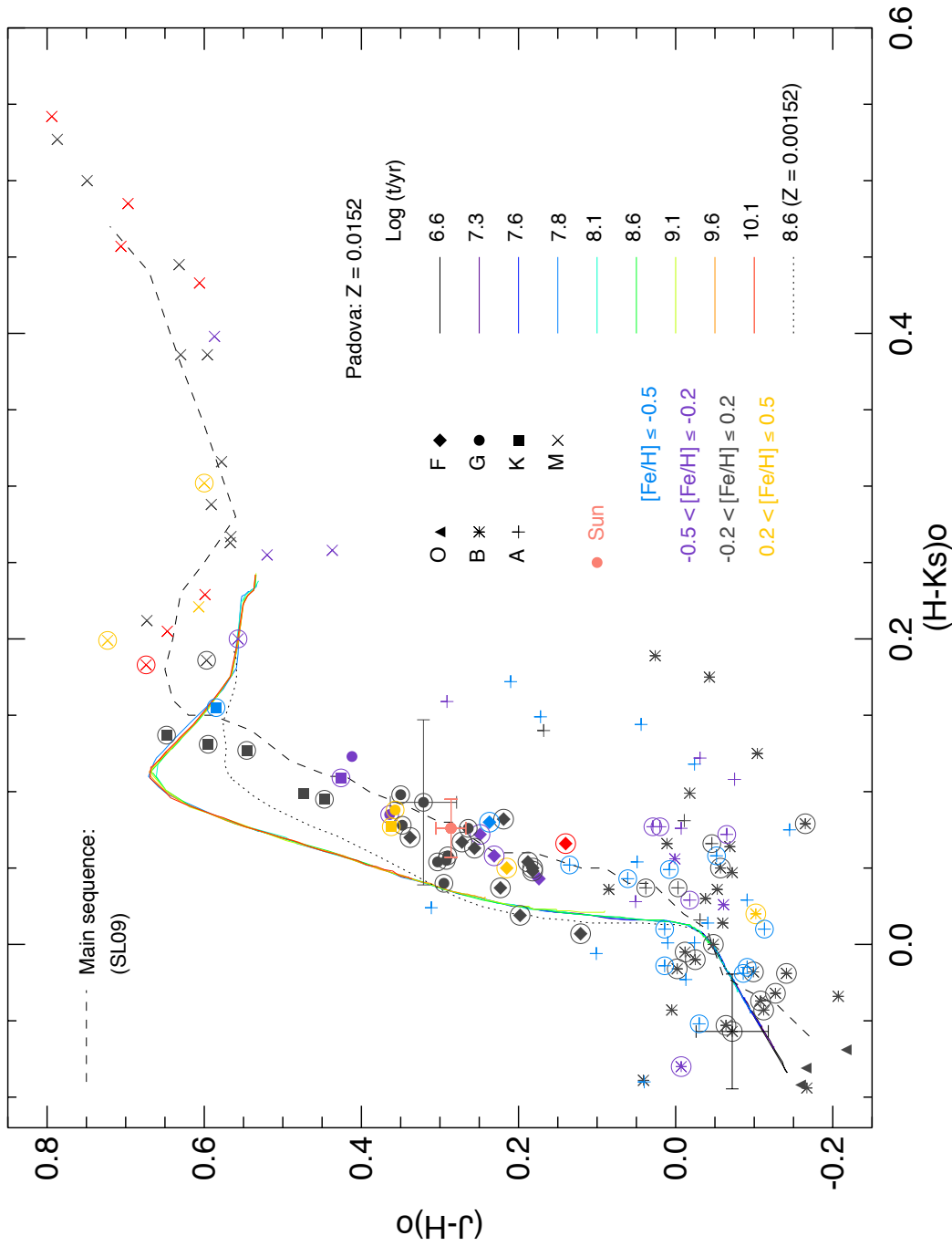


Figura 4.1: Diagrama $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para estrelas de sequência principal. Utilizou-se a amostra registrada na Tabela 4.1. Intervalos de metalicidade são indicados com cores (os símbolos em vermelho representam estrelas sem valor de $[Fe/H]$ informado). Os pontos indicados com barras de erro correspondem às estrelas HD 76151 ($G2V$, $T_{eff} = 5600$ K, $\log(g) = 4.4$, $[Fe/H] = -0.02$), representativa do Sol, e HD 161677 ($B6V$, $T_{eff} = 15331$ K, $\log(g) = 3.5$, $[Fe/H] = -0.06$). As linhas contínuas coloridas representam seqüências de metalicidade solar previstas pelos modelos PARSEC para várias idades. A linha pontilhada representa a *locus* de seqüência principal de uma isócrona PARSEC de $\log(t/\text{anos}) = 8,6$ e com $Z = Z_{\odot}/10$. Os círculos indicam as estrelas que foram utilizadas na recalibração empírica das isócronas (indicadas com \ast na Tabela 4.1; vide Seção 4.1). A linha tracejada indica a seqüência principal de SL09. O Sol também encontra-se representado, para referência.

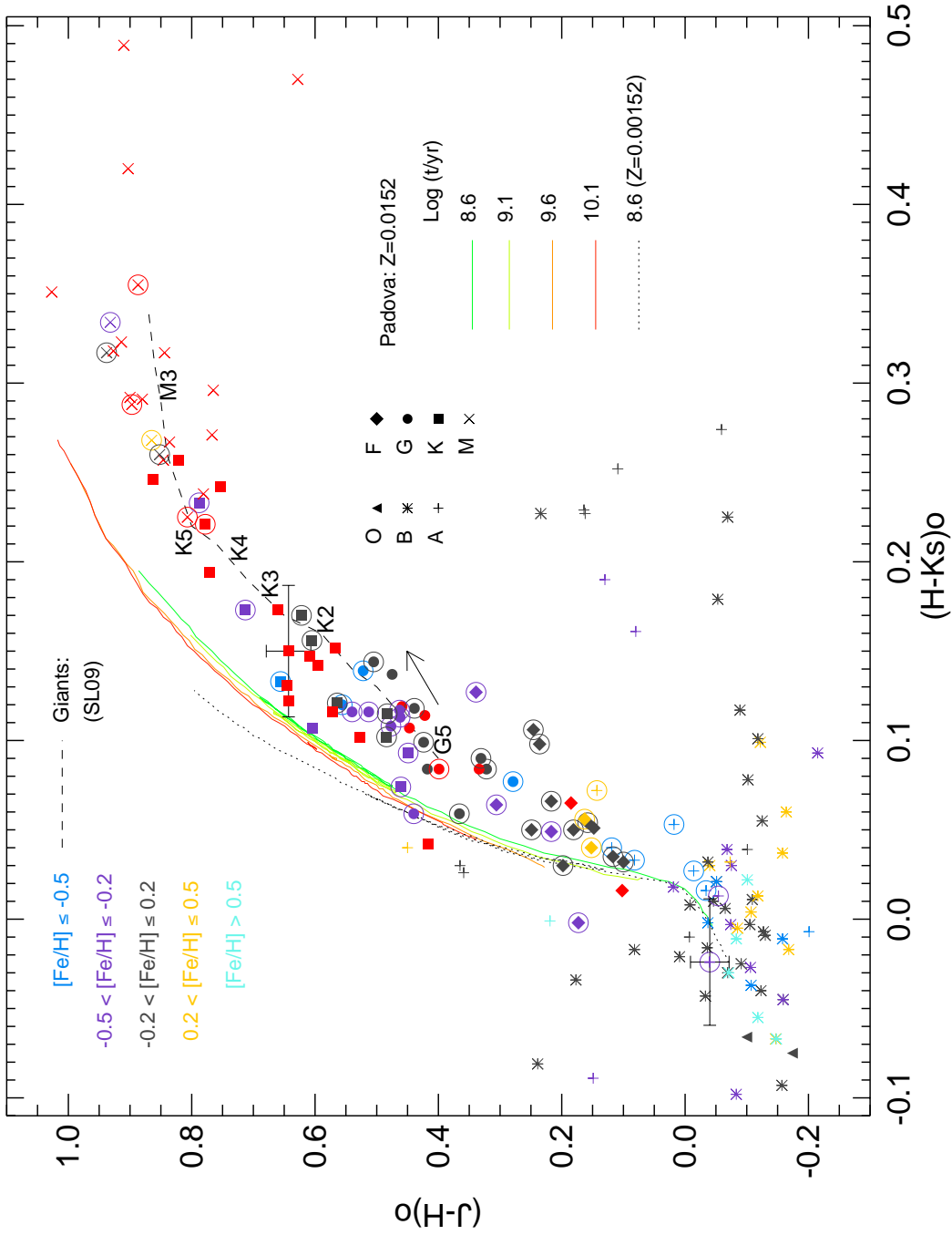


Figura 4.2: Diagrama $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para estrelas subgigantes, gigantes e gigantes brilhantes (classes de luminosidade II, III e IV). A amostra de estrelas foi selecionada das bases ELODIE, MILES (estrelas O, B e A) e IRTF (estrelas F, G, K e M). Os intervalos de metalicidade são indicados com cores (símbolos em vermelho referem-se a estrelas sem valor informado de $[Fe/H]$). Os pontos sinalizados com barras de erro correspondem à estrelas HD 132935 (K2III, $T_{eff} = 4420$ K) e HD 181470 (A0III, $T_{eff} = 10012$ K, $\log(g) = 3.6$, $[Fe/H] = -0.46$). As linhas coloridas são os ramos de subgigantes e gigantes obtidos de um conjunto de isócronas PARSEC de metalicidade solar; a linha pontilhada representa uma isócrona PARSEC de $\log(t/\text{anos}) = 8.6$ com $Z = Z_{\odot}/10$. Os círculos indicam as estrelas que foram utilizadas na recalibração empírica das isócronas (indicadas com * na Tabela 4.1; vide Seção 4.1). A linha tracejada representa a sequência de gigantes de SL09 e a seta indica a direção de avermelhamento. Alguns tipos espectrais foram indicados, para referência.

No caso das gigantes, selecionamos os modelos pós-sequência principal das isócronas com $\log(t/\text{anos})$ igual a 8,6, 9,1, 9,6 e 10,1 e metalicidade solar para a construção do diagram cor-cor da Figura 4.2. Selecionamos também a sequência de gigantes para uma isócrona ($\log(t/\text{anos}) = 8,6$) com $Z = Z_{\odot}/10$. O valor de magnitude absoluta M_V mais brilhante para os modelos PARSEC compreendidos nesse intervalo de idades é igual a -2,5 mag, sendo superior, portanto, aos valores de M_V das estrelas supergigantes Ib, para as quais $M_V \lesssim -5$ (Kaler, 1997). Os modelos representados, portanto, não incluem estrelas supergigantes. As sequências previstas pelos modelos apresentam discrepâncias sistemáticas em relação a toda a sequência de gigantes de SL09, sendo as maiores diferenças encontradas para as gigantes de classe espectral M ($T_{eff} \lesssim 3800$ K).

Como discutido em Campos et al. (2013), dentre os problemas associados aos modelos evolutivos estelares, tem-se a ausência de uma descrição precisa da convecção, especialmente para estrelas gigantes e de sequência principal de baixa massa, as quais apresentam um envoltório convectivo profundo, o que ocasiona incertezas nos modelos. Outra fonte de incertezas é a perda de massa devido ao vento estelar, a qual depende do conteúdo metálico e é ordens de magnitude mais intensa para estrelas que já deixaram a sequência principal. Devido à dificuldade na determinação teórica das taxas de perda de massa estelar, esse valores são obtidos empiricamente, a partir de observações de estrelas que se encontram em estágios evolutivos similares entre si.

Além disso, incompletezas nas tabelas de opacidade para espécies moleculares, especialmente para baixa sequência principal e gigantes frias, afetam as distribuições espectrais sintéticas de energia, a partir das quais são tabulados os valores de correção bolométrica que permitem converter luminosidades e temperaturas efetivas em magnitudes e índices de cor ao longo das isócronas. Em particular, esse efeito se dá nas bandas do infravermelho, em cujas frequências muitas das transições moleculares ocorrem (como TiO, H₂O, CO e CN, cujas transições afetam particularmente as bandas J e K_s).

Na Figura 4.1, os dados das estrelas pobres ou ricas em metais presentes na nossa amostra não apresentaram tendências significativamente diferentes em relação ao *locus* de pontos ocupado por objetos com metalicidades próximas ao valor solar. De fato, a amostra que SL09 utilizaram para construção das sequências empíricas contou com algumas estrelas sub-anãs F-G-K com $[Fe/H] = -2$, sendo que todas elas se sobrepuseram às sequências de metalicidade solar das anãs. No entanto, sabe-se que as anãs M deficientes em metais desviam-se para baixo das sequências definidas no diagrama cor-cor pelas estrelas de maior conteúdo metálico (Leggett, 1992). Podemos checar isso ao representarmos, no diagrama, uma isócrona ($\log(t) = 8,6$) de metalicidade $Z = Z_{\odot}/10 = 0,00152$; vemos que, próximo ao *bump* da

sequência principal, correspondente ao tipo espectral M0, há uma diferença que é, no máximo, da ordem de 0,1 mag em $(J - H)$ em relação às sequências das isócronas com $Z = Z_{\odot}$.

SL09 avaliaram o efeito da metalicidade no diagrama $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para gigantes. Ao incluírem na amostra utilizada para as calibrações estrelas de campo com $[Fe/H]$ entre -2,0 e +3,0, não encontraram desvios sistemáticos em relação às sequências de composição química solar. No entanto, na amostra por nós utilizada para construção da Figura 4.2, estrelas de tipos espectrais no intervalo \sim G5-K3 com $[Fe/H] \leq -0,2$ apresentam uma ligeira concentração acima da sequência intrínseca de SL09. Esse deslocamento dos dados pode ser atribuído, em parte, a incorreções no valor de avermelhamento determinado para essas estrelas (visto que o vetor de avermelhamento, exibido na figura, não é estritamente paralelo à sequência de gigantes) ou mesmo representar uma tendência real devido às diferenças de composição química em relação à composição solar; após o procedimento de recalibração dos índices de cor das isócronas, explicitado a seguir, temos que os *loci* de gigantes pobres em metais (linhas pontilhadas nas Figuras 4.2 e 4.7), ficam ligeiramente deslocados acima da sequência de SL09 para tipos espectrais mais frios do que \sim G5III.

4.2 Correção dos índices de cor das isócronas

Para compatibilizar as sequências definidas pelos índices de cor dos modelos com as sequências observadas, propomos uma correção empírica dos índices de cor das isócronas. O procedimento consiste em identificar, para cada uma das estrelas amostradas nas Figuras 4.1 e 4.2, o tipo espectral correspondente sobre o conjunto de isócronas de metalicidade solar e efetuar a diferença entre os índices de cor medidos e os previstos pelos modelos (ou seja, $\Delta(J - H) = (J - H)_{0,observado} - (J - H)_{0,isoc}$ e $\Delta(H - K_s) = (H - K_s)_{0,observado} - (H - K_s)_{0,isoc}$). Dessa forma, podemos determinar uma correção de *ponto zero* a ser *adicionada* às cores das isócronas para cada tipo espectral.

Da nossa amostra inicial de 302 estrelas, escolhemos uma subamostra para a qual encontram-se disponíveis valores de temperatura efetiva e gravidade superficial e que apresentam erros fotométricos da ordem de, no máximo, 0,05 mag em $(J - H)$ e $(H - K_s)$. Seleccionamos, em seguida, todo o conjunto de isócronas PARSEC ($6,6 \leq \log(t/\text{anos}) \leq 10,1$, em passos de $\Delta \log(t/\text{anos}) = 0,05$) com metalicidade solar e separamos os conjuntos de modelos de sequência principal e pós-sequência principal; no espaço de parâmetros $g \times T_{eff}$ (o qual independe da distância e avermelhamento in-

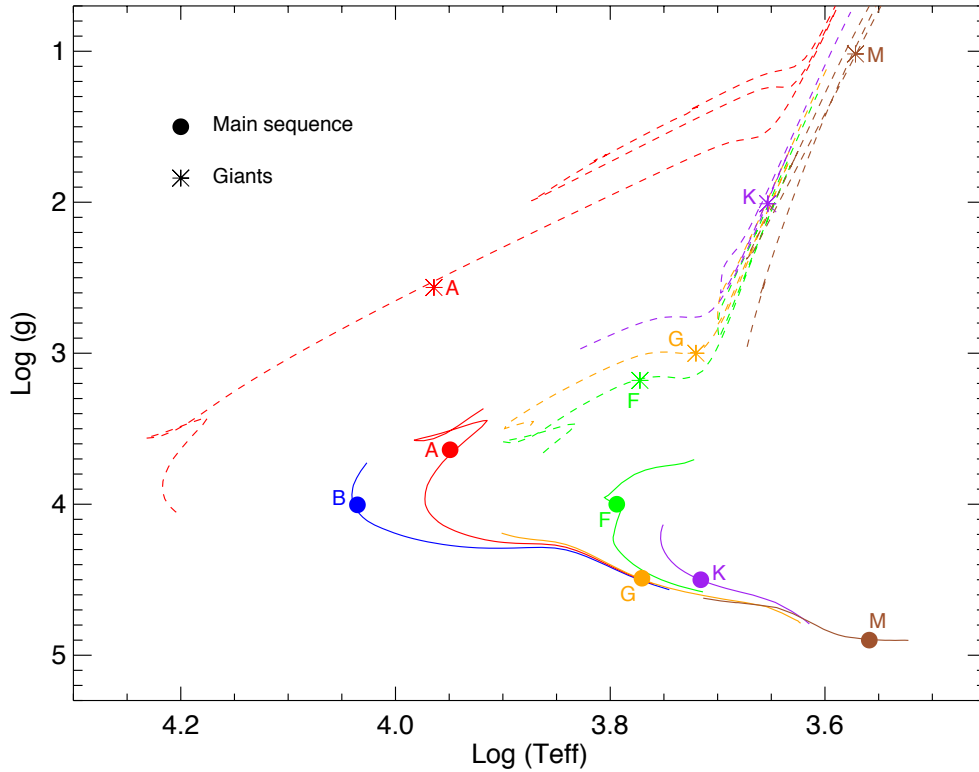


Figura 4.3: Seis estrelas de sequência principal (círculos preenchidos) e cinco gigantes (asteriscos) empregadas na recalibração empírica das isócronas PARSEC. São mostrados trechos das isócronas que contêm os modelos representativos de cada estrela. As cores dos símbolos e linhas foram atribuídas conforme os tipos espectrais: azul para tipo B, vermelho para A, verde para F, laranja para G, roxo para K e marrom para estrelas M.

terestelar), identificamos o modelo PARSEC mais próximo do par ordenado (g_*, T_{eff*}) de cada uma das estrelas da subamostra e registramos os índices de cor intrínsecos $(J - H)_{0, isoc}$ e $(H - K_s)_{0, isoc}$ correspondentes. Ou seja, utilizamos o método de mínimas distâncias nesse espaço de parâmetros para identificar os modelos PARSEC melhor associados às estrelas da subamostra. Esse procedimento é ilustrado na Figura 4.3, onde constam 6 estrelas de sequência principal (HD 209459, BD+473454, HD 218804, HD 165185, HD 10476 e HD 95735; círculos preenchidos) e cinco gigantes (HD 172522, HD 220657, HD 21018, HD 124897 e HD 120052; asteriscos), todas elas registradas na Tabela 4.1. As cores correspondem a diferentes tipos espectrais: azul para tipo B, vermelho para A, verde para F, laranja para G, roxo para K e marrom para estrelas M.

Ajustamos polinômios de baixa ordem às diferenças $\Delta(J - H)_0$ e $\Delta(H -$

$K_s)_0$ em função de T_{eff} , como exibido nas Figuras 4.4 e 4.5. Para efetuarmos os ajustes, executamos um procedimento de rejeição iterativo no qual foram excluídos da amostra os pontos (indicados com símbolos azuis nas figuras) cujos dados desviam do *fit* por mais do que 2 vezes o RMS dos resíduos em cada iteração. Em todos os casos, obtivemos convergência com menos de 10 iterações. Os valores calculados para os coeficientes constam na Tabela 4.2.

Tabela 4.2: Coeficientes dos polinômios ajustados às diferenças $\Delta(J - H)_0$ e $\Delta(H - K_s)_0$ em função de T_{eff} para sequência principal e gigantes.

Função	Coeficientes							
	Sequência principal				Gigantes			
$\Delta(J - H)_0$	a_0	a_1	a_2	a_3	c_0	c_1	c_2	c_3
	-7,921 $\times 10^{-3}$	1,064 $\times 10^{-7}$	-1,254 $\times 10^{-11}$	-	-2,208 $\times 10^{-1}$	6,867 $\times 10^{-5}$	-6,600 $\times 10^{-9}$	1,958 $\times 10^{-13}$
$\Delta(H - K_s)_0$	b_0	b_1	b_2	b_3	d_0	d_1	d_2	d_3
	9,210 $\times 10^{-2}$	-1,262 $\times 10^{-5}$	4,618 $\times 10^{-10}$	-	1,846 $\times 10^{-1}$	-4,032 $\times 10^{-5}$	2,237 $\times 10^{-9}$	-

As estrelas tipo O de sequência principal utilizadas em nossa amostra (Figura 4.1) apresentam valores de T_{eff} superiores a 34 000 K, acima da temperatura efetiva máxima atingida pelos modelos PARSEC de metalicidade solar ($[T_{eff,V}^{PARSEC}]_{\max} = 27\,500$ K). Dessa forma, essas estrelas não foram utilizadas nos ajustes, o mesmo ocorrendo para as estrelas tipo O gigantes. Também não incluímos estrelas B nos ajustes mostrados na Figura 4.5 para estrelas gigantes, pois a recalibração das isócronas no intervalo $(H - K_s)_0 \lesssim -0,03$ mag exigiria a inclusão de estrelas B gigantes ou subgigantes quentes com $T_{eff} \gtrsim 15\,000$ K. Nesse regime de temperaturas e dada a tolerância de 0,05 mag admitida nas incertezas em $(J - H)$ e $(H - K_s)$, foi possível estabelecer correspondência com os modelos PARSEC para apenas 6 estrelas B gigantes. Além disso, a não inclusão dessas estrelas permitiu uma melhor convergência das funções ajustadas $\Delta(J - H)_0 \times T_{eff}$ e $\Delta(H - K_s)_0 \times T_{eff}$.

Por fim, de posse das correções em $(J - H)_0$ e $(H - K_s)_0$ para cada valor de T_{eff} , corrigimos as isócronas. O resultado desse procedimento é mostrado nas Figuras 4.6 e 4.7. Podemos notar uma melhor acomodação das sequências definidas pelas isócronas aos dados observados e às sequências empíricas em comparação com as Figuras 4.1 e 4.2. As discrepâncias remanescentes entre as isócronas recalibradas e as sequências de SL09 encontram-se dentro dos erros fotométricos. Nos próximos capítulos, os índices de cor de todas as isócronas utilizadas foram corrigidas empiricamente conforme os procedimentos descritos neste capítulo.

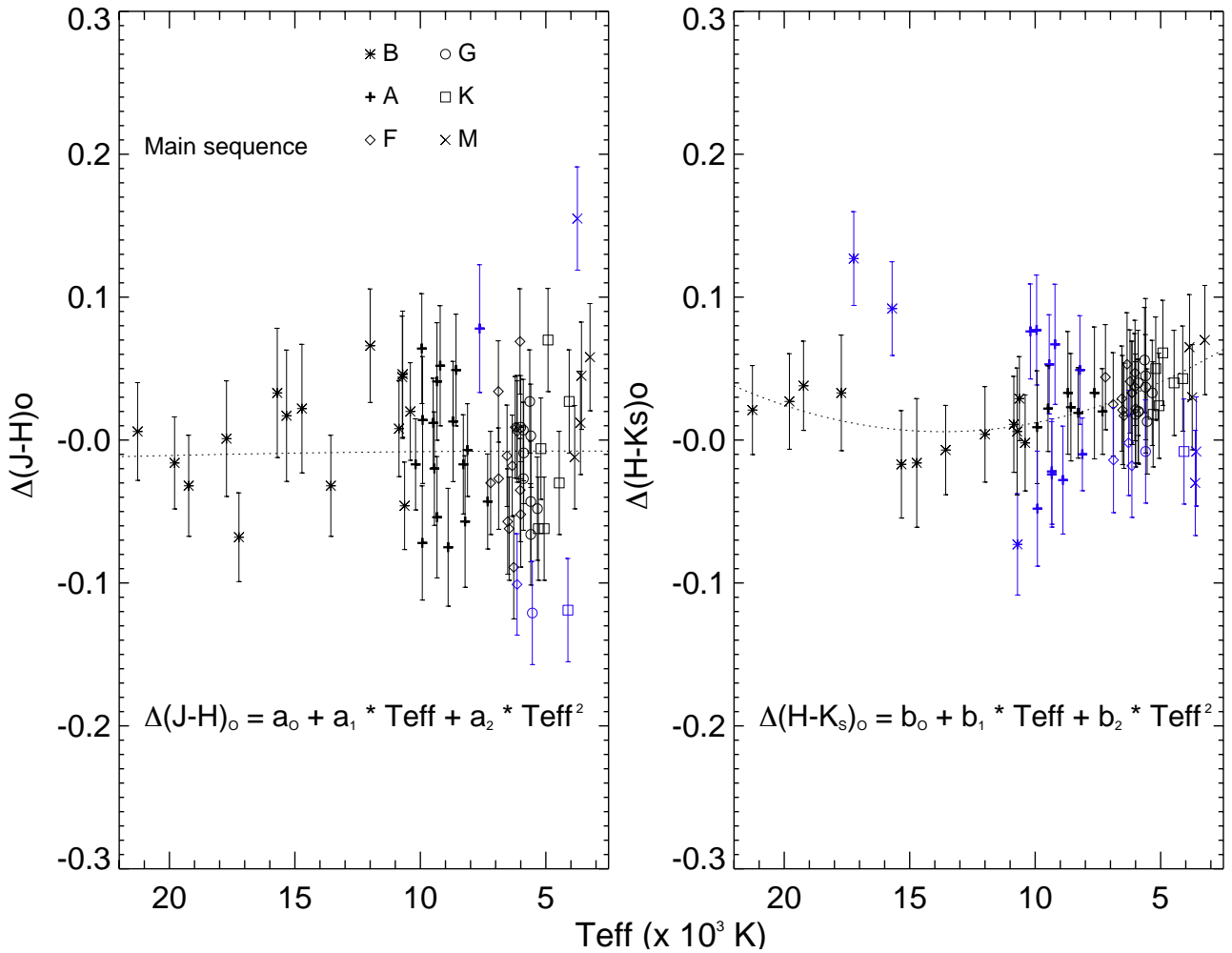


Figura 4.4: Ajustes das diferenças $\Delta(J - H)_0$ (esquerda) e $\Delta(H - K_s)_0$ (direita) em função de T_{eff} para estrelas de sequência principal. Os símbolos são atribuídos de acordo com os tipos espectrais. Pontos destacados em azul foram eliminados dos ajustes após dez iterações de rejeição sucessivas. As linhas pontilhadas exibem as funções ajustadas, cujas formas analíticas encontram-se indicadas. Os valores dos coeficientes ajustados constam na Tabela 4.2.

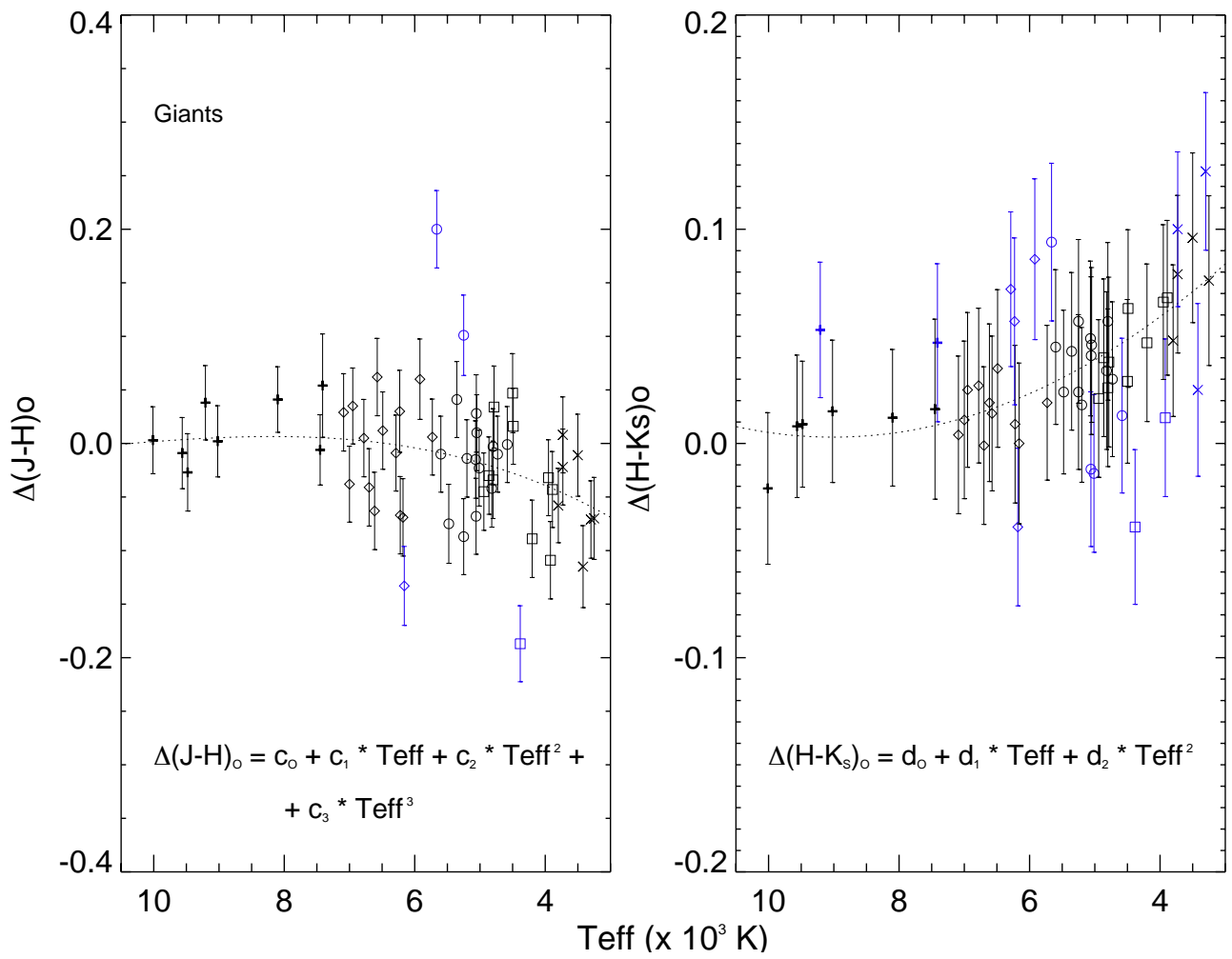


Figura 4.5: O mesmo da figura anterior, porém para estrelas gigantes.

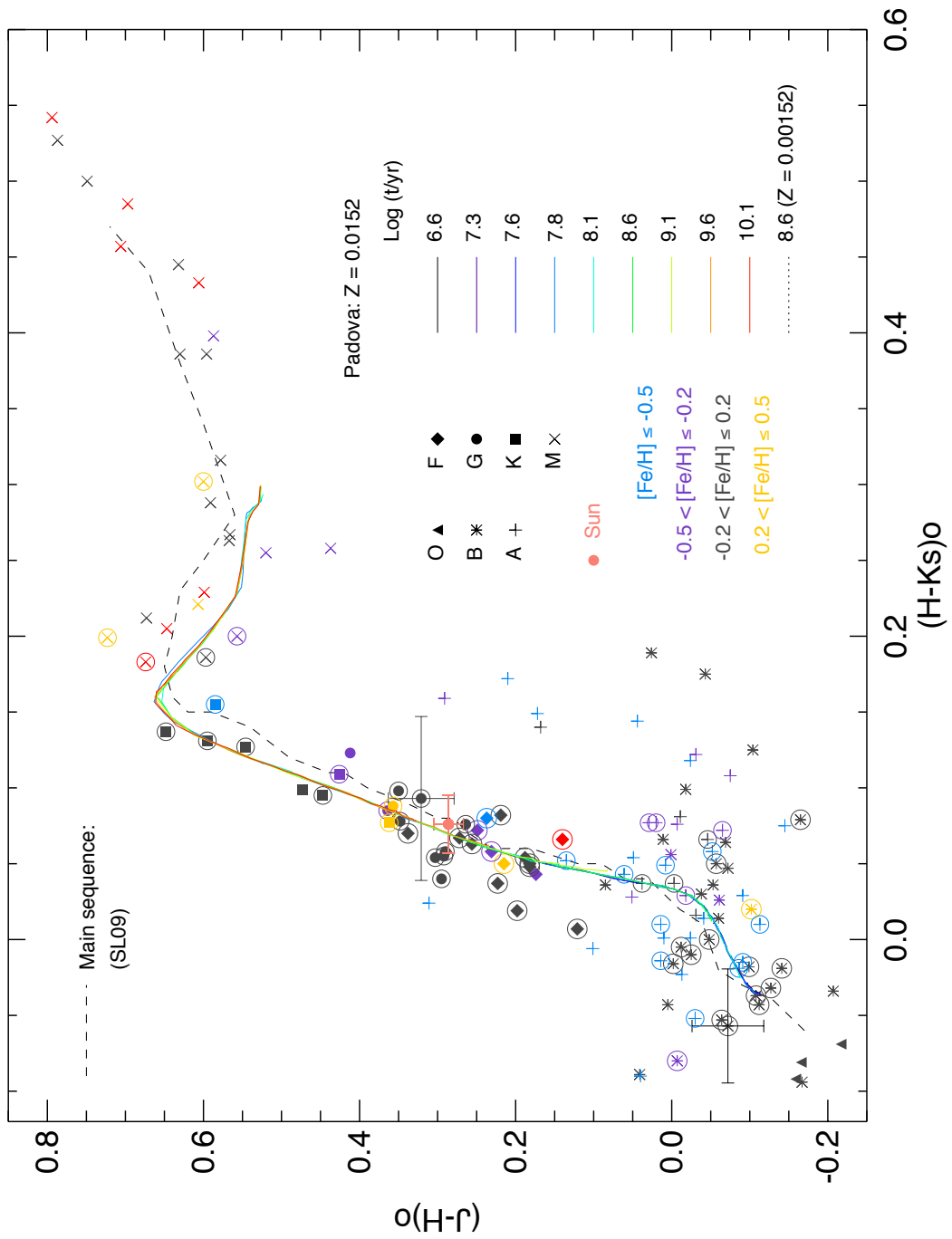


Figura 4.6: O mesmo da Figura 4.1, porém após a correção dos índices de cor das isócronas.

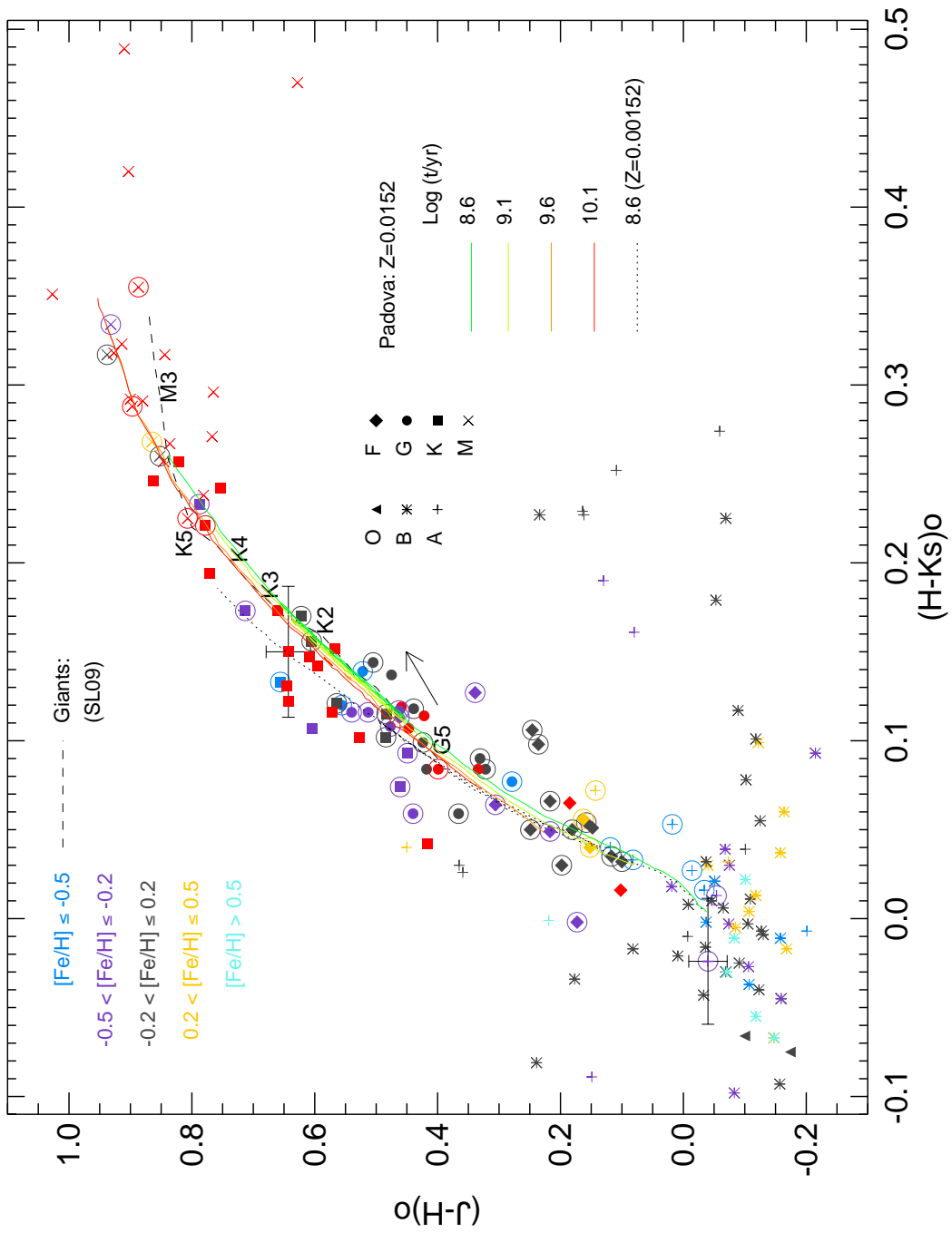


Figura 4.7: O mesmo da Figura 4.2, porém após a correção dos índices de cor das isócronas.

Capítulo 5

Caracterização de candidatos a OCRs Galácticos

Após a utilização do conjunto de ferramentas de análise descritas nos capítulos anteriores, apresentamos, no presente capítulo, os resultados obtidos para a amostra de objetos observados espectroscopicamente: NGC 7193, ESO425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02. Nas Seções 5.1.1 a 5.1.4, fazemos uma breve introdução ao estudo desses quatro alvos. Nas seções seguintes, descrevemos o procedimento empregado na seleção de estrelas membro e as particularidades de cada um. Nosso objetivo é, primeiramente, estabelecer a natureza física de cada objeto e, em seguida, caracterizar suas propriedades dinâmicas.

5.1 Introdução ao estudo dos alvos

5.1.1 NGC 7193

NGC 7193 é atualmente classificado como OC no catálogo DAML02 e não se encontra catalogado na base de dados WEBDA¹⁵. Pelo fato de o objeto localizar-se em uma latitude Galáctica elevada ($\ell = 70^\circ, 1$, $b = -34^\circ, 3$), não é largamente afetado pela poeira do disco Galáctico e apresenta menor contaminação por estrelas de campo em comparação com alvos localizados a latitudes Galácticas menores. NGC 7193 foi previamente anali-

¹⁵<https://www.univie.ac.at/webda/>

sado por Tadross (2011, daqui em diante T11), juntamente a outros 119 OCs. A análise de T11 envolveu a determinação de parâmetros fundamentais (idade, distância e avermelhamento) mediante ajuste de isócronas aos dados fotométricos do 2MASS em CMDs subtraídos da população de campo.

Nosso procedimento de análise, por sua vez, combina informações fotométricas e espectroscópicas para um grupo de estrelas na região do alvo. Utilizamos as dispersões em velocidades radiais, movimentos próprios, tipos espectrais e metalicidades como medidas da conexão física entre as estrelas. O emprego dessa estratégia é importante nos casos de sistemas estelares contendo um pequeno número de objetos. Após uma análise conjunta, concluímos que NGC 7193 é um OCR genuíno, remanescente de um aglomerado inicialmente populoso, como publicado em Angelo et al. (2017).

5.1.2 ESO 425-SC15

ESO 425-SC15 é classificado como um OCR no catálogo de DAML02 e consta na lista de POCRs de Bica et al. (2001), estando ausente no catálogo WEBDA. Localiza-se em uma latitude Galáctica elevada ($\ell = 236^\circ 4$, $b = -20^\circ 4$) e, portanto, não é severamente contaminado por estrelas de campo ou mesmo afetado por grandes concentrações de poeira e gás do disco.

Dois estudos prévios levaram a conclusões contrárias sobre ESO 425-SC15: Carraro et al. (2005) consideraram-no um asterismo, após realizarem comparações visuais dos CMDs e VPDs contruídos para o alvo e para um campo de controle. Por sua vez, PB07 consideraram ESO 425-SC15 um OCR “esparso” de acordo com critérios baseados em: (i) perfil de densidade radial; (ii) comparação estatística entre o CMD do alvo e os CMDs de um conjunto de amostras de campo; (iii) porcentagem de estrelas compatíveis com as sequências evolutivas de uma isócrona ajustada aos dados no CMD do objeto.

Nosso trabalho envolveu a aplicação de ferramentas análogas às utilizadas no caso de NGC 7193. Após um estudo que envolveu a análise conjunta da cinemática do alvo, das sequências evolutivas definidas nos diagramas fotométricos e da metalicidade, parâmetros fundamentalmente relacionados à evolução e à dinâmica de uma população estelar, concluímos que ESO 425-SC15 é um agregado estelar legítimo, em concordância com PB07.

5.1.3 NGC 7772

NGC 7772 se encontra em uma latitude Galáctica elevada ($\ell = 102^\circ 7$; $b = -44^\circ 3$), o que o torna pouco afetado pela extinção interestelar e pouco contaminado por estrelas de campo. NGC 7772 encontra-se catalogado na

base WEBDA e foi previamente estudado por Carraro (2002, daqui em diante C02), o qual empregou dados fotométricos nas bandas *UBVI* e classificou-o como um OCR legítimo. Seus parâmetros fundamentais também foram determinados.

Em um primeiro momento, buscamos estabelecer uma conclusão mais assertiva acerca da natureza física de NGC 7772 para, em seguida, refinarmos sua lista de estrelas membro e, conseqüentemente, seus parâmetros astrofísicos.

5.1.4 ESO 429-SC02

ESO 429-SC02 é classificado como um POCR no catálogo de DAML02 e, até o momento, não se encontra catalogado na base de dados WEBDA. ESO 429-SC02 foi previamente analisado por PB07, os quais empregaram dados fotométricos e de movimentos próprios e propuseram um método de caracterização baseado em critérios estruturais, cinemáticos e evolutivos. No entanto, o método proposto por eles não permitiu a classificação de ESO 429-SC02 como OCR ou asterismo, de forma que sua classificação como POCR foi mantida.

ESO 429-SC02 apresenta uma aparência de OCR, consistindo de uma ligeira concentração de estrelas brilhantes ($K_s \lesssim 13,5$ mag) destacadas em relação ao campo. O objeto localiza-se em uma latitude Galáctica baixa ($\ell = 242^\circ,6$; $b = -4^\circ,2$), sendo por isso consideravelmente mais afetado pela poeira do disco e apresentando maior contaminação por estrelas de campo em comparação com objetos localizados a latitudes Galácticas mais elevadas. Como consequência, o objeto é apenas marginalmente distinguível do campo Galáctico. A identificação de estrelas membro candidatas, portanto, deve ser feita criteriosamente, combinando diferentes tipos de dados. Ao final desse procedimento, concluímos que ESO 429-SC02 não é um OCR.

5.2 Perfil de densidade radial e determinação do raio limite

Efetuamos uma tentativa de redeterminação das coordenadas centrais de cada alvo, conforme o procedimento descrito na Seção 2.2.2. Nos casos de NGC 7193 e NGC 7772, a escassez de estrelas na direção do alvo e as flutuações locais de densidade inviabilizaram ajustes estatisticamente significativos aos perfis de densidade espacial $\sigma \times RA$ e $\sigma \times DEC$. Esse procedimento só foi possível para ESO 425-SC15 e ESO 429-SC02. As Figuras 5.1 a 5.4 exibem os resultados.

Nos casos de NGC 7193 e NGC 7772, variamos manualmente as coordenadas centrais dentro de $\sim 1,5'$ dos valores da literatura (DAML02). Para cada tentativa, construímos um RDP e adotamos como centro dos alvos as coordenadas que resultaram na maior sobredensidade estelar central em comparação com o céu. A Figura 5.5 mostra o RDP de cada alvo. O raio limite (R_{lim}) de cada objeto (Tabela 5.2) foi considerado como o raio a partir do qual os valores de densidade tendem a flutuar em torno de σ_{bg} . Os raios limite angulares foram convertidos em pc adotando-se o módulo de distância estimado para cada alvo (Seção 5.5).

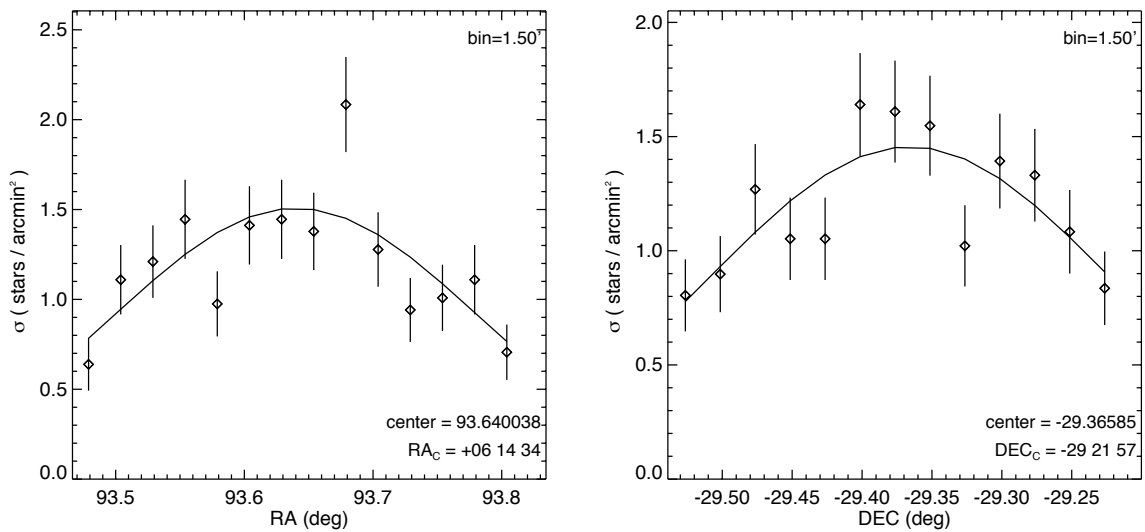


Figura 5.1: Perfis de densidade espacial em RA e DEC (bin de $1,5'$) para estrelas de ESO 425-SC15 e curvas Gaussianas ajustadas. As coordenadas centrais são indicadas. As barras de erro correspondem à estatística de Poisson.

Tabela 5.1: Valores de raio limite para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02.

Alvo	R_{lim} ($'$)	R_{lim} (pc)
NGC 7193	10	1,46
ESO 425-SC15	7	1,50
NGC 7772	7	1,30
ESO 429-SC02	5	2,50

A Figura 5.6, construída a partir do procedimento descrito na Seção 2.2.2, mostra os percentis médios em função de R_{lim} para os quatro alvos. No intervalo $2 \leq R_{lim}(') \leq 6$ de NGC 7193, as flutuações na concentração de

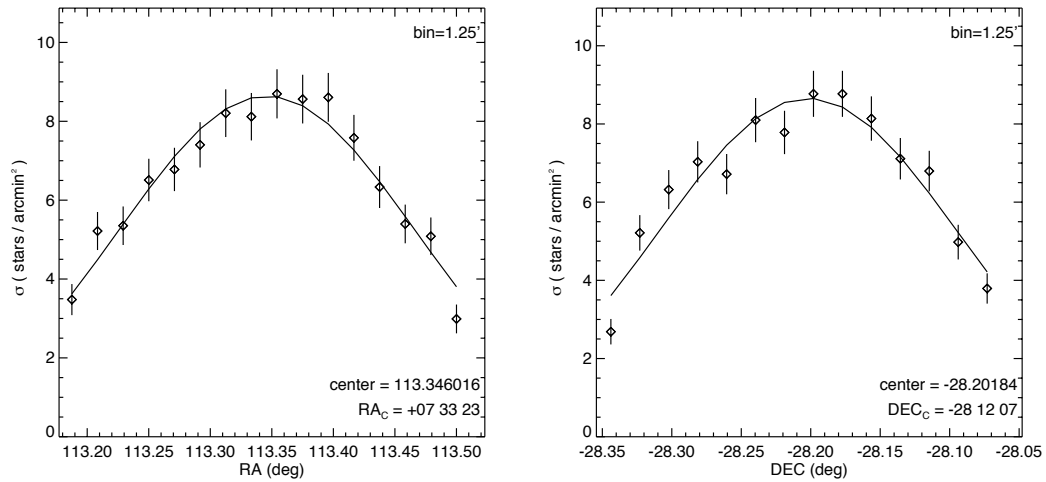


Figura 5.2: O mesmo da Figura 5.1, porém para ESO 429-SC02.

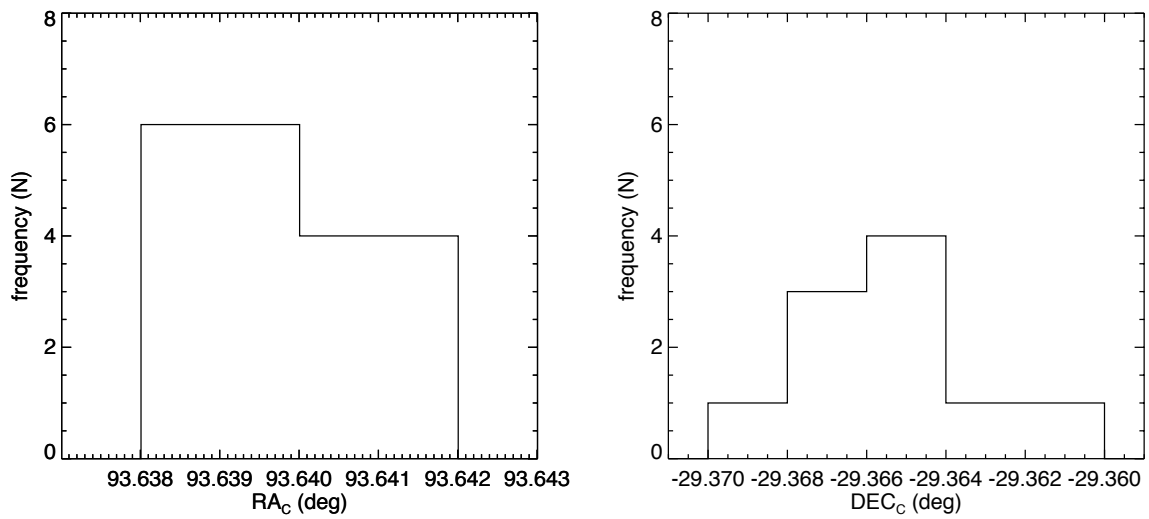


Figura 5.3: Histograma das coordenadas RA e DEC centrais obtidas com os diferentes *bins* dos perfis de densidade espacial. O centro adotado para ESO 425-SC15 corresponde à moda das distribuições.

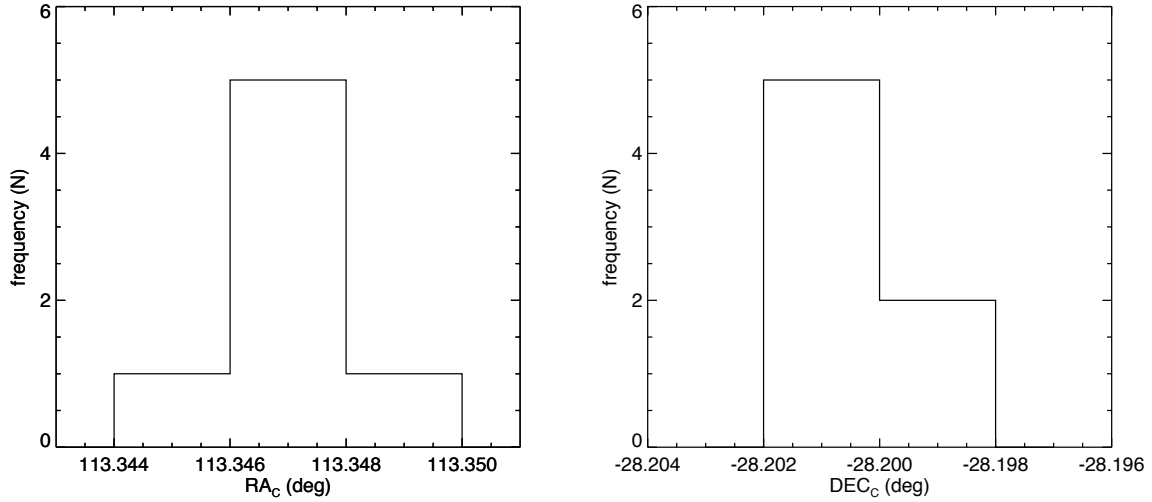


Figura 5.4: O mesmo da Figura 5.3, porém para ESO 429-SC02.

Tabela 5.2: Valores de raio limite para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02.

Alvo	R_{lim} (')	R_{lim} (pc)	$\log(t/\text{yr})$
NGC 7193	10	1,46	9,40
ESO 425-SC15	7	1,50	9,25
NGC 7772	7	1,30	9,80
ESO 429-SC02	5	2,50	8,85

estrelas ao longo da região do alvo resultam em percentis abaixo de 90% e em valores de densidade abaixo de σ_{bg} (Figura 5.5). O percentil para $R_{lim} = 10'$ é ligeiramente menor do que 90%, mas ainda compatível com essa porcentagem levando-se em conta a incerteza. Além disso, todas as estrelas prováveis membro desse OCR (Seção 5.5) são encontradas no interior desse raio limite.

ESO 425-SC15 exibe um contraste significativo com o campo, em termos de contagem de estrelas, para valores de raio limite $R_{lim} \leq 5'$. Nesse intervalo, os percentis P resultaram $P \gtrsim 95\%$. Para $R_{lim} = 6'$, o contraste alvo-campo é ligeiramente inferior a 90%, mas ainda compatível com esse valor dentro das incertezas. Para $R_{lim} \geq 7'$, os percentis são sistematicamente inferiores a 90%, devido à crescente contaminação por estrelas do campo.

A distribuição dos percentis para diferentes valores de raio mostram que, embora NGC 7772 seja pobremente povoado (Figura 2.5), há um contraste significativo ($> 90\%$) entre o objeto e o campo, em termos de contagens de estrelas, até um raio limite (R_{lim}) de $12'$. No entanto, adotamos um valor

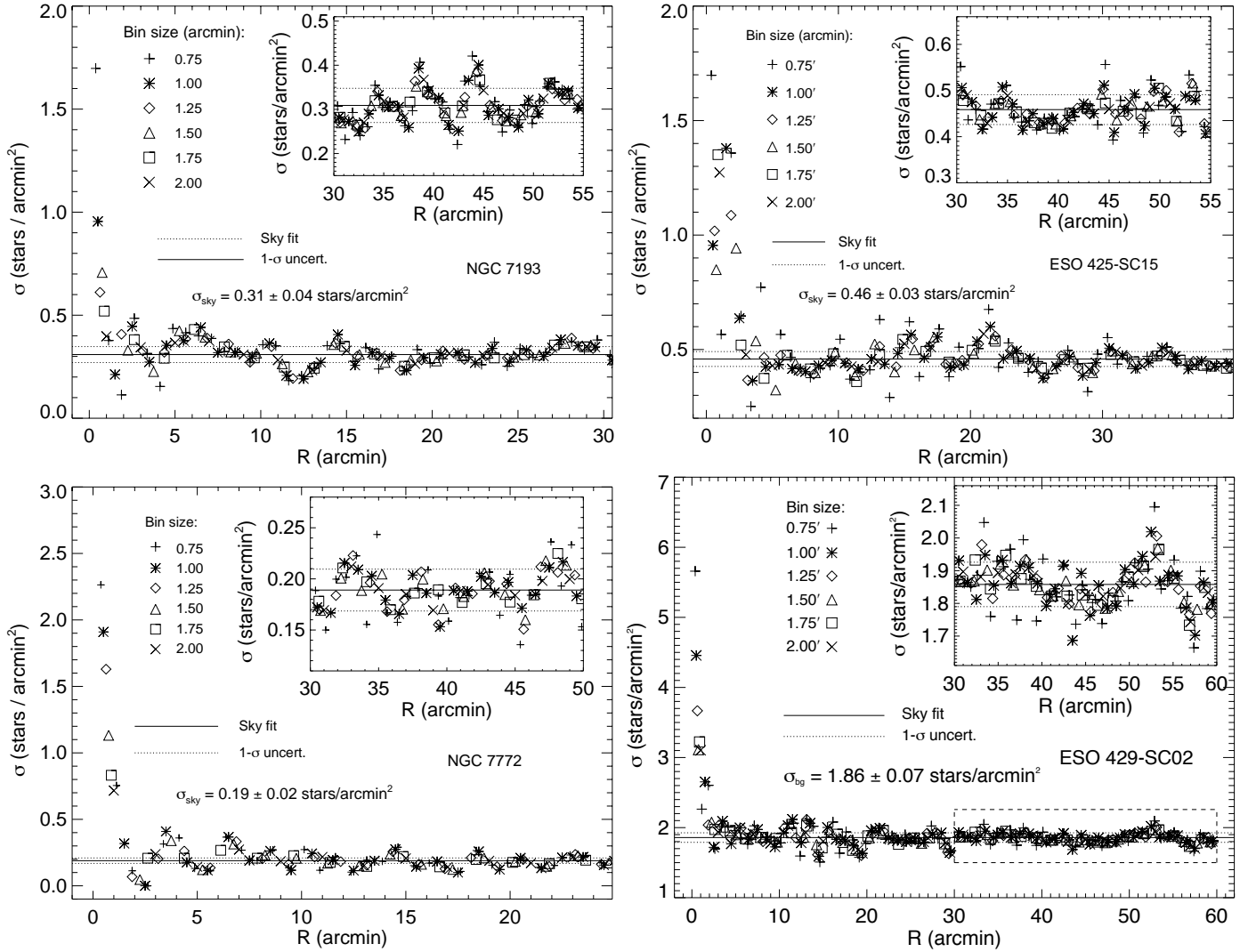


Figura 5.5: RDPs de NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02. Símbolos representando diferentes espessuras de anel são mostrados. Os gráficos internos mostram as regiões selecionadas para determinação da densidade estelar média de céu.

mais conservador: como explicitado acima, consideramos R_{lim} como sendo o raio a partir do qual os valores de densidade estelar passam a flutuar em torno da média estimada para o céu na Figura 5.5 (σ_{bg} , linha contínua na figura). Dessa forma, consideramos $R_{lim} = 7'$.

No caso de ESO 429-SC02, embora haja um contraste alvo-campo superior a 90% para raios de corte de até $\sim 7'$, adotamos um valor mais conservador para o raio limite (R_{lim}), de maneira a diminuir a contaminação por estrelas de campo no CMD do alvo (Seção 5.5). A partir de seu RDP, consideramos $R_{lim} = 5'$. Além disso, as estrelas mais brilhantes na região do alvo e todas aquelas observadas espectroscopicamente (Seção 2.1.1) são encontradas no interior desse raio limite.

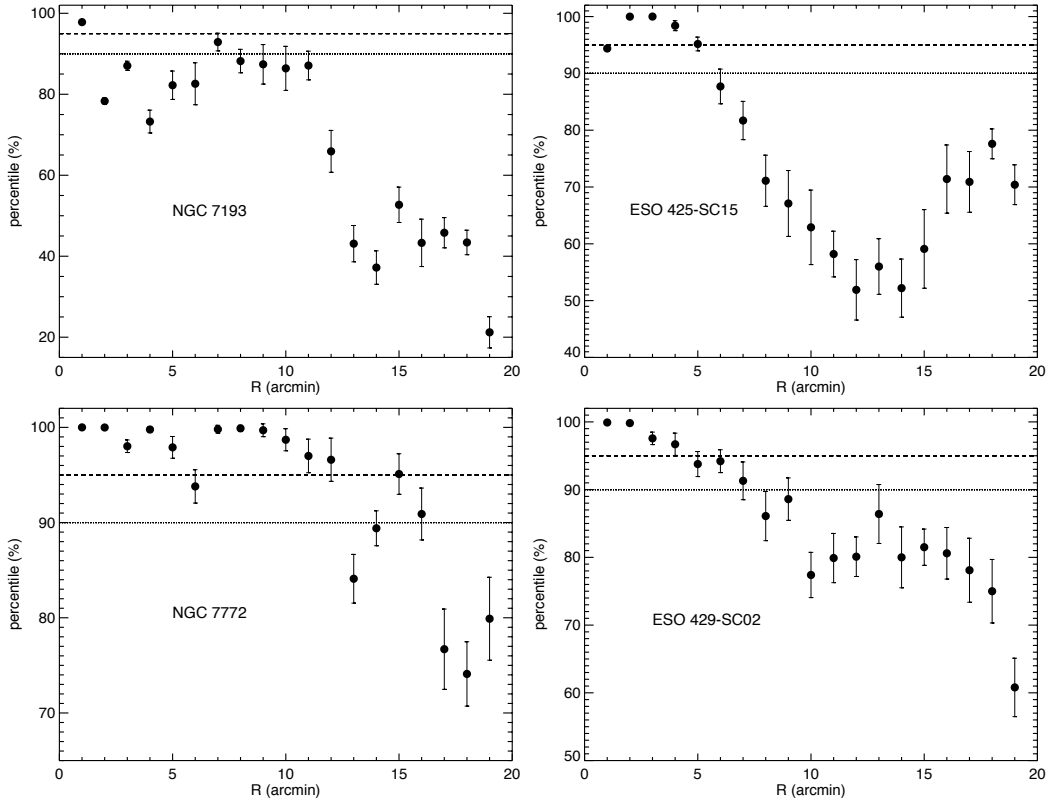


Figura 5.6: Percentis médios e incertezas $1-\sigma$ correspondentes à razão $N_{alvo}/\langle N_{campo} \rangle$ dentro da distribuição $N_{campo}/\langle N_{campo} \rangle$ para cada raio limite. As linhas pontilhada e tracejada marcam os percentis 90 e 95%, respectivamente. São mostrados os resultados para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02.

Os raios limite de NGC 7193, NGC 7772 e ESO 425-SC15, convertidos para a escala linear (Tabela 5.2) são consistentes com a evolução temporal do raio nuclear de um aglomerado simulado, localizado na vizinhança solar,

com população inicial $N_0 = 10\,500$ e contendo 500 binárias primordiais (Figura 5.7, retirada de de La Fuente Marcos 1998, daqui em diante M98). Nessa simulação, o raio nuclear do aglomerado simulado atinge valores menores do que 2 pc para $\log(t/\text{anos}) \gtrsim 8,5$; as idades estimadas para nossos alvos (Seção 5.5), expressas em $\log(t/\text{anos})$, são: 9,4 (NGC 7193), 9,25 (ESO 425-SC15) e 9,8 (NGC 7772). Este é um resultado esperado, visto que, em um futuro distante, aglomerados estelares inicialmente massivos irão deixar, como resíduo “fóssil” de sua evolução, apenas um núcleo estelar denso, com a maior parte de seu conteúdo estelar dissolvido em meio ao campo Galáctico (Bonatto et al. 2004; de La Fuente Marcos 1996).

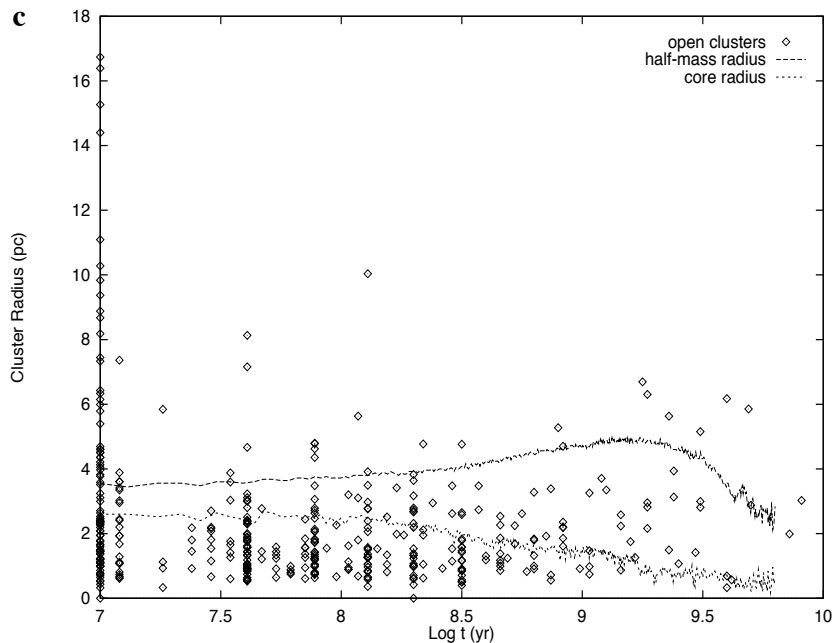


Figura 5.7: Variação do raio com a idade para 418 aglomerados dos catálogos de Lynga 1987 e Mermilliod 1996 (losangos) e para um aglomerado simulado (linhas tracejadas: raio a meia massa e raio nuclear). Os resultados mostram a evolução de um modelo com $N_0 = 10\,500$ estrelas e 500 binárias primordiais. Figura 2c de M98.

O exposto acima não se aplica a ESO 429-SC02. Conforme será mostrado na seção 5.5, realizamos uma tentativa de ajuste de isócronas aos dados no CMD de ESO 429-SC02 e estimamos o seguinte módulo de distância: $(m - M)_0 = 11,2$ mag. De posse desse valor, o raio limite do objeto converte-se em $R_{lim} = 2,5$ pc, para uma idade estimada de $\log(t/\text{anos}) = 8,85$. Nota-se que o raio limite de ESO 429-SC02 está em desacordo com os resultados de M98, cujas simulações (Figura 5.7) prevêm $r_c \lesssim 2$ pc para $\log(t/\text{anos}) \gtrsim 8,5$.

Se adotarmos um valor menos conservador para o raio limite do objeto, essa contradição torna-se ainda mais evidente.

5.3 Resultados da análise espectroscópica

Executamos o procedimento descrito na Seção 3.3 para as estrelas de cada um dos nossos alvos observados espectroscopicamente (Capítulo 2). As Tabelas 5.3 a 5.7 a seguir exibem os resultados da análise espectroscópica; suas colunas são: 1 - Identificador numérico interno da estrela; 2 e 3 - Coordenadas equatoriais; 4 - Razão S/N (medida em 4630 \AA para todas as estrelas); 5 e 6 - Componentes de movimento próprio, expressas em unidades de $10^{-3}''/\text{ano}$ (mas/yr); 7 - Tipo espectral; 8 e 9 - Magnitude absoluta M_J e índice de cor interínseco $(J - K_s)_0$, 10 - Velocidade radial; 11 - Temperatura efetiva; 12 - Metalicidade; 13 - Gravidade superficial; 14 - Pertinência. As componentes de movimento próprio ($\mu_\alpha \cos \delta$ e μ_δ) foram obtidas do catálogo UCAC4. Quando indisponíveis no UCAC4, os valores de movimento próprio para essas estrelas foram complementados com dados do catálogo PPMXL (Roeser et al., 2010).

A classificação de cada uma das estrelas como membro (M) ou não membro (NM) foi feita após uma análise conjunta, envolvendo os dados fotométricos, espectroscópicos e de movimentos próprios, como mostrado a seguir. Para determinação das magnitudes absolutas e índices de cor intrínsecos (colunas 8 e 9 das Tabelas 5.3 a 5.7), efetuamos um procedimento análogo ao que foi empregado na Seção 4.2: primeiramente, para cada estrela observada espectroscopicamente, tomamos um conjunto de isócronas PARSEC (no intervalo $\log(t/\text{anos}) = 6,1 - 10,1$, em passos de 0,05) com metalicidade igual à observada. Em seguida, no espaço $g \times T_{eff}$, o qual independe da distância e avermelhamento, selecionamos o modelo mais próximo do par ordenado $(g_*, T_{eff,*})$ determinado para a estrela em questão. Esse procedimento nos permite obter as magnitudes absolutas e índices de cor intrínsecos (após aplicado o procedimento de recalibração empírica dos índices de cor das isócronas, como explicitado no capítulo 4) para as estrelas observadas.

Como descrito na Seção 2.1.3, observou-se também com o GMOS um campo de controle próximo a ESO 425-SC15 (*offset field*). A Tabela 5.5 exhibe os resultados da análise espectroscópica realizada sobre a amostra de estrelas do campo. Os procedimentos para obtenção dos parâmetros atmosféricos foram os mesmos utilizados para os demais alvos.

Tabela 5.3: Parâmetros das estrelas de NGC 7193 observadas espectroscopicamente.

ID	α_{2000}	δ_{2000}	$\left(\frac{S}{N}\right)^a$	$\mu\alpha \cos \delta$ (mas/yr)	$\mu\delta$ (mas/yr)	Sp	M_J^* (mag)	$(J - K_s)_0^*$ (mag)	V_r (km/s)	T_{eff} (K)	$[Fe/H]$ (dex)	$\log(g)$ (cm/s ²)	Memb. (**)
2	22:03:08	10:48:50	51	-13.1±1.7	-24.6±1.9	K0	0.0	0.61	-42.6±5.6	4868±227	-0.30±0.26	2.83±0.37	NM
3	22:03:08	10:48:14	86	-13.6±2.7	-17.4±1.7	F8	1.6	0.31	-48.1±5.1	6075±100	-0.50±0.50	3.75±0.27	M
4	22:03:02	10:48:27	138	-37.2±1.3	-39.0±0.8	G2	4.2	0.45	-17.4±3.1	5922±227	0.01±0.18	4.64±0.47	NM
6	22:03:09	10:47:57	126	5.0±0.9	-6.2±1.6	F3	3.0	0.25	-13.1±3.5	7007±200	0.00±0.50	4.74±0.40	M
7	22:03:19	10:47:25	48	2.1±2.5	4.1±2.9	G5	-0.2	0.50	-35.4±5.4	5230±100	-0.18±0.24	3.08±0.43	NM
9	22:03:12	10:46:08	36	-4.3±4.4	-9.8±4.7	K5	8.6	0.78	5.6±4.7	4312±227	-0.43±0.42	5.38±0.23	NM
11 ^d	22:03:06	10:46:19	14	-2.7±4.5	-2.1±4.5	K1	5.1	0.66	-28.6±4.9	5250±150	0.00±0.50	4.87±0.48	NM
13	22:03:06	10:45:53	45	11.5±4.9	-4.3±5.2	K0	4.1	0.48	-5.4±6.8	5368±100	0.00±0.50	4.48±0.32	M
14	22:03:09	10:45:24	154	9.4±1.1	-3.5±0.8	F3	2.8	0.23	-24.7±5.0	7123±200	0.03±0.12	4.53±0.41	M
15 ^d	22:03:10	10:45:13	65	4.6±5.0	3.5±5.0	F5	3.1	0.28	8.3±4.3	6455±242	-0.25±0.26	4.34±0.34	NM
16	22:03:06	10:44:07	19	-3.5±13.9	3.6±10.8	G0	2.5	0.39	38.4±4.2	5802±142	-0.28±0.26	4.10±0.30	NM
18	22:03:15	10:44:34	40	-4.8±4.2	-30.4±4.7	G8	2.7	0.38	-49.1±3.5	5394±110	-0.50±0.50	4.00±0.50	NM
19	22:03:04	10:44:14	18	-3.3±5.7	-15.3±5.6	F8	2.7	0.34	-27.4±3.5	5978±100	-0.53±0.12	4.03±0.40	NM
20	22:03:16	10:48:27	24	-0.3±3.2	0.1±3.4	K0	-2.9	0.61	-83.1±9.1	4868±227	-0.47±0.21	2.09±0.43	NM
21	22:03:14	10:48:08	99	-18.4±2.5	11.3±3.2	G0	2.3	0.40	-19.5±5.0	5627±170	-0.26±0.25	3.88±0.42	M
22	22:03:17	10:47:02	45	11.7±3.8	-6.2±4.1	F8	1.1	0.31	-55.6±2.0	6046±166	-0.25±0.25	3.75±0.40	NM
23	22:03:16	10:47:22	49	35.3±2.4	-23.4±3.2	G5	2.6	0.43	-87.7±2.1	5533±173	-0.13±0.22	4.12±0.37	NM
24 ^d	22:03:08	10:45:25	65	23.9±12.9	5.8±12.9	G0	2.2	0.38	-25.0±3.7	5780±100	-0.75±0.25	3.81±0.38	NM
25	22:03:14	10:44:34	68	-14.1±5.0	-18.6±5.4	K2	2.6	0.47	-87.3±6.0	4936±100	-0.50±0.50	3.99±0.36	NM
27	22:02:58	10:47:33	48	3.6±5.4	-4.2±5.7	F8	2.9	0.38	-68.2±5.1	5970±100	-0.50±0.50	4.19±0.29	NM
29	22:02:47	10:46:48	45	1.9±1.9	-14.6±5.7	G1	1.2	0.35	-48.9±11.0	5805±227	0.00±0.50	3.62±0.23	NM
30	22:02:49	10:48:33	88	-3.6±4.3	-6.4±4.7	G4	2.2	0.40	-49.9±3.9	5601±227	-0.50±0.50	3.81±0.30	NM
31	22:02:48	10:48:20	40	0.2±2.6	-5.3±3.0	G8	2.2	0.42	-10.8±5.2	5599±100	-0.29±0.25	3.82±0.40	M
32	22:02:58	10:48:40	24	-18.7±18.2	-5.0±18.2	G0	2.9	0.35	-6.7±7.4	5811±100	-0.50±0.50	4.21±0.28	NM
33	22:02:56	10:49:23	51	29.5±2.0	6.7±2.1	G5	3.7	0.36	-23.8±3.8	6072±297	0.00±0.50	4.51±0.43	M
34	22:02:43	10:48:57	45	20.8±0.9	-43.1±1.0	G8	0.6	0.43	-44.7±7.0	5445±227	0.08±0.18	3.41±0.48	M
36	22:02:48	10:50:08	18	-15.3±17.9	0.4±18.0	G5	3.4	0.41	-33.1±3.9	5640±109	-0.29±0.26	4.32±0.25	NM
37	22:02:41	10:50:25	46	-3.7±4.6	-15.0±5.0	K2	2.9	0.58	-43.7±13.0	4744±185	-0.20±0.27	4.09±0.42	NM
38	22:02:42	10:50:35	45	-9.2±4.1	-11.3±4.7	K7	9.5	0.83	-6.6±7.4	4014±100	-0.33±0.37	5.35±0.25	NM
39	22:02:54	10:51:28	65	-22.2±4.3	21.7±4.8	K0	3.3	0.48	29.2±6.4	5348±100	-0.41±0.21	4.25±0.27	NM
40	22:02:39	10:50:47	52	-22.6±2.1	-7.2±1.5	G0	0.4	0.42	-14.0±2.7	5639±227	-0.50±0.50	3.28±0.26	M
41	22:02:50	10:51:38	56	-2.8±1.4	-14.1±1.9	F8	1.4	0.34	0.2±5.5	6010±140	-0.21±0.25	3.83±0.33	M
42	22:02:54	10:51:17	67	-5.8±5.8	-2.3±2.0	F8	1.5	0.30	-16.2±3.0	6081±119	-0.36±0.22	3.71±0.46	NM
43	22:02:40	10:48:51	80	8.5±4.7	-4.6±5.1	B5	0.9	0.34	-42.2±3.0	6083±227	-1.98±0.12	3.38±0.34	NM
44	22:02:49	10:50:29	51	-3.9±5.1	-6.9±5.7	G5	-1.3	0.49	-28.4±4.8	5310±148	-0.32±0.28	2.78±0.46	NM
45	22:02:57	10:49:44	60	27.8±4.0	-3.4±4.1	G5	4.6	0.52	-1.2±2.2	5666±100	-0.11±0.21	4.88±0.35	M
46	22:02:53	10:50:01	31	-3.3±5.6	-5.6±5.6	G5	2.6	0.37	-47.8±3.0	5857±211	0.05±0.16	4.16±0.49	NM
47	22:02:40	10:51:44	40	16.0±4.9	-20.2±5.2	G0	2.7	0.38	4.2±3.6	5733±100	-0.50±0.50	4.00±0.50	NM
48 ^d	22:02:43	10:45:53	28	-0.7±4.3	-5.5±4.3	K2	5.5	0.74	44.4±4.8	5040±100	-0.19±0.25	4.87±0.38	NM
49	22:02:46	10:44:41	48	-20.7±4.4	-3.8±4.8	K3	- ^b	0.61 ^c	15.6±9.7	4599±102	-0.50±0.50	5.81±0.27	M
50 ^d	22:02:40	10:44:34	17	13.5±4.5	-8.6±4.5	K2	5.1	0.60	23.2±4.4	4999±130	-0.50±0.50	4.65±0.28	NM
51	22:02:39	10:44:27	90	85.8±6.4	-67.9±6.1	G5	3.3	0.43	24.1±2.2	5641±139	-0.50±0.50	4.27±0.29	NM
52 ^d	22:02:45	10:43:59	21	2.6±4.1	4.0±4.1	G8	3.4	0.48	-79.1±5.7	5294±100	-0.72±0.26	4.27±0.32	NM
53 ^d	22:02:38	10:44:18	46	52.5±12.9	-75.8±12.9	K0	5.0	0.62	-42.6±3.4	5358±100	-0.09±0.20	4.99±0.41	M
54 ^{d,e}	22:02:52	10:43:32	28	1.3±5.4	-2.5±5.4	F7	2.1	0.36	-162.8±6.7	5955±144	-0.50±0.50	4.00±0.50	NM
55 ^d	22:02:41	10:42:58	38	6.4±4.7	-2.5±4.7	K0	3.6	0.48	-67.4±2.1	5339±100	0.00±0.50	4.37±0.25	NM
56	22:02:44	10:41:31	35	-2.7±4.8	-7.5±5.2	K0	3.4	0.47	-38.7±5.0	5342±128	0.23±0.26	4.34±0.43	M
57	22:02:48	10:41:42	1151	0.6±2.5	2.3±2.9	B9	0.6	-0.05	-175.9±3.4	10727±316	-0.50±0.50	4.00±0.50	NM
58	22:02:56	10:41:51	58	23.9±1.7	-24.3±1.8	G5	2.1	0.40	1.6±2.6	5724±227	-0.42±0.19	3.80±0.30	M
59	22:02:44	10:42:12	50	4.8±3.5	-4.3±3.8	G5	-0.1	0.51	-14.5±4.5	5229±100	-0.39±0.28	3.04±0.39	NM
60 ^d	22:02:42	10:42:38	35	-0.9±4.2	-11.1±4.2	G5	3.7	0.45	-112.9±3.7	5668±113	-0.61±0.21	4.37±0.33	NM
61	22:02:56	10:42:18	311	3.1±5.1	-31.0±5.5	A4	0.9	0.41	-336.2±7.2	5750±227	-2.00±0.50	3.31±0.37	NM
62	22:02:41	10:40:57	26	-4.1±4.5	-5.0±4.9	G5	2.2	0.46	-34.8±1.7	5452±209	-0.11±0.21	4.03±0.37	NM

^a Medido em 4630 Å.

^b Para essa estrela, não foi possível estabelecer correspondência com os modelos PARSEC. Por isso, adotamos $M_{K_s} = 4,1$ (considerando uma estrela K3V), conforme as tabelas de Schmidt-Kaler (1982) e Koornneef (1983). As tabelas de Koornneef (1983) foram transformadas para o sistema fotométrico do 2MASS de acordo com as relações de Carpenter (2001).

^c Obtido das tabelas de SL09.

^d Movimentos próprios obtidos do PPMXL.

^e $K_{s,54}=17,088$, $(J - K_s)_{54} = -0,635$; estrela com baixo índice de qualidade fotométrica em K_s .

* Obtido a partir dos modelos PARSEC.

** M e NM significam membro e não membro, respectivamente.

Tabela 5.4: Parâmetros das estrelas de ESO 425-SC15 observadas espectroscopicamente.

ID	α_{2000}	δ_{2000}	$\left(\frac{S}{N}\right)^a$	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yr)	μ_{δ} (mas/yr)	Sp	M_V^* (mag)	$(J - K_s)^*$ (mag)	V_r (km/s)	T_{eff} (K)	$[Fe/H]$ (dex)	$\log(g)$ (cm/s^2)	Memb. (**)
1	06:14:34	-29:20:16	70	-4.5±0.7	16.8±0.7	F8	1.1	0.30	45.2±2.6	6101±162	-0.26±0.26	3.75±0.37	M
2	06:14:30	-29:20:27	36	-3.5±3.0	1.9±2.8	G5	1.7	0.39	125.3±2.4	5779±100	-0.12±0.22	3.91±0.40	NM
3†	06:14:44	-29:20:56	29	-8.8±6.9	0.9±7.0	G2	2.4	0.39	100.0±6.2	5724±100	-0.10±0.22	4.10±0.23	NM
3‡	06:14:44	-29:20:56	33	-8.8±6.9	0.9±7.0	K0	4.0	0.48	58.9±4.6	5366±100	0.15±0.24	4.44±0.37	NM
4	06:14:32	-29:20:53	76	-0.3±2.2	1.6±1.7	F3	3.0	0.25	51.3±1.7	6998±127	-0.02±0.11	4.67±0.33	NM
6	06:14:45	-29:21:20	51	-3.2±1.4	1.7±1.4	F8	1.2	0.32	55.0±2.0	6106±140	-0.26±0.25	3.64±0.46	NM
7	06:14:50	-29:21:31	52	3.1±1.6	3.6±1.7	G0	3.1	0.44	9.0±3.2	5500±228	0.00±0.50	4.25±0.27	M
8	06:14:26	-29:21:12	40	0.5±1.1	-1.1±1.2	F8	2.7	0.34	42.9±1.8	6015±139	-0.16±0.24	4.07±0.32	M
9 ^f	06:14:36	-29:21:38	23	19.7±4.1	14.6±4.1	K5	4.7	0.75	18.9±8.0	4381±106	0.00±0.50	4.50±0.50	M
10	06:14:34	-29:21:55	24	-15.3±3.1	4.5±4.6	F5	0.4	0.33	69.4±6.5	6119±228	-1.00±0.50	3.35±0.36	NM
11 ^f	06:14:47	-29:22:18	190	0.8±4.4	4.8±4.4	G0	1.6	0.34	103.3±2.7	6086±100	-0.32±0.24	3.75±0.43	NM
13	06:14:36	-29:22:13	41	0.4±0.8	0.5±1.1	F5	0.8	0.23	12.2±3.5	6478±216	-0.40±0.20	3.58±0.39	M
14	06:14:43	-29:22:31	45	0.0±1.2	2.7±1.2	F8	1.2	0.31	20.7±5.2	6098±182	0.00±0.50	3.70±0.27	NM
15	06:14:34	-29:22:30	78	-7.5±2.1	2.0±2.3	G5	3.4	0.35	89.8±5.6	5958±291	-0.19±0.25	4.31±0.41	NM
16	06:14:37	-29:22:37	29	-1.9±2.4	-4.2±2.3	F5	3.0	0.28	49.3±7.0	6401±215	-0.50±0.50	4.25±0.29	NM
17	06:14:44	-29:22:58	45	8.6±9.7	-11.7±10.7	F8	3.4	0.35	95.6±7.5	5979±100	-0.50±0.50	4.25±0.35	NM
18	06:14:39	-29:22:55	39	-0.2±1.7	3.2±0.7	K2	-7.1	0.61	32.5±6.8	4806±156	-0.50±0.50	1.00±0.50	NM
19 ^f	06:14:41	-29:23:11	146	-1.2±4.2	17.7±4.2	K3	-6	0.61 ^c	14.4±6.2	4715±228	-0.58±0.46	5.70±0.35	NM
20	06:14:39	-29:23:22	37	-1.0±13.0	12.2±6.0	G0	2.1	0.37	68.8±3.9	5781±100	-0.50±0.50	3.83±0.29	NM
21	06:14:37	-29:23:29	79	-2.7±2.3	3.8±2.2	F5	0.1	0.28	78.7±3.6	6399±210	-0.50±0.50	3.33±0.29	NM
22	06:14:34	-29:23:29	60	-4.8±3.1	-0.4±2.1	G2	2.0	0.40	47.4±2.7	5731±100	0.08±0.19	3.99±0.37	NM
26 ^f	06:14:26	-29:23:56	6	5.5±5.0	8.1±5.0	K0	4.0	0.46	36.5±7.8	5393±100	0.00±0.50	4.43±0.43	NM
27 ^f	06:14:33	-29:24:10	18	2.5±4.5	5.7±4.5	G8	3.5	0.44	23.5±7.5	5542±100	-0.06±0.17	4.36±0.35	NM
28	06:14:31	-29:24:13	63	-4.9±1.2	0.4±1.3	G5	1.7	0.41	34.5±2.1	5521±181	-0.00±0.27	3.75±0.49	NM
30	06:14:30	-29:24:34	90	-4.2±1.2	13.9±1.2	G0	2.9	0.37	60.3±1.5	5834±167	-0.11±0.25	4.11±0.46	M
31	06:14:34	-29:24:44	43	9.8±3.5	0.8±2.1	G5	3.8	0.41	59.2±2.1	5638±100	-0.12±0.22	4.42±0.34	M
33 ^f	06:14:45	-29:25:23	10	-1.6±4.2	1.6±4.2	K0	-4	0.49 ^c	43.4±3.2	5393±100	0.84±0.25	4.70±0.26	NM
35	06:14:33	-29:20:11	89	-18.7±27.5	2.7±10.3	K0	3.4	0.44	107.1±3.5	5373±100	0.00±0.50	4.32±0.37	NM
36	06:14:39	-29:21:02	118	2.1±2.5	31.7±1.9	K0	4.8	0.62	122.2±2.6	5357±100	0.09±0.20	4.78±0.43	M
38	06:14:28	-29:21:34	17	-1.4±8.4	-1.3±16.8	K7	5.5	0.83	13.9±4.1	4303±100	-0.50±0.50	4.50±0.50	M
39 ^f	06:14:42	-29:22:16	7	-14.0±5.2	-30.4±5.2	G8	3.0	0.47	43.5±5.6	5445±223	-0.24±0.30	4.21±0.49	NM
40 ^f	06:14:46	-29:22:26	19	1.9±4.1	-15.2±4.1	K7	-	-	-	4303±100	-	-	MMP
41	06:14:40	-29:22:31	23	3.9±19.6	2.4±6.0	F8	2.0	0.38	62.2±2.2	5861±100	-0.67±0.24	3.76±0.29	NM
42	06:14:27	-29:22:22	36	-4.6±0.8	9.2±1.7	F5	2.8	0.29	-15.9±3.6	6358±190	-0.29±0.25	4.17±0.38	M
44	06:14:36	-29:22:51	19	-	-	K4	-	-	-5.9±6.5	4425±100	-0.50±0.50	3.50±0.50	NM
46 ^f	06:14:44	-29:23:12	24	-1.9±4.6	5.3±4.6	K2	2.8	0.45	90.2±4.4	4964±176	0.00±0.50	4.00±0.50	NM
47	06:14:46	-29:23:30	8	13.1±16.9	-42.2±37.5	G5	2.0	0.40	134.0±2.9	5600±100	0.10±0.31	3.86±0.47	NM
48	06:14:39	-29:23:28	37	-0.5±16.3	-9.0±11.2	K0	4.3	0.46	20.0±2.7	5379±100	-0.04±0.14	4.57±0.35	M
49 ^f	06:14:50	-29:23:49	86	3.1±4.5	0.8±4.5	F5	0.7	0.26	70.1±7.8	6367±227	-0.50±0.50	3.50±0.50	NM
50	06:14:29	-29:23:37	66	1.9±2.6	6.0±2.2	G0	2.0	0.36	83.1±2.1	5859±176	-0.26±0.25	3.84±0.42	NM
52 ^f	06:14:36	-29:24:03	7	1.1±5.9	0.4±5.9	G5	-2.5	0.39	72.5±9.4	5635±146	0.00±0.50	2.50±0.50	NM
53	06:14:41	-29:24:15	31	-2.0±1.5	2.0±1.6	G8	-5.1	0.70	62.7±4.8	4587±228	-0.69±0.25	1.35±0.47	NM
54	06:14:39	-29:24:22	50	-0.9±12.3	5.7±11.9	G0	2.2	0.38	111.3±3.9	5807±100	-0.77±0.25	3.82±0.44	NM
56	06:14:35	-29:24:39	66	14.1±6.6	-0.6±7.0	F8	1.3	0.32	72.7±2.6	6054±145	-0.28±0.25	3.65±0.42	NM
58	06:14:40	-29:25:04	39	0.6±4.0	-6.2±2.9	K3	-4.9	0.65	24.5±2.8	4684±100	0.00±0.50	1.59±0.46	NM
59	06:14:41	-29:25:17	30	-5.6±1.9	-2.1±1.9	K2	4.5	0.65	72.7±8.7	4907±119	0.00±0.50	4.50±0.50	M
62	06:14:20	-29:24:15	28	-3.0±1.8	9.0±2.0	K0	4.8	0.61	42.1±4.8	5356±100	0.08±0.20	5.06±0.38	M

cont.

ID	α_{2000}	δ_{2000}	$\left(\frac{S}{N}\right)^a$	$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas/yr)	μ_δ (mas/yr)	Sp	M_V^f (mag)	$(J - K_s)^0$ (mag)	V_r (km/s)	T_{eff} (K)	$[Fe/H]$ (dex)	$\log(g)$ (cm/s^2)	Memb. (**)
65	06:14:15	-29:23:52	37	-4.5±1.1	-3.0±1.1	G5	1.8	0.39	7.6±1.8	5779±100	-0.18±0.24	3.78±0.33	M
68 ^f	06:14:11	-29:23:23	17	1.2±4.2	1.0±4.2	G8	1.4	0.56	70.1±5.9	5042±150	0.00±0.50	3.50±0.50	NM
69	06:14:24	-29:22:32	12	-5.3±0.7	0.6±0.8	K2	-5.1	0.83	20.1±5.6	4284±107	-0.67±0.26	1.06±0.39	NM
70	06:14:07	-29:23:20	127	-1.8±2.7	8.3±2.8	F6	2.0	0.29	12.4±1.6	6329±131	-0.68±0.24	3.97±0.40	NM
71 ^f	06:14:14	-29:22:45	25	-3.5±4.3	10.6±4.3	K5	-	-	-	4310±228	-	-	MMP
72	06:14:13	-29:22:32	26	3.4±2.8	0.6±2.7	K0	2.1	0.46	46.1±4.0	5320±130	0.07±0.18	3.99±0.40	NM
73	06:14:06	-29:22:49	63	4.5±0.9	0.6±0.9	F3	3.4	0.31	-0.8±2.6	6664±100	0.03±0.13	4.55±0.36	M
74 ^f	06:14:14	-29:22:06	12	2.0±4.9	9.1±4.9	G5	2.6	0.41	52.9±4.9	5594±100	0.00±0.50	4.00±0.50	NM
75 ^f	06:14:17	-29:21:49	9	-1.0±5.4	-12.9±5.4	G0	0.5	0.36	0.7±4.5	5745±100	0.00±0.50	3.44±0.41	NM
76 ^f	06:14:14	-29:21:43	6	1.5±5.9	0.2±5.9	G8	0.9	0.40	39.4±9.7	5554±125	0.50±0.50	3.50±0.50	NM
77 ^f	06:14:27	-29:20:44	33	2.3±5.0	5.8±5.0	K0	4.7	0.59	97.9±2.4	5408±100	0.09±0.20	4.80±0.26	NM
78	06:14:15	-29:21:14	47	-8.5±2.1	-8.9±2.3	K0	4.9	0.64	3.6±3.2	5327±100	0.12±0.22	4.96±0.46	M
80	06:14:02	-29:21:35	36	0.3±1.8	7.9±2.3	F5	0.4	0.25	42.3±2.7	6431±228	0.00±0.50	3.52±0.47	NM
81 ^f	06:14:18	-29:20:30	12	-3.5±4.9	8.1±4.9	G0	1.1	0.35	97.3±3.6	5877±171	-0.03±0.19	3.62±0.48	NM
82 ^f	06:14:23	-29:20:02	13	-5.3±5.1	6.7±5.1	G5	3.6	0.40	63.8±5.7	5754±167	0.22±0.28	4.41±0.22	NM
83 ^f	06:14:08	-29:20:46	24	2.8±5.3	0.2±5.3	K0	4.0	0.45	12.7±6.8	5247±155	0.50±0.50	4.50±0.50	NM
84	06:14:04	-29:20:54	54	0.9±2.4	5.3±2.8	G8	2.5	0.51	165.8±2.4	5192±228	-0.32±0.33	3.80±0.42	NM
85 ^f	06:14:17	-29:19:36	13	0.4±4.8	1.7±4.8	K0	2.0	0.47	8.8±5.8	5324±203	-0.04±0.13	3.78±0.44	NM
86	06:14:20	-29:19:12	44	-5.4±1.9	-1.8±1.1	G5	-0.8	0.60	15.6±2.4	4900±228	-0.33±0.24	2.68±0.44	NM
91 ^f	06:14:11	-29:24:05	39	6.5±5.3	2.7±5.3	F8	-4.8	0.30	22.2±9.9	6072±228	0.00±0.50	2.00±0.50	NM
94	06:14:23	-29:22:03	56	-9.8±1.3	-20.9±1.3	F8	2.9	0.34	68.8±6.2	6055±100	-0.77±0.25	4.07±0.41	NM
99 ^f	06:14:09	-29:21:34	26	3.0±5.1	3.1±5.1	G2	-1.4	0.39	49.2±7.2	5727±100	0.14±0.23	2.84±0.50	NM
101 ^f	06:14:26	-29:20:21	35	1.0±5.6	7.7±5.6	G5	-	-	5645±129	5645±129	-	-	NM
102	06:14:05	-29:21:23	80	6.6±2.6	-4.1±2.6	G8	4.4	0.55	47.6±14.3	5552±100	0.50±0.50	5.00±0.50	NM
107 ^f	06:14:14	-29:19:36	4	7.2±5.4	7.8±5.4	K0	-	-	-	5431±100	-	-	NM
108 ^f	06:14:14	-29:19:30	8	4.7±5.9	5.3±5.9	G2	-	-	-	5383±100	-	-	NM

^a Medido em 4630 Å.

^b Para essa estrela, não foi possível estabelecer correspondência com os modelos PARSEC. Por isso, adotamos $M_{K_s} = 4.1$ (considerando uma estrela K3V), conforme as tabelas de Schmidt-Kaler (1982) e Koornneef (1983). As tabelas de Koornneef (1983) foram transformadas para o sistema fotométrico do 2MASS de acordo com as relações de Carpenter (2001).

^c Obtido das tabelas de SL09.

^d O mesmo de ^b, sendo $M_{K_s} = 4.1$ para uma estrela K0V.

^e O mesmo de ^b, sendo $M_{K_s} = 4.2$ para uma estrela K4V.

^f Movimentos próprios obtidos do PPMXL.

* Obtido a partir dos modelos PARSEC (vide texto para maiores detalhes).

** M, NM e MMP indicam, respectivamente: membro, não membro e membro menos provável.

† Vide texto para detalhes, em especial a Figura 5.8.

Tabela 5.5: Parâmetros das estrelas do campo de controle de ESO 425-SC15 observadas espectroscopicamente.

ID	α_{2000}	δ_{2000}	$\left(\frac{S}{N}\right)^a$	$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas/yr)	μ_δ (mas/yr)	Sp	M_J^* (mag)	$(J - K_s)_0^*$ (mag)	V_r (km/s)	T_{eff} (K)	$[Fe/H]$ (dex)	$\log(g)$ (cm/s ²)
1	06:28:47	-29:24:08	18	—	—	G5	3.7	0.41	77.1±3.3	5541±177	-0.02±0.11	4.37±0.49
2	06:28:51	-29:25:18	137	-3.0± 3.2	-10.2± 6.2	F8	2.5	0.34	-12.3±2.9	6005±178	-0.09±0.20	4.01±0.33
3 ^d	06:28:54	-29:26:26	16	-9.7± 5.4	4.8± 5.4	G5	3.8	0.39	102.3±3.7	5899±264	0.00±0.50	4.50±0.50
4	06:28:49	-29:24:23	29	-11.7± 2.4	2.1± 3.0	F8	0.9	0.32	43.9±1.7	6131±100	-0.50±0.50	3.52±0.35
5	06:28:49	-29:24:06	66	-0.6± 4.9	4.0± 2.0	F8	2.2	0.32	16.2±4.4	6102±216	0.00±0.50	4.07±0.39
7	06:28:51	-29:23:49	70	5.3± 1.4	13.2± 1.4	F3	3.6	0.31	99.8±4.1	6658±228	-0.18±0.24	4.68±0.33
8	06:28:52	-29:23:58	33	-9.0± 7.3	11.9± 4.3	G0	1.0	0.37	-10.3±4.8	5808±228	-0.50±0.50	3.50±0.50
9	06:28:54	-29:24:36	126	0.9± 1.7	-1.7± 1.1	F5	3.3	0.30	5.6±2.5	6693±156	0.11±0.21	4.46±0.47
16 ^d	06:28:54	-29:22:38	100	-5.5± 5.0	5.1± 5.0	G0	4.1	0.40	1.1±7.2	5706±228	-0.50±0.50	4.50±0.50
17 ^d	06:28:51	-29:21:13	16	-5.1± 4.6	5.8± 4.6	F8	-3.3	0.32	48.4±3.7	6046±138	-0.20±0.25	2.32±0.24
18	06:28:58	-29:23:27	41	-3.8± 1.0	5.7± 1.0	K0	-0.2	0.57	29.1±2.6	4952±228	0.00±0.50	3.01±0.50
19	06:29:03	-29:25:15	51	-1.1± 5.9	1.3± 4.3	G5	4.3	0.43	91.8±4.9	5659±100	-0.17±0.24	4.60±0.43
20	06:28:55	-29:21:36	53	-0.4± 4.8	-5.3± 6.0	G0	1.4	0.38	78.2±7.3	5813±100	-0.50±0.50	3.62±0.25
21	06:28:57	-29:22:07	32	-6.0±13.4	-20.6±13.4	G5	1.3	0.49	59.5±6.5	5308±292	-0.50±0.50	3.50±0.50
23	06:28:55	-29:21:07	140	5.4± 1.4	3.7± 1.4	G0	2.1	0.39	-16.5±1.3	5762±100	-0.72±0.25	3.78±0.32
24 ^d	06:29:01	-29:22:36	12	-11.8± 5.4	5.5± 5.4	F8	—	—	—	6127±153	—	—
25	06:29:03	-29:23:16	19	1.3± 3.3	-1.8± 2.9	F8	-0.8	0.34	-24.0±2.8	6022±100	-0.50±0.50	3.00±0.50
26 ^d	06:29:05	-29:23:53	57	-4.8± 5.0	6.7± 5.0	F5	-2.6	0.27	62.5±5.9	6341±215	-0.08±0.18	2.58±0.46
28	06:29:06	-29:23:55	131	-6.9± 5.4	-15.0± 5.4	G0	2.6	0.39	9.7±6.6	5740±100	-0.68±0.24	3.94±0.36
29	06:29:02	-29:21:53	38	14.4± 1.8	4.9± 1.9	F8	1.8	0.35	225.6±5.3	5979±173	-0.50±0.50	3.93±0.32
33	06:29:02	-29:20:58	161	4.8± 2.6	-5.0± 3.1	F3	2.7	0.22	1.2±4.7	7018±200	0.06±0.18	4.34±0.49
36	06:29:07	-29:21:43	92	-0.4± 1.2	0.3± 0.8	A0	1.4	-0.03	6.7±5.5	9591±230	0.27±0.48	4.33±0.30
37	06:29:07	-29:21:40	27	—	—	F8	2.4	0.32	52.3±7.3	6100±164	-0.43±0.18	4.08±0.43
38	06:29:08	-29:21:56	36	-0.9± 1.6	11.0± 1.7	F8	0.8	0.31	55.1±1.9	6127±100	-0.41±0.19	3.50±0.37
41	06:28:47	-29:23:37	27	-15.0± 2.3	0.9± 2.0	G0	3.5	0.43	49.7±2.2	5757±100	-0.72±0.25	4.33±0.35
43 ^d	06:28:44	-29:22:02	32	-8.2± 4.3	0.6± 4.3	F3	-2.8	0.15	89.4±4.4	6995±104	0.00±0.50	2.56±0.47
46	06:28:50	-29:23:28	46	6.4±32.5	0.8±32.5	F5	3.1	0.28	64.4±5.8	6378±229	-0.20±0.25	4.35±0.43
47	06:28:50	-29:22:58	1990	-0.9± 1.2	9.1± 0.8	F0	— ^b	0.14 ^c	0.6±6.4	7515±200	-0.50±0.50	5.50±0.50
48 ^d	06:28:53	-29:23:26	10	-6.1± 5.6	10.5± 5.6	G5	4.5	0.53	75.1±6.0	5658±100	0.19±0.25	4.84±0.49
50	06:28:58	-29:23:26	28	185.8± 4.8	21.8± 3.9	G0	2.4	0.40	45.6±3.0	5809±172	-0.31±0.25	4.07±0.34
54	06:28:58	-29:21:18	110	-3.0± 2.9	3.1± 2.9	F1	2.9	0.20	66.0±3.0	7408±200	-0.31±0.30	4.50±0.50
55	06:29:04	-29:22:56	29	2.9± 2.3	4.9± 2.3	G5	3.8	0.40	47.1±2.9	5692±100	0.00±0.50	4.47±0.39
60	06:29:13	-29:23:51	37	-1.9± 1.8	5.2± 1.0	G2	1.5	0.40	60.9±3.7	5715±100	0.05±0.27	3.68±0.47

^a Medido em 4630 Å.

^b Para essa estrela, não foi possível estabelecer correspondência com os modelos PARSEC. Por isso, adotamos $M_{K_s} = 1.9$ (considerando uma estrela F0V), conforme as tabelas de Schmidt-Kaler (1982) e Koornneef (1983). As tabelas de Koornneef (1983) foram transformadas para o sistema fotométrico do 2MASS de acordo com as relações de Carpenter (2001).

^c Obtido das tabelas de SL09.

^d Movimentos próprios obtidos do PPMXL.

* Obtido a partir dos modelos PARSEC (vide texto para maiores detalhes).

Uma particularidade do conjunto de dados de ESO 425-SC15 merece destaque. Podemos ver que a estrela 3 da Tabela 5.4 apresenta dois registros, com diferentes informações espectroscópicas, mas com as mesmas coordenadas e movimentos próprios. Podemos compreender a razão disso ao observarmos a Figura 5.8: o painel esquerdo mostra uma imagem SERC J-DSS1 (0,468 μm) de $2' \times 1'$ próxima à estrela 3 (identificada com uma seta vermelha). Os círculos mostram a posição das 4 estrelas na região, conforme o catálogo 2MASS. Vemos que, para a estrela 3 há um único registro nesse catálogo. Por sua vez, no painel à direita, mostramos uma seção da pré-imagem de ESO 425-SC15 obtida com o GMOS. Ao ser observada com maior resolução espacial e melhor qualidade de imagem, pôde-se notar que a estrela 3 consiste, na verdade, de um par de estrelas. Isso fica claro ao visualizarmos os perfis de contagem (obtidos com a tarefa IMEXAM do IRAF) na região da estrela: a Figura 5.9, à esquerda, mostra os perfis superficiais de contagem ao longo do detector na região da estrela 3; à direita, temos as linhas de isocontagens na mesma região. Nota-se a presença de um par de

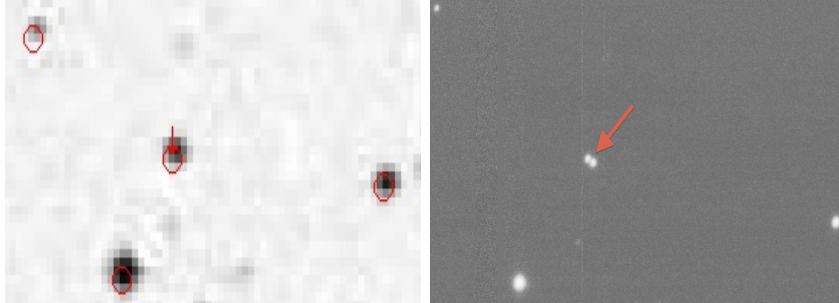


Figura 5.8: À esquerda: Imagem SERC J-DSS1 ($0,468 \mu\text{m}$) de $2' \times 1'$ próxima à estrela 3 (identificada com uma seta vermelha) de ESO 425-SC15. As posições das estrelas, conforme o catálogo 2MASS, são identificadas por círculos vermelhos. À direita: mesma região, porém observada com o GMOS no modo imageamento (maior resolução espacial e melhor qualidade de imagem em relação à imagem da esquerda). Nota-se, no caso da estrela 3, a presença de um par de objetos.

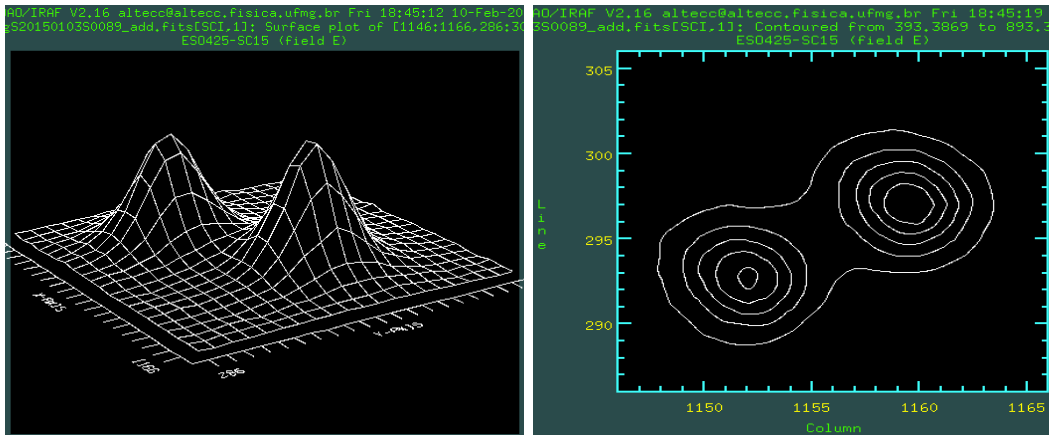


Figura 5.9: À esquerda: perfis superficiais de contagens, medidos sobre a pré-imagem, na região da estrela 3. À direita: linhas de isocontagens na mesma região. Ambos os perfis denotam a presença de um par de estrelas.

Tabela 5.6: Parâmetros das estrelas de NGC 7772 observadas espectroscopicamente.

ID	α_{2000}	δ_{2000}	$\left(\frac{S}{N}\right)^a$	$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas/yr)	μ_δ (mas/yr)	Sp	M_J^* (mag)	$(J - K_s)_0^*$ (mag)	V_r (km/s)	T_{eff} (K)	$[Fe/H]$ (dex)	$\log(g)$ (cm/s^2)	Memb.
1	23:51:44	16:15:32	17	9.3±2.8	-9.7±3.0	K3	-2.8	0.71	-15.7±4.2	4566±107	0.00±0.50	2.06±0.34	NM
2	23:51:48	16:15:55	56	35.8±1.2	0.8±1.5	G0	1.5	0.39	-27.1±4.4	5799±100	-0.62±0.30	3.62±0.44	NM
3	23:51:46	16:14:23	48	-0.1±1.3	-5.3±1.7	G5	2.3	0.40	-71.4±2.6	5631±162	-0.50±0.50	3.84±0.28	M
4	23:51:48	16:13:60	65	-1.2±1.7	-3.2±1.9	G5	4.6	0.51	15.9±1.9	5681±100	-0.15±0.23	4.92±0.45	M
5	23:51:48	16:15:05	97	11.3±1.5	-11.2±1.7	K0	2.2	0.48	-77.9±3.2	5313±141	0.05±0.16	4.02±0.39	NM
6 ^d	23:51:54	16:16:27	12	3.7±4.2	-6.4±4.2	K2	4.1	0.58	-45.3±4.0	5020±100	0.00±0.25	4.42±0.46	NM
7	23:52:03	16:17:42	76	-8.2±1.2	3.7±1.4	G0	2.7	0.37	-24.1±1.9	5863±289	-0.08±0.24	4.16±0.44	M
8 ^d	23:51:57	16:13:13	23	-4.9±4.1	-15.5±4.1	K5	7.2	0.78	-16.2±5.0	4383±106	-0.50±0.50	5.00±0.50	M
9	23:52:05	16:15:16	44	-38.3±3.4	-26.1±3.7	K7	—	0.80 ^b	-56.1±9.3	4293±228	-0.50±0.50	6.00±0.50	NM
10	23:51:46	16:14:56	70	12.3±1.9	0.6±2.0	G0	3.2	0.42	-67.1±3.3	5793±140	-0.50±0.50	4.25±0.29	M
11	23:51:45	16:14:43	134	12.1±2.3	3.3±2.5	G5	4.2	0.40	-1.9±2.2	5681±100	-0.25±0.27	4.59±0.46	M
12	23:51:58	16:17:31	57	11.6±2.0	-11.8±2.2	G1	2.9	0.40	-74.2±4.5	5652±228	0.17±0.25	4.12±0.30	NM
13	23:52:04	16:14:13	68	-9.5±2.7	-2.8±2.9	K0	3.3	0.45	-7.9±6.6	5379±100	0.00±0.50	4.31±0.34	NM
14	23:51:43	16:14:07	42	5.3±1.3	-9.0±1.6	K2	-5.1	0.77	17.3±4.1	4421±100	-1.00±0.50	1.00±0.50	NM
15	23:51:35	16:12:49	47	-12.1±1.8	-18.4±2.2	G5	1.3	0.55	-15.9±3.6	5097±183	-0.50±0.50	3.32±0.27	NM
16	23:51:48	16:12:54	41	-7.6±2.6	-21.4±2.9	K0	4.8	0.63	-10.3±9.7	5297±182	0.27±0.36	4.67±0.40	NM
17	23:51:49	16:10:60	157	-3.5±1.9	-11.3±2.1	G5	3.5	0.42	-47.4±6.4	5568±177	0.00±0.50	4.36±0.26	M
18	23:51:41	16:10:44	15	-16.3±2.5	-13.7±3.0	K0	5.0	0.61	-51.4±1.6	5375±100	-0.10±0.27	4.93±0.35	M
19	23:51:52	16:11:54	31	17.8±2.5	13.9±2.9	K0	3.5	0.48	-14.9±3.6	5361±100	-0.25±0.26	4.34±0.36	M
20 ^d	23:51:43	16:09:58	16	12.8±4.2	-16.3±4.2	K0	— ^c	0.49 ^b	-30.2±3.8	5359±100	0.16±0.24	5.41±0.38	NM
21	23:51:53	16:11:17	46	1.5±1.4	-35.0±1.7	K0	4.2	0.48	-29.4±8.0	5378±100	0.00±0.50	4.50±0.50	M

^a Medido em 4630 Å.

^b Obtido das tabelas de SL09.

^c Para essa estrela, não foi possível estabelecer correspondência com os modelos PARSEC. Por isso, adotamos $M_{K_s} = 4.1$ (considerando uma estrela K0V), conforme as tabelas de Schmidt-Kaler (1982) e Koornneef (1983). As tabelas de Koornneef (1983) foram transformadas para o sistema fotométrico do 2MASS de acordo com as relações de Carpenter (2001).

^d Movimentos próprios obtidos do PPMXL.

* Obtido a partir dos modelos PARSEC (vide texto para detalhes).

** M, NM e MMP significam, respectivamente, membro, não membro e membro menos provável.

objetos. A diferença considerável entre as velocidades radiais dessas duas estrelas (Tabela 5.4) pode ser consequência de movimento orbital.

Ao final desta Seção, exibimos as Figuras 5.10 a 5.13, onde constam, a título de exemplo, alguns de nossos espectros de ciência (linhas pretas) corrigidos de velocidade radial. Sobreposamos os templates sintéticos cujos parâmetros atmosféricos são representativos dos parâmetros medidos em cada caso. Os resíduos (ciência menos template) são representados por pontos azuis. As linhas horizontais contínuas indicam o “zero” dos resíduos. Para referência, algumas linhas de absorção proeminentes são indicadas. Podemos notar que o método de correlação cruzada permitiu identificar templates cujos perfis de linha se ajustam aos espectros observados.

Tabela 5.7: Parâmetros das estrelas de ESO 429-SC02 observadas espectroscopicamente.

ID	α_{2000}	δ_{2000}	$\left(\frac{S}{N}\right)^a$	$\mu_\alpha \cos \delta$ ($\times 10^{-3}$ "/ano)	μ_δ ($\times 10^{-3}$ "/ano)	Sp	M_J^* (mag)	$(J - K_s)_0^*$ (mag)	V_r (km/s)	T_{eff} (K)	$[Fe/H]$ (dex)	$\log(g)$ (cm/s^2)
1	07:33:32	-28:11:29	35	-3.7 \pm 3.2	7.7 \pm 2.3	G2	1.2	0.38	61.2 \pm 5.3	5634 \pm 100	-0.11 \pm 0.24	3.62 \pm 0.25
2	07:33:31	-28:12:17	155	-2.4 \pm 1.3	6.4 \pm 2.2	F3	3.4	0.26	56.9 \pm 2.8	7005 \pm 200	-0.45 \pm 0.15	4.60 \pm 0.43
3	07:33:31	-28:10:25	57	-9.8 \pm 0.8	-5.7 \pm 1.1	K0	-4.5	0.60	23.8 \pm 5.8	4893 \pm 100	-0.50 \pm 0.50	1.66 \pm 0.29
4 ^g	07:33:25	-28:11:01	348	0.5 \pm 1.2	1.4 \pm 1.5	O9.5	- ^b	-0.20 ^c	42.8 \pm 4.8	34745 \pm 228	-0.02 \pm 0.13	3.98 \pm 0.26
5 ^g	07:33:26	-28:11:16	488	0.3 \pm 2.2	1.3 \pm 2.3	B6	-1.8	-0.12	49.2 \pm 4.4	14844 \pm 530	0.04 \pm 0.11	3.54 \pm 0.01
6	07:33:30	-28:09:37	30	-2.3 \pm 3.6	0.4 \pm 2.5	F3	3.0	0.25	57.8 \pm 6.4	7026 \pm 200	0.00 \pm 0.50	4.70 \pm 0.27
7 ^f	07:33:27	-28:10:41	21	1.0 \pm 4.2	7.5 \pm 4.2	F5	1.1	0.24	68.9 \pm 5.6	6510 \pm 279	0.00 \pm 0.50	3.80 \pm 0.49
8	07:33:24	-28:12:05	213	37.7 \pm 5.5	28.4 \pm 7.0	G0	2.4	0.38	86.2 \pm 1.8	5725 \pm 100	-0.89 \pm 0.22	3.86 \pm 0.24
9	07:33:28	-28:11:49	42	0.5 \pm 0.9	-2.0 \pm 1.8	K0	-0.9	0.58	10.6 \pm 4.4	4952 \pm 228	0.00 \pm 0.50	2.75 \pm 0.45
10	07:33:24	-28:11:33	89	32.1 \pm 3.4	-21.5 \pm 3.6	A0	1.7	-0.02	71.2 \pm 6.1	9752 \pm 277	-0.49 \pm 0.50	4.27 \pm 0.26
11 ^g	07:33:26	-28:11:04	443	-0.7 \pm 1.1	-5.3 \pm 2.4	B1.5	-2.8	-0.17	77.4 \pm 5.1	19231 \pm 228	-0.06 \pm 0.13	3.49 \pm 0.26
12	07:33:29	-28:11:35	49	1.9 \pm 4.4	5.9 \pm 12.2	F8	1.2	0.32	45.0 \pm 5.9	6120 \pm 100	-0.50 \pm 0.50	3.61 \pm 0.30
13	07:33:19	-28:10:51	116	-3.3 \pm 1.9	1.4 \pm 1.5	A2	- ^d	0.01 ^c	34.9 \pm 7.0	8508 \pm 388	0.00 \pm 0.50	5.84 \pm 0.29
14	07:33:19	-28:11:59	63	-5.0 \pm 1.3	-5.6 \pm 1.2	F8	3.6	0.37	11.1 \pm 3.6	6228 \pm 202	0.50 \pm 0.50	4.65 \pm 0.28
15	07:33:20	-28:12:11	26	-4.9 \pm 7.9	4.2 \pm 2.9	G8	2.7	0.42	64.1 \pm 6.3	5593 \pm 100	0.00 \pm 0.50	4.18 \pm 0.27
16	07:33:21	-28:12:18	87	-1.1 \pm 2.3	3.5 \pm 2.4	F8	2.0	0.35	34.1 \pm 3.8	6002 \pm 209	-0.69 \pm 0.25	3.78 \pm 0.42
17	07:33:22	-28:11:35	72	-0.5 \pm 1.1	-4.6 \pm 0.9	K0	-2.3	0.58	22.5 \pm 3.5	4952 \pm 228	0.00 \pm 0.50	2.37 \pm 0.37
18 ^g	07:33:21	-28:11:20	478	-3.6 \pm 1.7	-3.2 \pm 2.7	B6	-1.8	-0.13	44.7 \pm 6.1	15087 \pm 390	-0.06 \pm 0.00	3.58 \pm 0.05
19 ^f	07:33:23	-28:10:28	21	0.2 \pm 5.1	-2.0 \pm 5.1	F0	- ^e	0.14 ^c	61.5 \pm 9.0	7604 \pm 200	0.50 \pm 0.50	5.18 \pm 0.29
20	07:33:18	-28:12:33	65	-9.0 \pm 1.7	13.8 \pm 1.7	G8	3.9	0.47	39.9 \pm 5.1	5397 \pm 109	-0.25 \pm 0.25	4.43 \pm 0.38
21	07:33:17	-28:09:07	48	6.5 \pm 8.9	10.9 \pm 6.1	G0	4.0	0.36	23.9 \pm 4.1	5867 \pm 100	-0.50 \pm 0.50	4.50 \pm 0.50
22 ^g	07:33:16	-28:10:25	173	-3.2 \pm 1.3	3.8 \pm 1.3	B8	-1.7	-0.13	59.7 \pm 9.4	15052 \pm 20	-0.16 \pm 0.06	3.59 \pm 0.00
23 ^f	07:33:15	-28:12:04	28	4.6 \pm 4.1	6.6 \pm 4.1	F5	-	-	98.4 \pm 9.5	6422 \pm 213	-	-
24	07:33:15	-28:11:40	20	2.7 \pm 1.6	-2.8 \pm 2.3	K0	-3.4	0.57	94.1 \pm 1.9	4952 \pm 228	-0.11 \pm 0.21	2.02 \pm 0.47
25 ^f	07:33:13	-28:13:01	19	14.8 \pm 4.3	-9.4 \pm 4.3	G5	3.0	0.44	2.4 \pm 1.5	5646 \pm 228	-0.12 \pm 0.29	4.22 \pm 0.50
26	07:33:11	-28:10:27	61	1.9 \pm 2.1	-2.7 \pm 1.7	G5	-2.8	0.43	48.6 \pm 2.7	5452 \pm 254	-0.14 \pm 0.23	2.43 \pm 0.47
27	07:33:14	-28:12:43	121	-5.5 \pm 2.4	2.9 \pm 2.6	A2	0.8	0.02	45.2 \pm 5.1	8602 \pm 390	0.50 \pm 0.50	4.00 \pm 0.50
28 ^f	07:33:12	-28:12:56	21	-13.2 \pm 4.2	16.2 \pm 4.2	G8	3.7	0.42	-10.1 \pm 2.4	5544 \pm 129	0.20 \pm 0.25	4.39 \pm 0.41
29	07:33:11	-28:11:09	144	-0.1 \pm 3.4	-4.5 \pm 3.3	A2	-0.6	0.01	59.0 \pm 12.4	8819 \pm 388	0.00 \pm 0.50	3.50 \pm 0.50
30	07:33:13	-28:13:09	25	-6.0 \pm 3.8	-2.0 \pm 4.1	F5	-3.4	0.24	68.3 \pm 2.7	6522 \pm 242	-0.46 \pm 0.14	2.30 \pm 0.49
31	07:33:09	-28:11:30	108	1.8 \pm 2.1	-1.1 \pm 2.2	G0	1.3	0.36	35.3 \pm 6.3	5949 \pm 141	0.00 \pm 0.50	3.82 \pm 0.29

^a Medido em 4630 Å.

^b Para essa estrela, $V = 9,47 \pm 0,05$ mag (UCAC4), $M_V = -4,3$ mag (estrela O9.5V; Schmidt-Kaler 1982).

^c Obtido das tabelas de SL09.

^d Para essa estrela, $V = 12,05 \pm 0,02$ mag (UCAC4), $M_V = 1,3$ mag (estrela A2V; Schmidt-Kaler 1982).

^e Para essas estrelas, não foi possível estabelecer correspondência com os modelos PARSEC. Por isso, adotamos $M_{K_s} = 1,9$ (considerando uma estrela F0V), conforme as tabelas de Schmidt-Kaler (1982) e Koornneef (1983). As tabelas de Koornneef (1983) foram transformadas para o sistema fotométrico do 2MASS de acordo com as relações de Carpenter (2001).

^f Movimentos próprios obtidos do PPMXL.

^g O valor medido de T_{eff} para essa estrela excede o limite dos modelos PARSEC ($T_{eff} \leq 12000$ K). Todos os parâmetros atmosféricos foram obtidos a partir dos templates ELODIE melhor correlacionados (Seção 3.3).

* Obtido a partir dos modelos PARSEC.

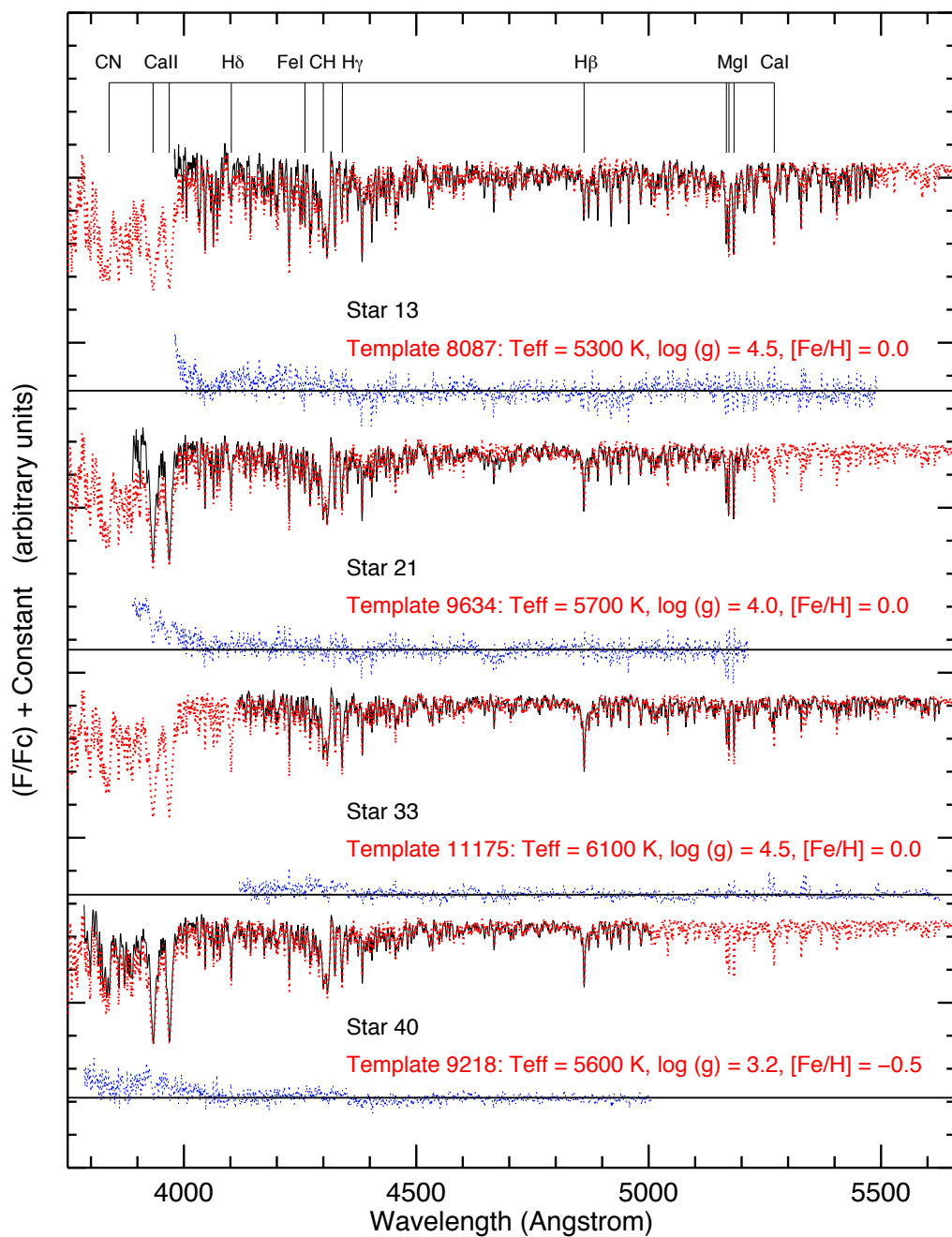


Figura 5.10: Espectros das estrelas 13, 21, 33 e 40 de NGC 7193 (linhas pretas) e os templates PHOENIX mais representativos (linhas vermelhas) em cada caso. Os resíduos (espectro observado menos espectro sintético) são representados pelos pontos azuis. As linhas horizontais contínuas indicam o “zero” dos resíduos. Algumas linhas de absorção proeminentes são indicadas, para referência.

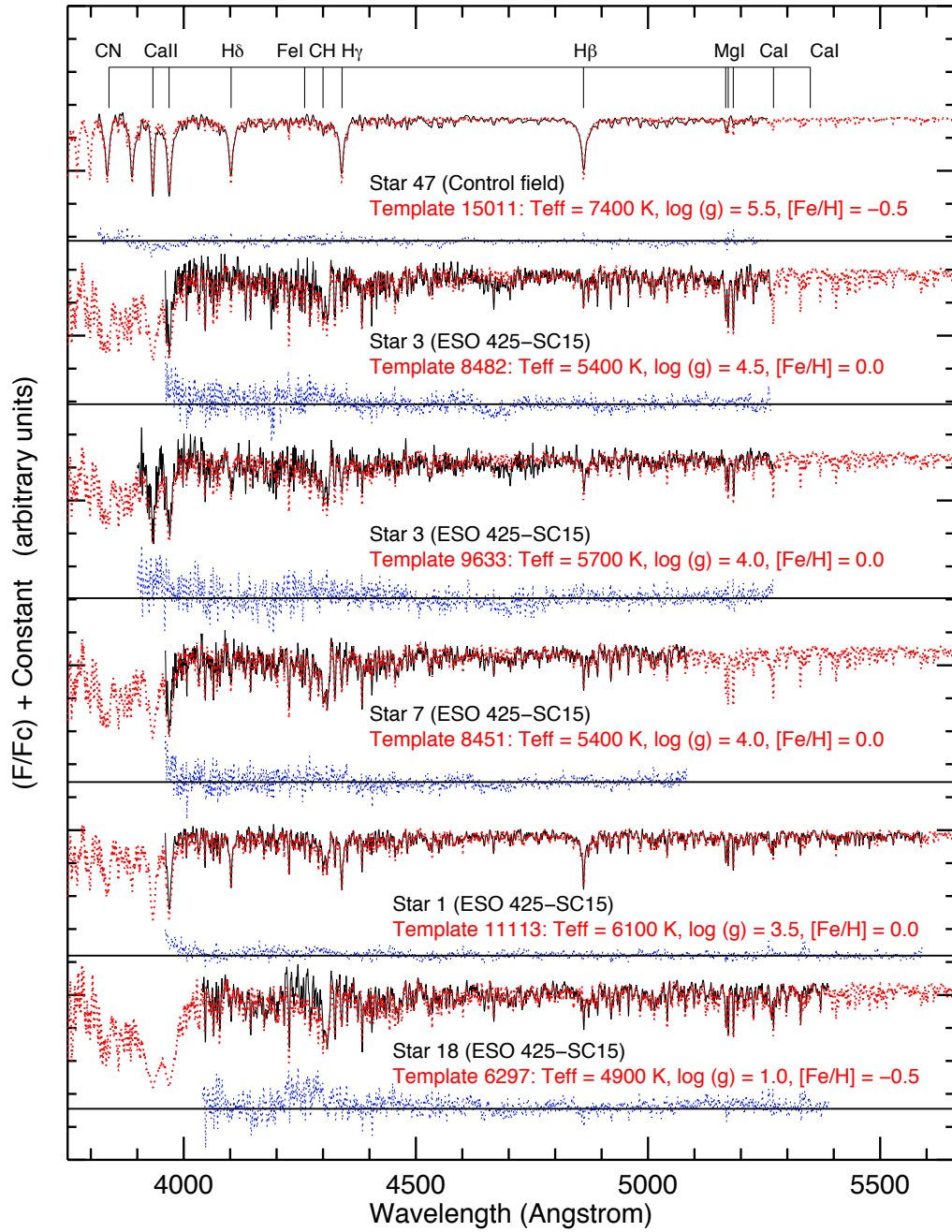


Figura 5.11: O mesmo da Figura 5.10, porém mostrando os espectros das estrelas 1, 3, 7, 18 (ESO 425-SC15) e 47 (campo de controle).

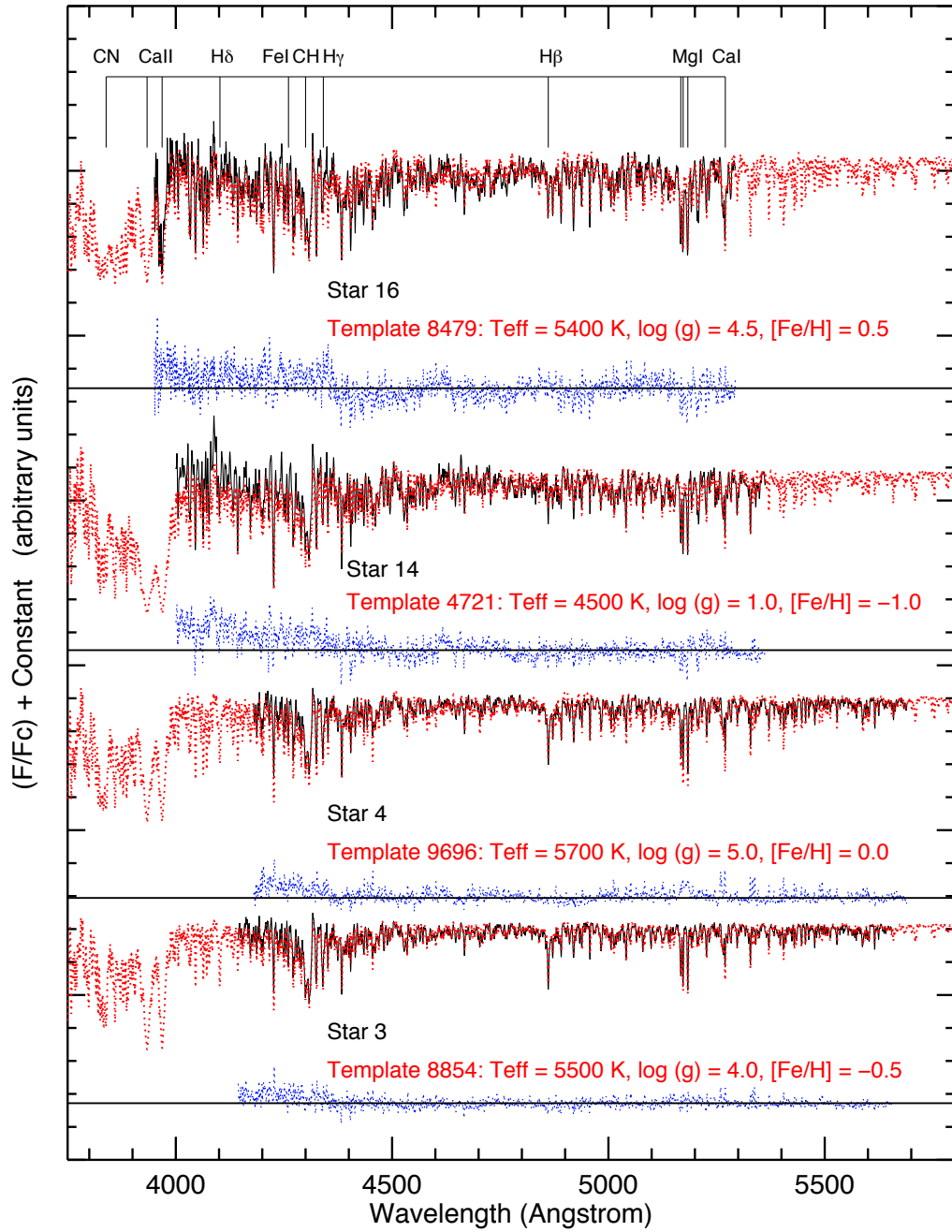


Figura 5.12: O mesmo da Figura 5.10, porém mostrando os espectros das estrelas 3, 4, 14 e 16 de NGC 7772 (linhas pretas).

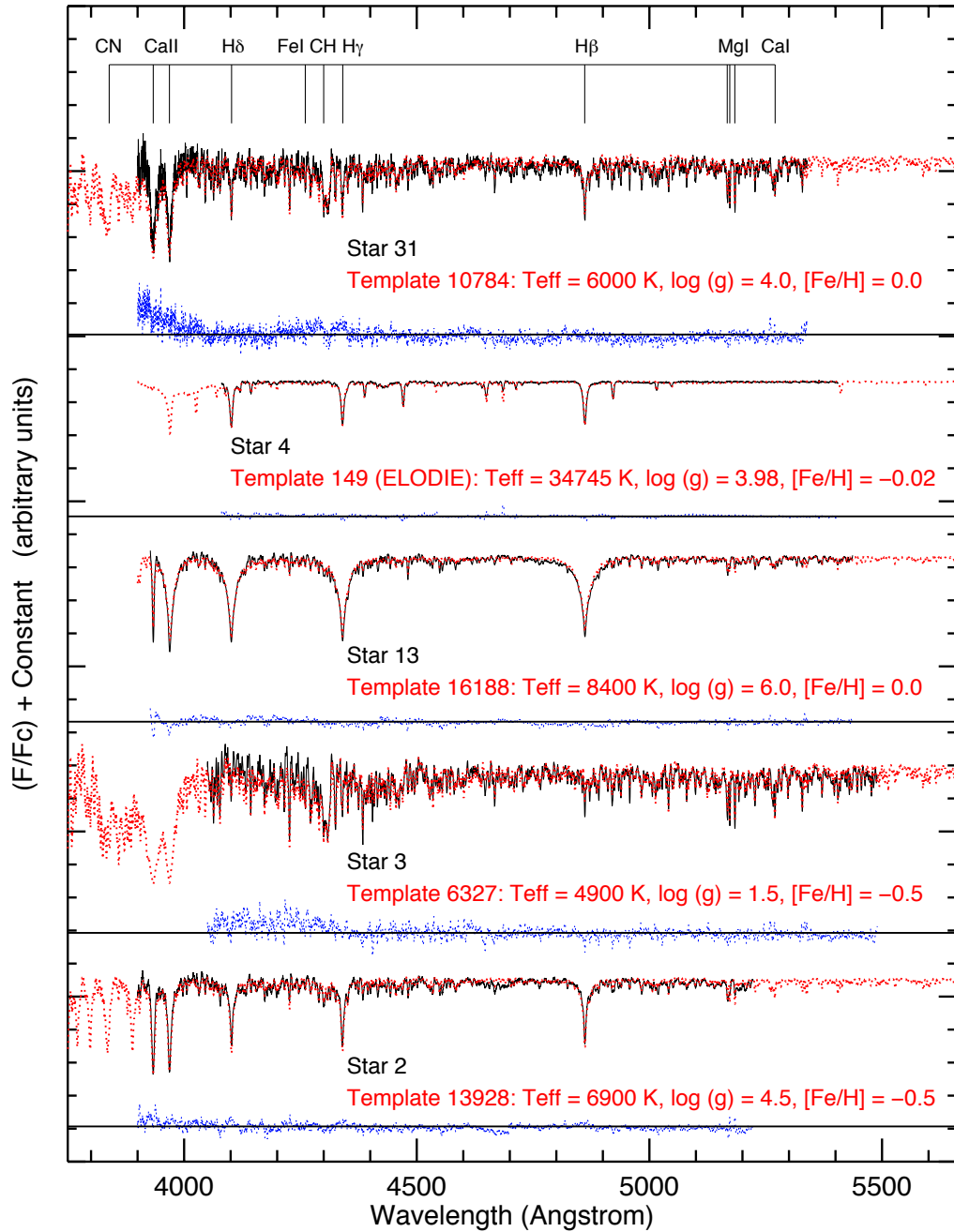


Figura 5.13: O mesmo da Figura 5.10, porém mostrando os espectros das estrelas 2, 3, 4, 13 e 31 de ESO 429-SC02 e o template mais representativos em cada caso (templates PHOENIX para as estrelas 2, 3, 13 e 31; template ELODIE para a estrela 4).

5.4 Análise cinemática

Nesta seção, realizamos uma pré-seleção de estrelas membro candidatas de nossos alvos a partir da dispersão das variáveis ascensão reta (α), declinação (δ), velocidade radial (V_r) e componentes de movimento próprio ($\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ), conforme a Seção 2.2.4. A distribuição dos valores de V_r é mostrada na Figura 5.14. Em cada caso, os “bins” dos histogramas correspondem, aproximadamente, à incerteza média em V_r para o conjunto de estrelas observadas espectroscopicamente.

O histograma vermelho mostra a distribuição de V_r para as estrelas do campo de controle de ESO 425-SC15, observado com o GMOS (Seção 2.1.3). Para quantificarmos a semelhança entre as duas distribuições, aplicamos um teste de duas amostras de Kolmogorov-Smirnov (teste K-S). Este é um teste não-paramétrico, ou seja, não estabelece quaisquer suposições prévias quanto à forma das distribuições amostrais que estão sendo comparadas. O teste K-S permite determinar se dois conjuntos de dados foram obtidos de uma mesma população ou se são estatisticamente distintos, isto é, provenientes de diferentes distribuições. No caso das distribuições de V_r de ESO 425-SC15 e do campo de controle, a probabilidade de que ambas as amostras tenham sido retiradas de uma mesma população resultou 27%. Dessa forma, não podemos distinguir, prontamente, os dois conjuntos de dados baseando-nos apenas nos valores de V_r .

Aplicamos a rotina de exclusão iterativa (*sigma-clipping*) 5-dimensional de FA12, descrita na Seção 2.2.4, adotando $n = 3,4$. Isso significa que, no caso das estrelas excluídas pelo algoritmo, pelo menos uma das variáveis X_i difere de \bar{X}_i por mais do que 1,5 vezes a dispersão associada σ_{X_i} .

Após esse procedimento, construímos os VPDs para cada um dos alvos e para campos de comparação em formato anelar, circunscritos aos alvos e com mesma área da região central, como mostrado nas Figuras 5.15 a 5.18. As magnitudes limite indicadas correspondem aos valores máximos de magnitude em cada banda para as estrelas das amostras espectroscópicas (Tabelas 5.3 a 5.7). Os símbolos foram atribuídos conforme os intervalos de velocidade radial indicados nas legendas. Símbolos azuis representam estrelas excluídas após a aplicação do algoritmo de FA12; símbolos vermelhos representam aquelas que foram mantidas. Como esperado, o algoritmo excluiu as estrelas cujas componentes de movimento próprio e/ou velocidades radiais são significativamente discrepantes do movimento médio das demais estrelas, considerando o critério de exclusão adotado. As seguintes estrelas possuem movimentos próprios muito discrepantes em relação ao restante da amostra e não foram representadas nos VPDs, para maior clareza: 51 e 53 de NGC 7193, 47 de ESO 425-SC15, 8 e 10 de ESO 429-SC02.

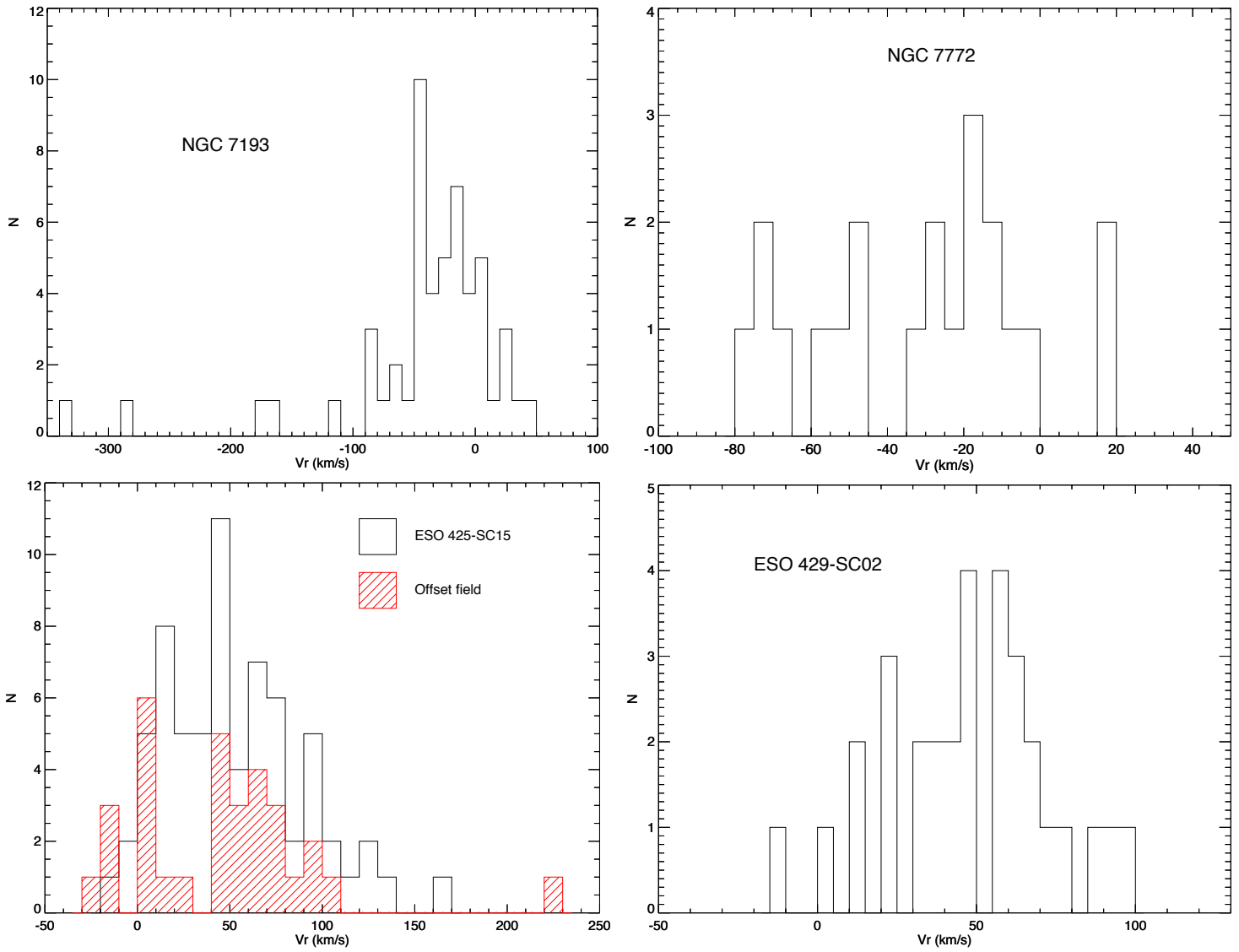


Figura 5.14: Distribuição das velocidades radiais derivadas para estrelas de NGC 7193, ESO 425-SC15 (+ campo de controle), NGC 7772 e ESO 429-SC02 observadas com o GMOS.

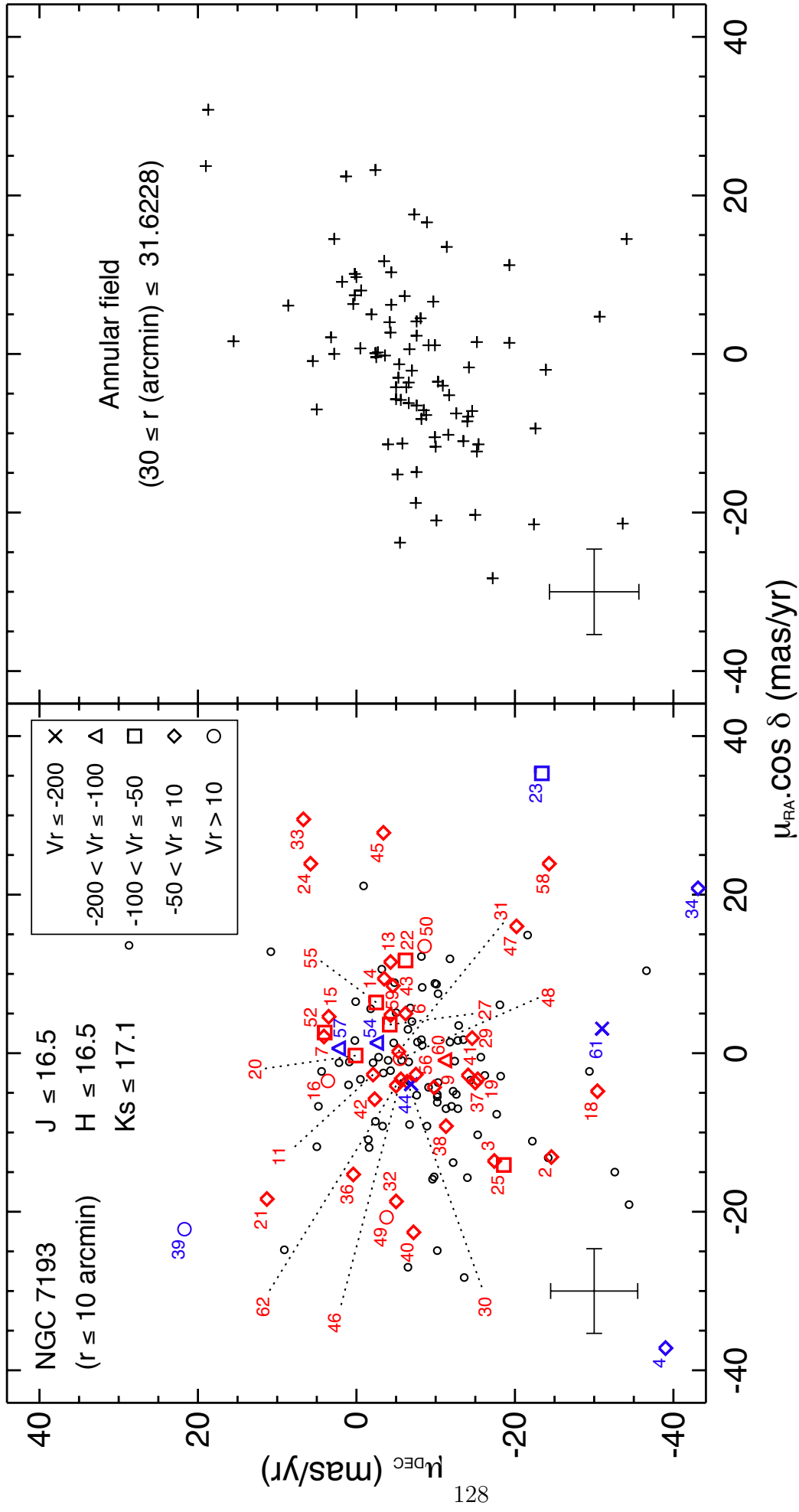


Figura 5.15: À esquerda: VPD de NGC 7193. As estrelas observadas espectroscopicamente foram numeradas (ver Tabela 5.3). Os símbolos indicam diferentes intervalos de velocidade radial (em km/s). Símbolos azuis (vermelhos) representam estrelas (não) excluídas após a aplicação do algoritmo de FA12. Círculos pretos representam outras estrelas na região do aglomerado. As magnitudes limite são indicadas. À direita: VPD para um campo anelar (mesma área). As barras de erro indicam incertezas médias em ambos os diagramas.

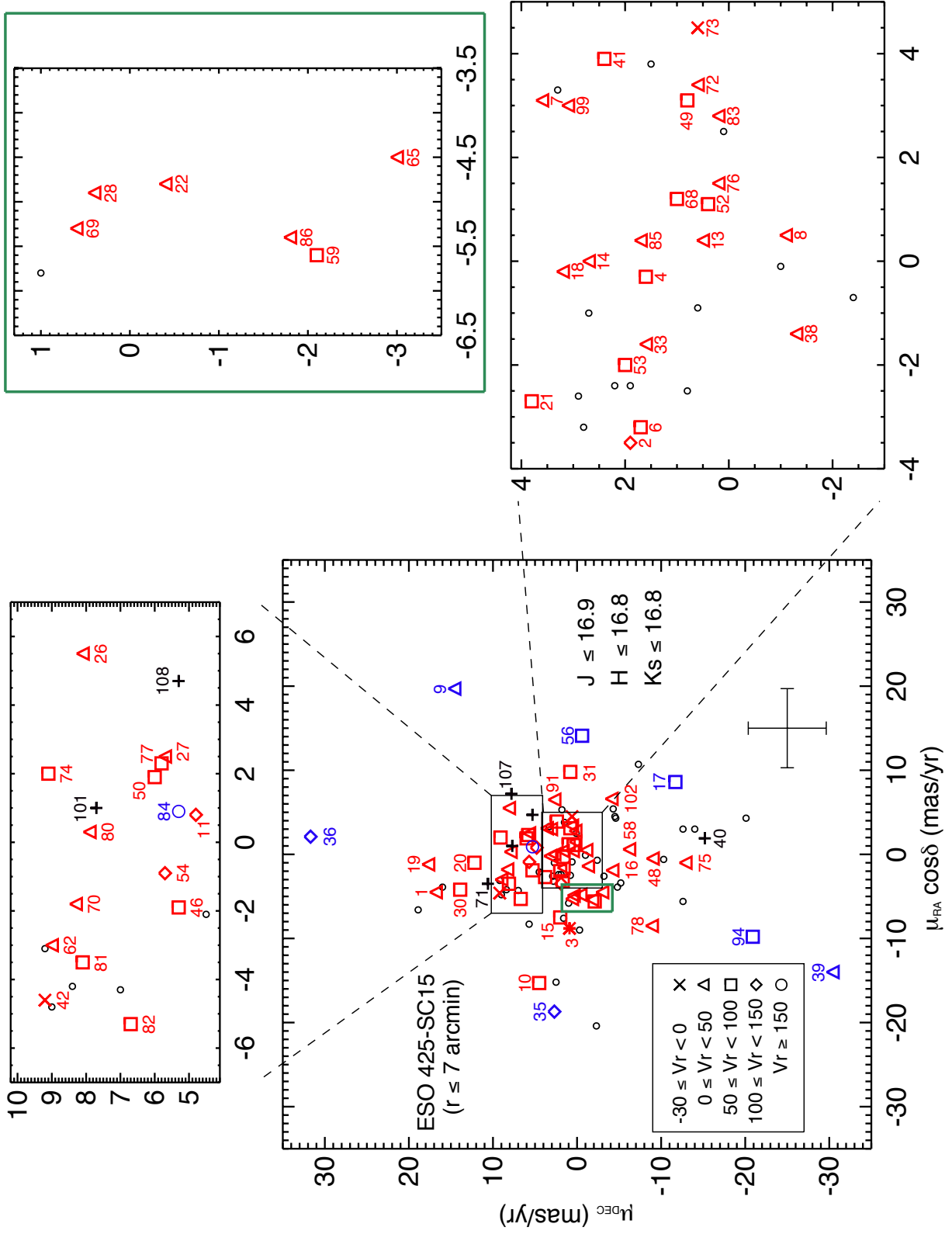


Figura 5.16: VPD de ESO 425-SC15. Para melhor visualização dos identificadores das estrelas observadas espectroscopicamente (Tabela 5.4), o VPD foi dividido em setores, conforme os diagramas acima e à direita do diagrama principal.

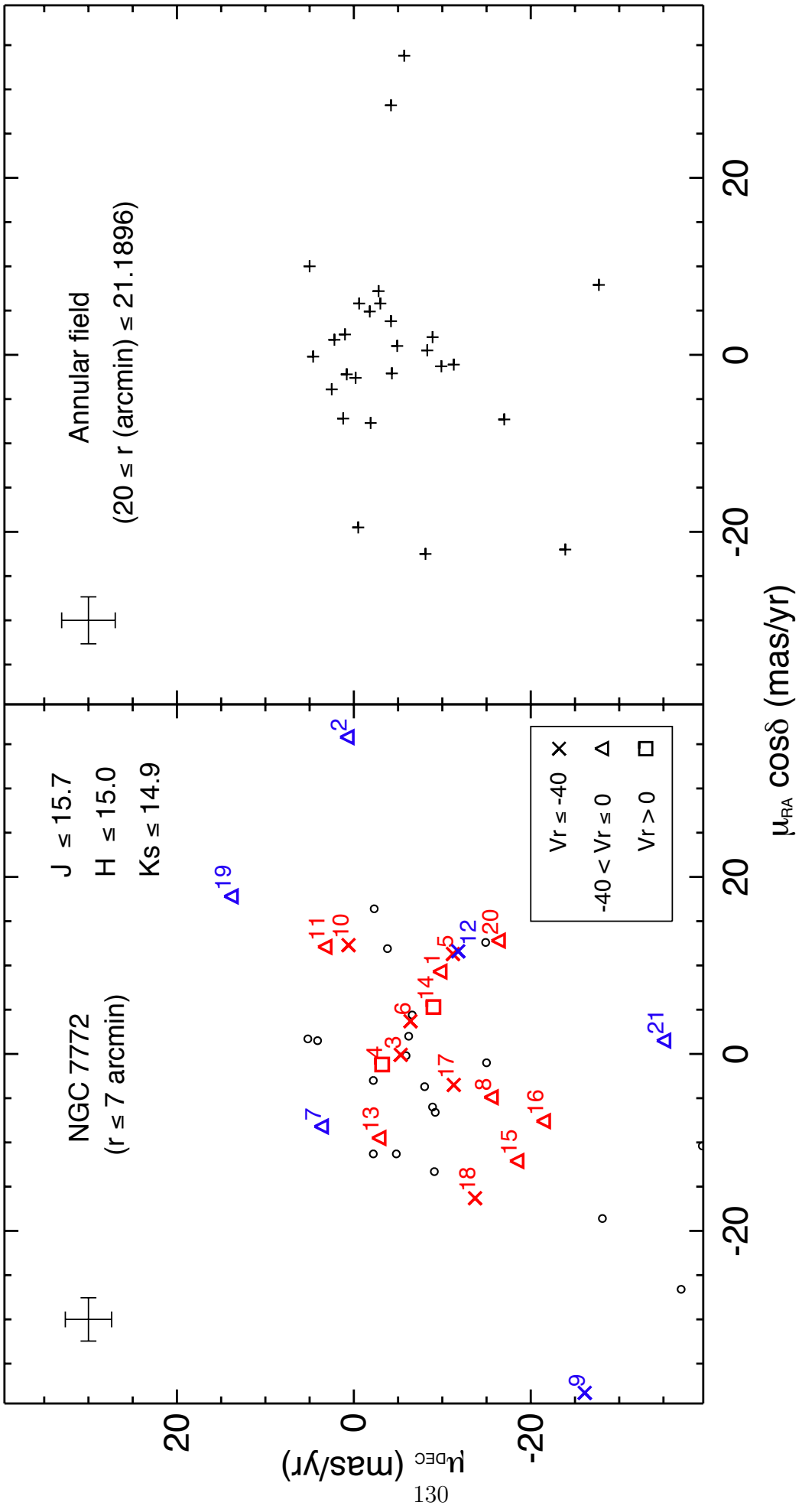


Figura 5.17: O mesmo da Figura 5.15, porém para NGC 7772

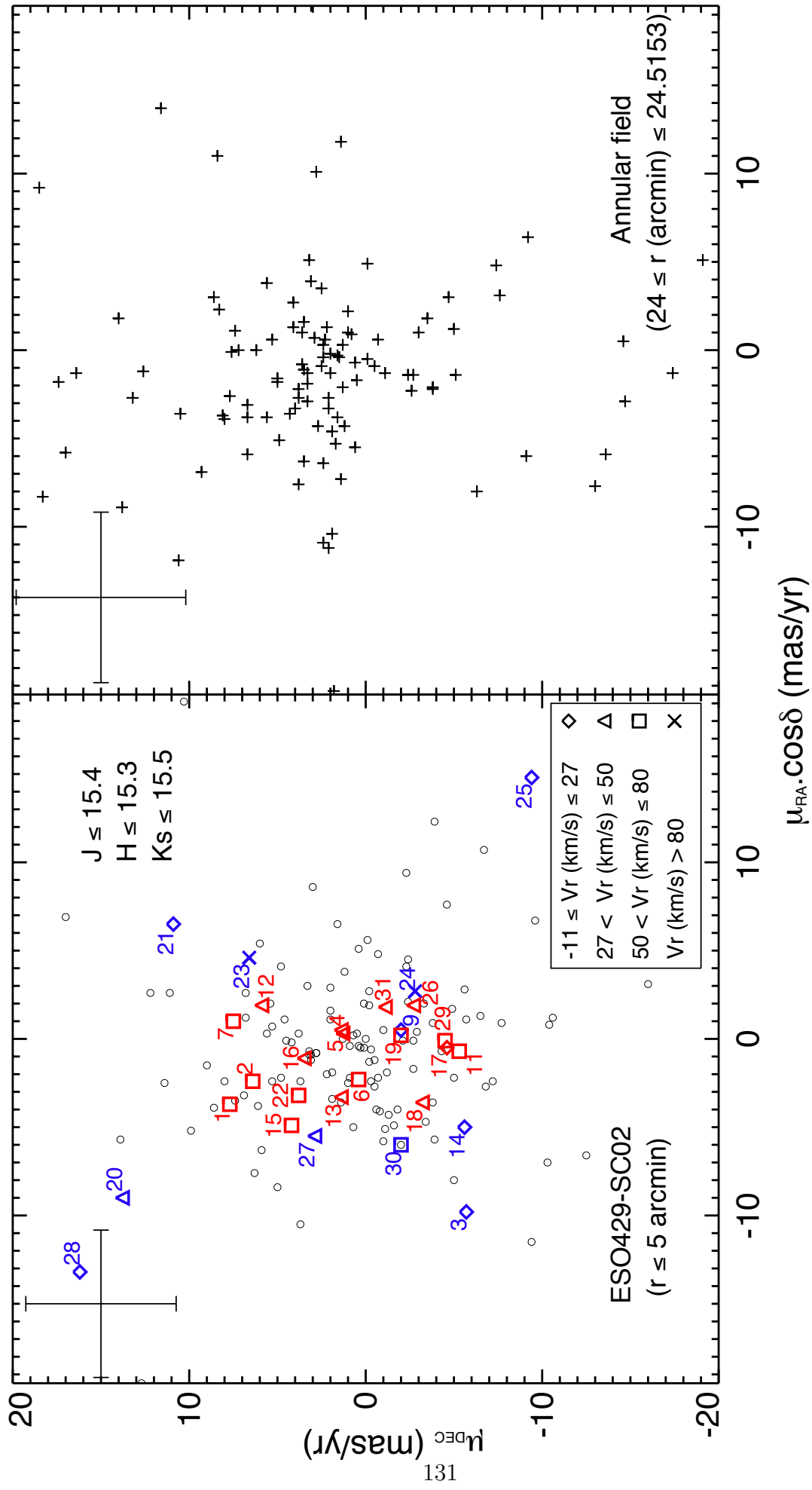


Figura 5.18: O mesmo da Figura 5.15, porém para ESO 429-SC02.

No caso de ESO 425-SC15, a estrela 3 apresenta um registro duplo na Tabela 5.4, conforme explicitado na Seção 5.3, não foi excluída pelo algoritmo de FA12 e é representada com um asterisco na Figura 5.16. As estrelas 40, 71, 101, 107 e 108 tiveram apenas temperaturas efetivas e tipos espectrais determinados na nossa análise espectroscópica (Tabela 5.4) e foram representadas com símbolos “+” na Figura 5.16. A estrela 44, por sua vez, não possui informação de movimento próprio.

Podemos notar, visualmente, que os VPDs dos alvos e dos respectivos campos de comparação exibem semelhança entre si, de maneira que não podemos, de imediato, distinguir alvo e campo baseando-nos apenas em informações cinemáticas. Isso é esperado para um aglomerado em estágio avançado de dissolução, visto que os repetidos encontros com agentes externos e a escassez de estrelas na direção do alvo fazem com que o movimento médio do aglomerado seja comparável ao movimento médio do campo próximo (Maia, 2012).

As estrelas que foram mantidas pelo algoritmo de FA12 e que são compatíveis com a isócrona (ou com os *loci* de binárias) ajustada aos dados no CMD de cada objeto (Seção 5.5) formam uma lista preliminar de membros candidatas. No caso das estrelas excluídas pelo método de FA12, não podemos desconsiderar definitivamente a possibilidade de pertinência das mesmas, devido à presença de possíveis sistemas binários (ou múltiplos) não resolvidos. Devemos checar a posição dessas estrelas nos diagramas fotométricos, tendo em vista seus tipos espectrais e conteúdos metálicos.

Conforme a Seção 2.2.4, construímos as distribuições de movimento próprio para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02 e para campos externos anelares de mesma área (Figura 5.19), usados como campos de comparação. Essa etapa foi implementada após restringirmos as estrelas ao intervalo $J \lesssim 14,5$ (Figura 2.20) e aplicarmos filtros de cor aos dados de NGC 7193 (Figura 5.20), ESO 425-SC15 (Figura 5.21) e ESO 429-SC02 (Figura 5.23), para remoção do excesso de contaminação por estrelas de campo. No caso de NGC 7772 não foram aplicados filtros de cor, devido à pequena contaminação por estrelas de campo na região do alvo (Figura 5.22), em função de sua latitude Galáctica ($|b| = 44^\circ$). Os *bins* dos histogramas na Figura 5.19 correspondem, aproximadamente, às incertezas médias em V_p para a amostra de estrelas em cada caso.

As distribuições de movimento próprio para as estrelas dos quatro alvos mostram desvios sistemáticos, levando-se em conta as incertezas obtidas da estatística de Poisson, com respeito às distribuições dos campos de comparação. Para sistemas coesos gravitacionalmente, os picos de baixa velocidade no histograma residual podem ser atribuídos à dispersão interna de velocidades de estrelas únicas superposta ao movimento sistêmico do aglo-

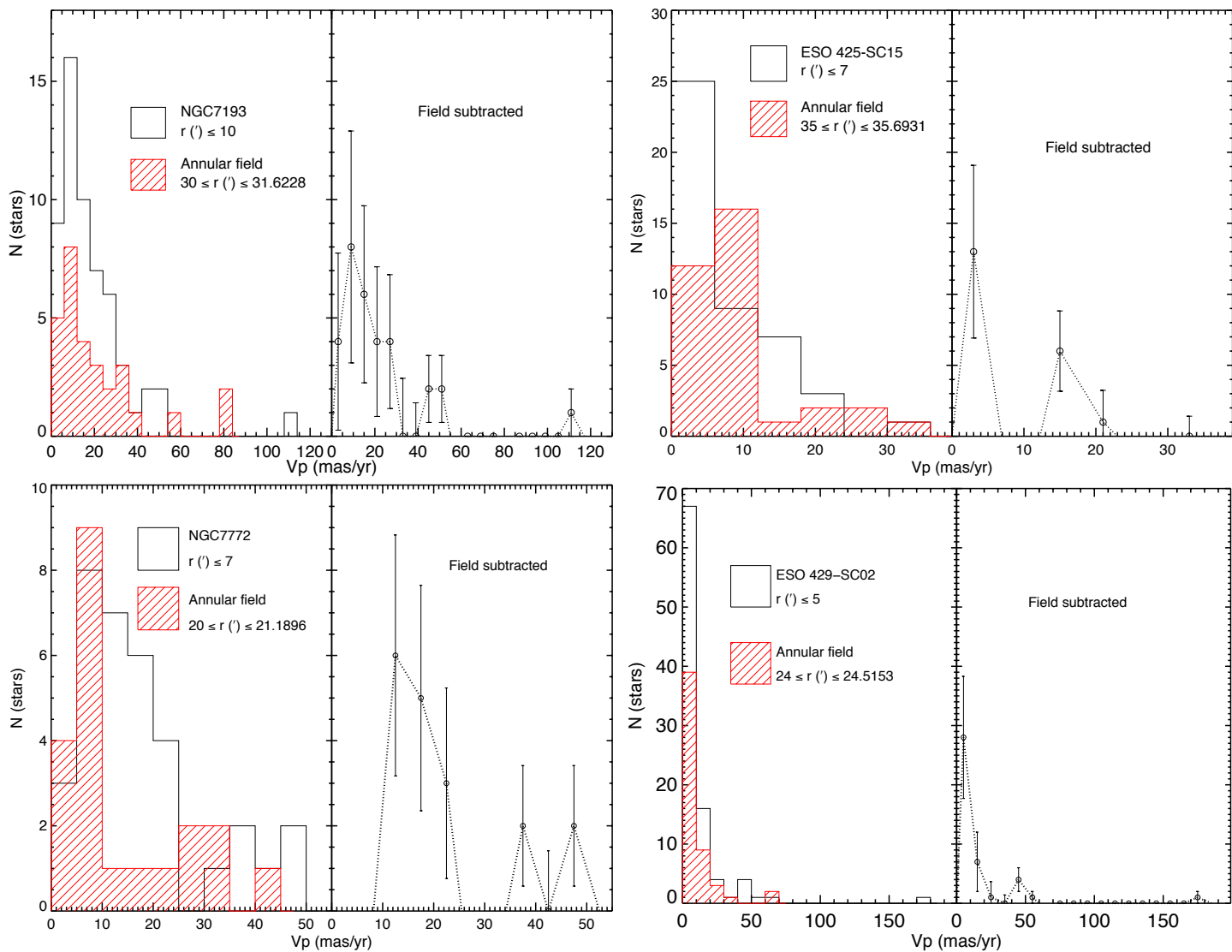


Figura 5.19: Painéis esquerdos: Distribuição das velocidades angulares projetadas (V_p) para estrelas de NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02 e de seus respectivos campos de comparação. Painéis direitos: Distribuição intrínseca de movimentos próprios. Barras de erro obtidas da estatística de Poisson são mostradas.

merado. Os picos de maiores velocidades, por sua vez, podem ser produzidos por binárias não resolvidas (BB05).

Apesar da presença de picos destacados nas distribuições intrínsecas de V_p , sua significância estatística pode ser questionada devido à escassez de estrelas na direção dos alvos. Como dito anteriormente, estamos lidando com objetos cuja cinemática é comparável à do campo. Consequentemente, para separarmos ambas as populações, são necessárias informações que complementem os resultados obtidos a partir dos dados cinemáticos. Passamos então à análise dos dados fotométricos, os quais, em conjunto com as informações cinemáticas, permitirão identificar estrelas membro.

5.5 Análise conjunta da pertinência

Nesta seção, passamos à análise dos dados fotométricos de cada alvo, mediante a construção de CMDs e diagramas cor-cor. Os resultados aqui apresentados servirão para complementar aqueles obtidos através dos dados cinemáticos e para identificar estrelas membro.

Para construção dos diagramas fotométricos, empregamos dados do catálogo 2MASS para estrelas localizadas no interior do raio limite de cada um dos nossos alvos (Tabela 5.2) e em um campo de controle (região anelar com mesma área do aglomerado). Para incluímos na análise dos CMDs todas as estrelas observadas espectroscopicamente, restringimos as magnitudes JHK_s aos valores máximos, em cada banda fotométrica, correspondentes às estrelas das amostras espectroscópicas (Tabelas 5.3 a 5.7).

A fim de otimizar a busca por membros candidatas, apenas estrelas com informação cinemática disponível no catálogo UCAC4 foram consideradas. As Figuras 5.20 a 5.23 mostram os CMDs $K_s \times (J - K_s)$ para os objetos e seus respectivos campos de comparação. Símbolos, cores e identificadores para nossa amostra espectroscópica foram atribuídos em conformidade com as Figuras 5.15 a 5.18. No caso do CMD de ESO 425-SC15, para melhor visualização, os identificadores de algumas estrelas da amostra espectroscópica foram colocados nos diagramas à esquerda e à direita do CMD principal; a estrela 3 (ver Tabela 5.4) é representada no CMD com um asterisco.

Sobreposamos visualmente uma isócrona PARSEC (linha contínua nos CMDs) ao conjunto de dados. A isócrona selecionada em cada caso foi avermelhada e deslocada verticalmente até ajustar-se ao conjunto de magnitudes observadas ao longo da sequência principal para determinações do módulo de distância e avermelhamento. A idade foi estimada a partir do ajuste às estrelas de maior brilho próximas ao *turnoff* e ramo de subgigantes. Os resultados obtidos para os parâmetros astrofísicos fundamentais constam na

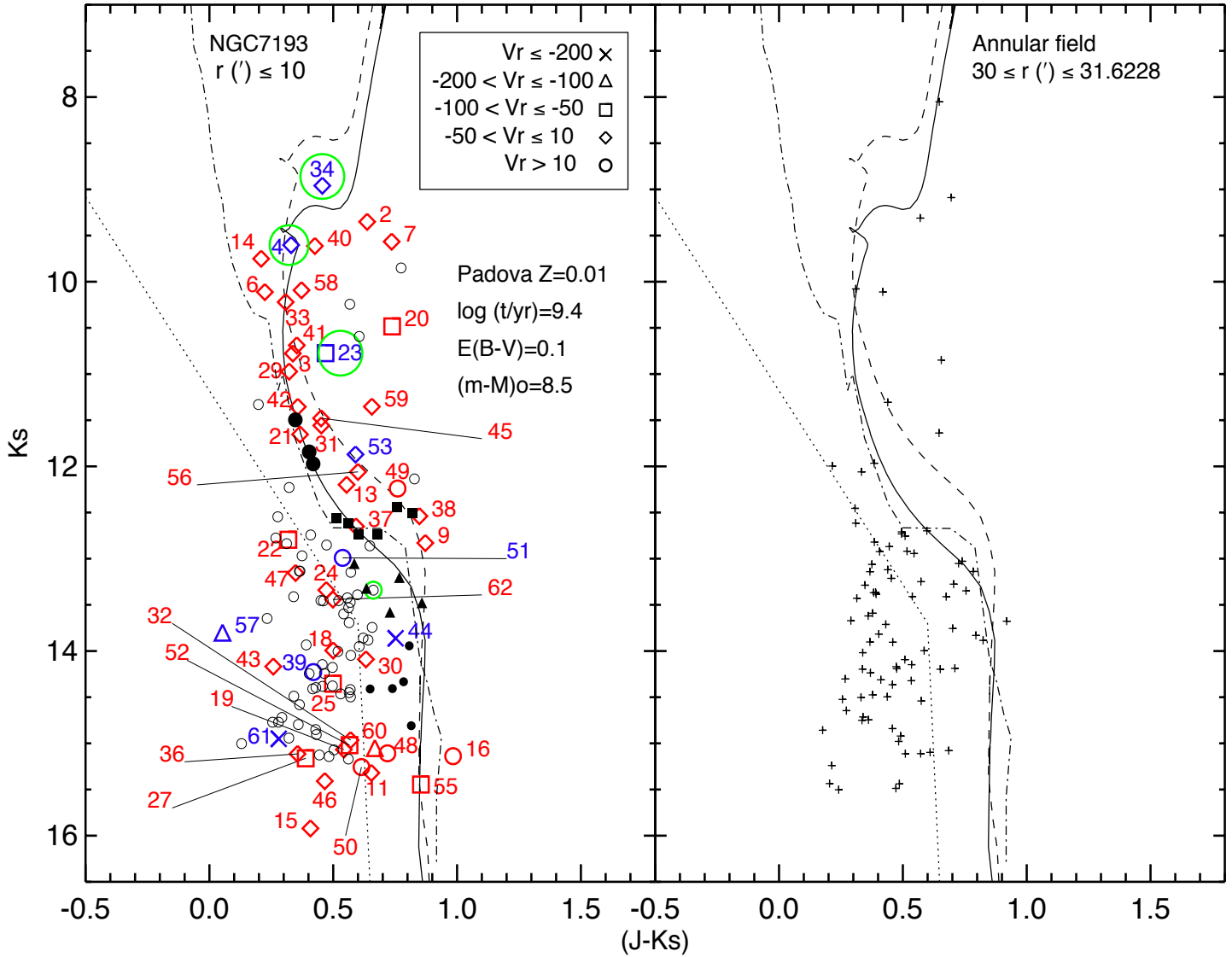


Figura 5.20: Painel esquerdo: CMD $K_s \times (J - K_s)$ para NGC 7193. Cores, símbolos e identificadores seguem os da Figura 5.15. Uma isócrona PARSEC (linha contínua) foi ajustada aos dados (os parâmetros básicos são indicados). A linha tracejada representa o *locus* de binárias não resolvidas com componentes de mesma massa. A linha pontilhada representa o filtro de cor e a linha ponto-tracejada é a sequência principal de Koornneef (1983), deslocada conforme o módulo de distância e avermelhamento. Os quatro círculos verdes marcam as estrelas que produzem sobredensidade no intervalo $42 \leq V_p (\text{mas/yr}) \leq 54$ na Figura 5.19. Os símbolos pretos preenchidos são possíveis membros sem dados espectroscópicos (vide texto para delhatas). Círculos pequenos abertos representam estrelas não membro. Painel direito: CMD de um campo de comparação anelar de mesma área.

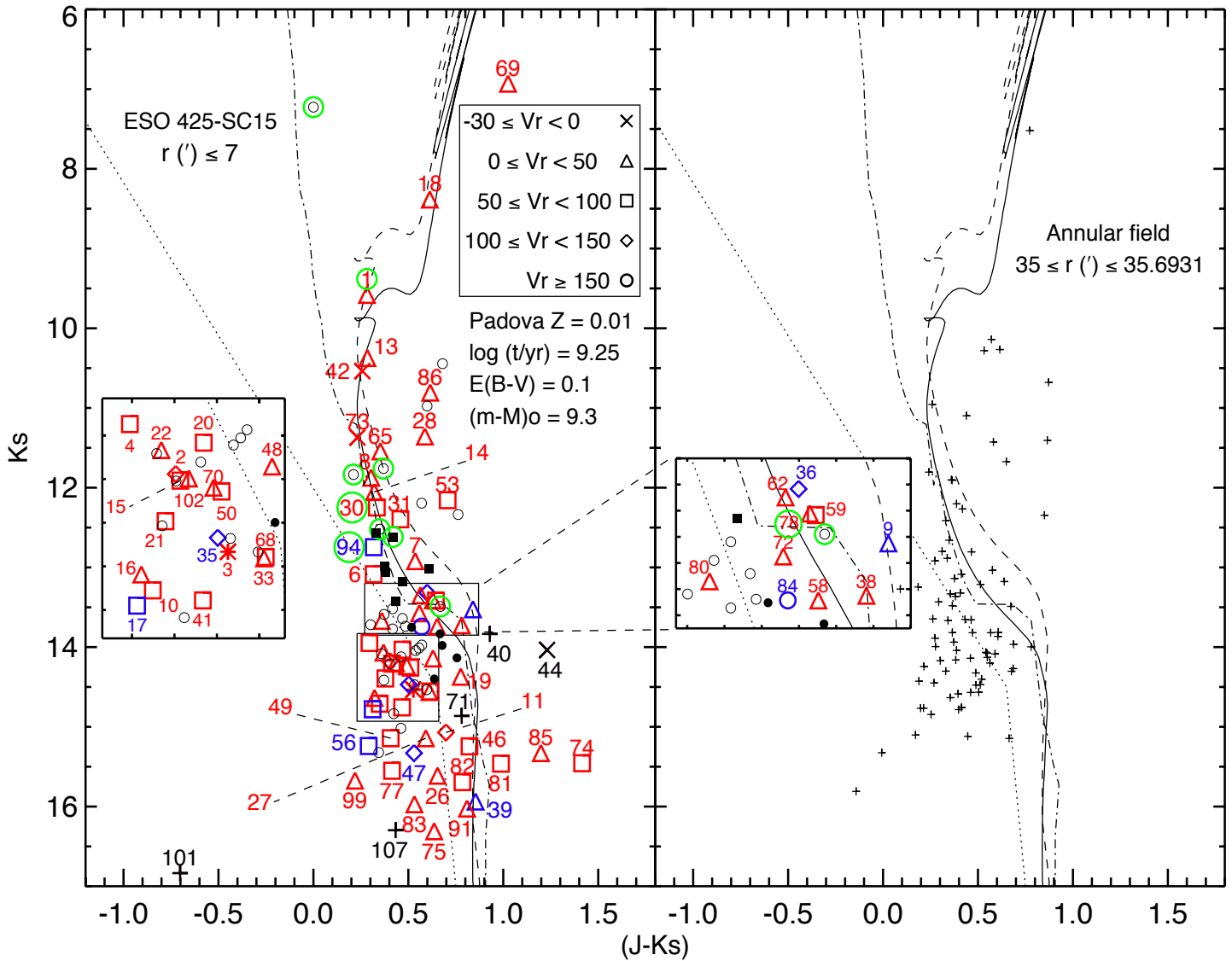


Figura 5.21: Painel esquerdo: CMD $K_s \times (J - K_s)$ de ESO 425-SC15. Cores, símbolos e identificadores seguem os da Figura 5.16. Para melhor visualização, os identificadores de parte das estrelas foram colocados nos diagramas à esquerda e à direita do CMD principal. Os dez círculos verdes marcam as estrelas que produzem sobredensidade no intervalo $12 \leq V_p$ (mas/yr) ≤ 24 na Figura 5.19. Os símbolos pretos preenchidos são possíveis membros sem dados espectroscópicos (vide texto para delhates). Círculos pequenos abertos representam estrelas não membro. Painel direito: CMD de um campo de comparação anelar de mesma área.

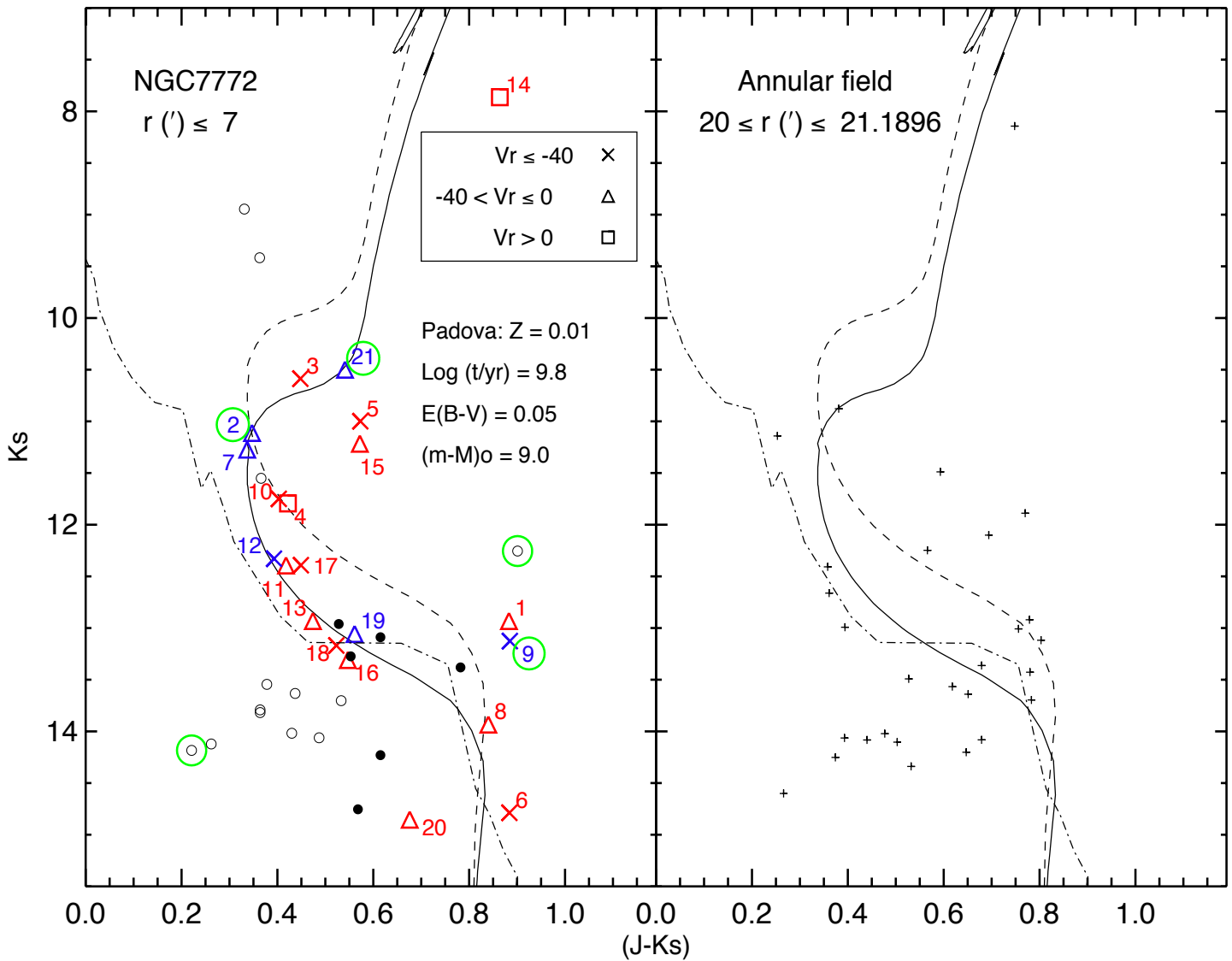


Figura 5.22: Painel esquerdo: CMD $K_s \times (J - K_s)$ de NGC 7772. Cores, símbolos e identificadores seguem os da Figura 5.17. Os 5 círculos verdes marcam as estrelas que produzem sobredensidade no intervalo $35 \leq V_p$ (mas/yr) ≤ 50 na Figura 5.19. Os símbolos pretos preenchidos são possíveis membros sem dados espectroscópicos. Círculos pequenos abertos representam estrelas não membro. Painel direito: CMD de um campo de comparação anelar de mesma área.

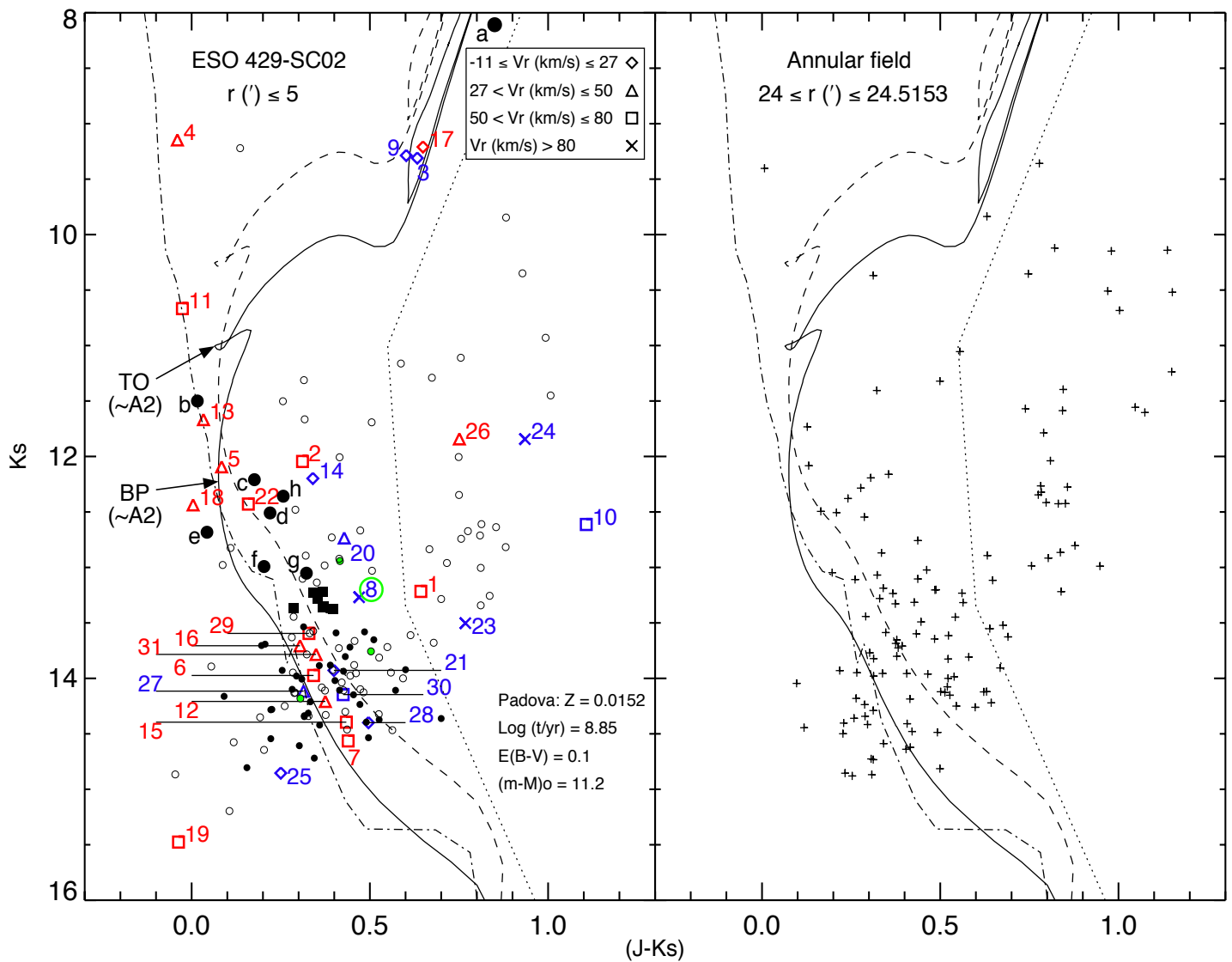


Figura 5.23: Diagrama cor-magnitude $K_s \times (J - K_s)$ para ESO 429-SC02 ($r \leq 5'$, esquerda) e para um campo de controle ($24 \leq r \leq 24,5153'$, direita). Símbolos, identificadores e cores conforme Figura 5.18. Os círculos verdes marcam as estrelas cujas velocidades angulares projetadas V_p encontram-se dentro do intervalo 40–50 mas/yr (Figura 5.19). As setas indicam a posição do *turnoff* (TO) e do ponto mais azul (BP ou *bluest point*) sobre a sequência principal.

Tabela 5.8. Os valores de $[Fe/H]$ adotados e suas incertezas correspondem à média e dispersão ($1-\sigma$) das metalicidades do conjunto de estrelas membro, identificadas como descrito a seguir.

Tabela 5.8: Parâmetros astrofísicos fundamentais para NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02.

Alvo	$(m - M)_0$ (mag)	$\log(t/\text{anos})$	$E(B - V)$ (mag)	$[Fe/H]$
NGC 7193	$8,5 \pm 0,2$	$9,4 \pm 0,2$	$0,10 \pm 0,05$	$-0,17 \pm 0,23$
ESO 425-SC15	$9,3 \pm 0,2$	$9,25 \pm 0,20$	$0,10 \pm 0,05$	$-0,11 \pm 0,18$
NGC 7772	$9,0 \pm 0,3$	$9,8 \pm 0,1$	$0,05 \pm 0,05$	$-0,23 \pm 0,20$
ESO 429-SC02	$11,2 \pm 0,2$	$8,85 \pm 0,10$	$0,10 \pm 0,05$	—*

*Vide Seção 5.5.4.

A linha pontilhada nos CMDs representa o filtro de cor aplicado aos dados de cada objeto e do campo de comparação anelar, com o objetivo de remover o excesso de contaminação. Os círculos verdes marcam as estrelas cujas velocidades angulares projetadas V_p encontram-se dentro dos seguintes intervalos: 42 – 54 mas/yr (NGC 7193), 12 – 24 mas/yr (ESO 425-SC15), 35 – 50 mas/yr (NGC 7772), 40 – 50 mas/yr (ESO 429-SC02); nesses intervalos, verificamos desvios sistemáticos em relação ao campo nos histogramas de V_p dos alvos (Figura 5.19).

A linha ponto-tracejada nos CMDs representa a sequência principal de Koornneef (1983, daqui em diante K83) deslocada conforme os valores de módulo de distância e avermelhamento obtidos via ajuste de isócrona. As magnitudes e índices de cor de K83 foram transformadas conforme:

$$K_{K83} = [M_V - (V - K)_{0,K83}] + (m - M)_0 + 0,112 \times 3,09 \times E(B - V) \quad (5.1)$$

$$(J - K)_{K83} = (J - K)_{0,K83} + 0,17 \times 3,09 \times E(B - V) \quad (5.2)$$

onde utilizamos as relações de extinção de RL85 (eqs. 4.1) e as tabelas de Schmidt-Kaler (1982, de agora em diante SK82) para obtenção das magnitudes absolutas M_V correspondentes a cada tipo espectral. Usando as calibrações de Carpenter (2001), convertemos as magnitudes K_{K83} e índices de cor $(J - K)_{K83}$ para o sistema fotométrico do 2MASS:

$$K_{s,2MASS} = K_{K83} + 0,039(J - K)_{K83} - 0,047 \quad (5.3)$$

$$(J - K_s)_{2MASS} = 0,97(J - K)_{K83} - 0,017 \quad (5.4)$$

Como dito na Seção 2.2.5, construímos listas preliminares de membros candidatas através da seleção daquelas estrelas que não foram excluídas pelo algoritmo de FA12 (símbolos vermelhos nas Figuras 5.15 a 5.18) e que são compatíveis com as isócronas ajustadas aos CMDs (Figuras 5.20 a 5.23). As subamostras selecionadas dessa forma são as seguintes:

- NGC 7193: estrelas 3, 6, 9, 11, 13, 14, 16, 21, 29, 31, 33, 37, 38, 40, 41, 42, 45, 48, 49, 56, 58 e 60;
- ESO 425-SC15: estrelas 1, 7, 8, 11, 13, 14, 18, 19, 30, 31, 38, 42, 46, 48, 58, 59, 62, 65, 72, 73 e 78;
- NGC 7772: estrelas 3, 4, 6, 8, 10, 11, 13, 16, 17, 18 e 20;
- ESO 429-SC02: estrelas 5, 6, 7, 11, 12, 13, 15, 16, 17, 18, 22, 29 e 31.

Embora a estrela 55 de NGC 7193 esteja localizada próximo à baixa sequência principal (Figura 5.20), não há incerteza em K_s informada e é atribuído um sinalizador de baixa qualidade fotométrica nesse filtro no catálogo 2MASS. Dessa forma, essa estrela foi removida da nossa subamostra. A mesma observação é feita para as estrelas 81, 82 e 91 de ESO 425-SC15.

Determinamos a média e a dispersão das componentes de movimento próprio para os conjuntos de estrelas listadas acima:

- NGC 7193: $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle = -0,11 \pm 14 \text{mas/yr}$ e $\langle \mu_\delta \rangle = -6,7 \pm 8,0 \text{mas/yr}$;
- ESO425-SC15: $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle = -0,8 \pm 4,0 \text{mas/yr}$ e $\langle \mu_\delta \rangle = 2,7 \pm 7,4 \text{mas/yr}$;
- NGC7772: $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle = -0,2 \pm 9,6 \text{mas/yr}$ e $\langle \mu_\delta \rangle = -8,4 \pm 7,8 \text{mas/yr}$;
- ESO429-SC02: $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle = -1,1 \pm 2,2 \text{mas/yr}$ e $\langle \mu_\delta \rangle = 0,7 \pm 4,2 \text{mas/yr}$.

A dispersão elevada nesses valores pode ser atribuída à precisão limitada dos dados de movimentos próprio, à presença de binárias não resolvidas que “sobreviveram” após a aplicação do algoritmo de FA12 e/ou mesmo à presença de estrelas de campo.

A fim de incluirmos possíveis membros sem espectros observados, identificamos, para cada alvo, um grupo de estrelas compatíveis com a isócrona (binárias incluídas) e cujas componentes de movimento próprio são coerentes com os valores médios acima, dentro de uma tolerância de 2σ , para $\mu_\alpha \cos \delta$

e μ_δ . Essas estrelas são representadas com símbolos pretos preenchidos nos CMDs das Figuras 5.20 a 5.23 e seus dados são mostrados na Tabela 5.9.

Tomamos as estrelas das subamostras listadas acima, para as quais há dados espectroscópicos, juntamente às membros candidatas selecionadas com base na fotometria e movimentos próprios (Tabela 5.9). De posse desses conjuntos de estrelas construímos, em seguida, diagramas cor-cor intrínsecos $(J - H)_0 \times (H - K_s)_0$ para nossos alvos, como mostrado nas Figuras 5.24 a 5.27. Incluímos também, em cada caso, estrelas que foram excluídas pelo algoritmo de FA12 (Seção 5.4), mas que são compatíveis com a isócrona (ou *loci* de binárias) ajustada ao CMD (Figuras 5.20 a 5.23). Sequências de índices de cor intrínsecos de SL09 são mostradas.

Os diagramas cor-cor foram utilizados para refinarmos as listas de membros candidatas e obtermos as listas finais. Nas subseções 5.5.1 a 5.5.4 a seguir, exibimos as particularidades do procedimento para cada alvo.

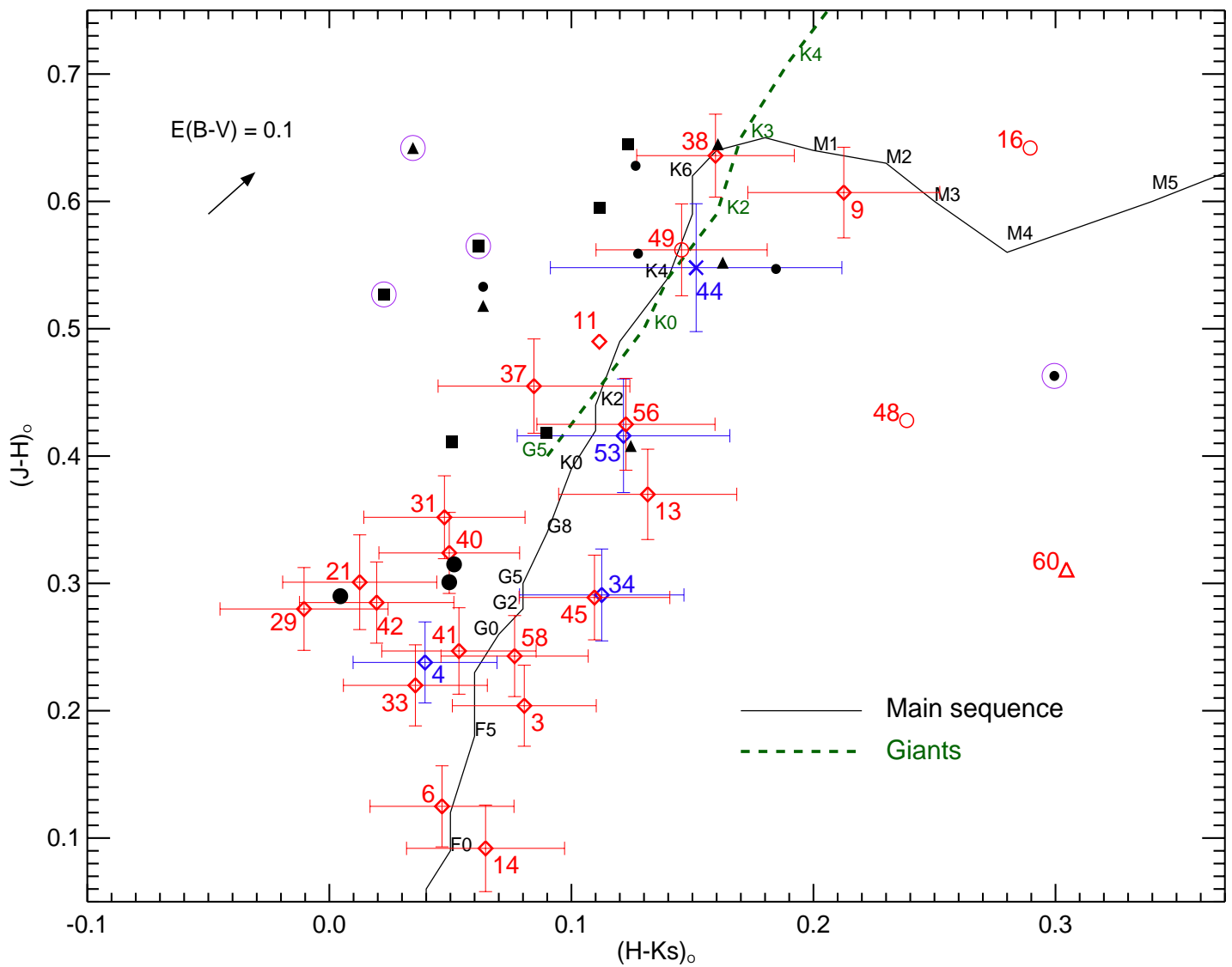


Figura 5.24: Diagrama cor-cor intrínseco para NGC 7193. Um fator de desavermelha-mento $E(B - V) = 0,1$ mag foi aplicado a todas as estrelas. Cores, símbolos e identifica-dores seguem aqueles empregados nas Figuras 5.15 e 5.20. Os círculos roxos identificam quatro estrelas consideradas membros menos prováveis (vide texto para detalhes). As seqüências de SL09 para anãs e gigantes são mostradas e alguns tipos espectrais são infor-mados, para referência.

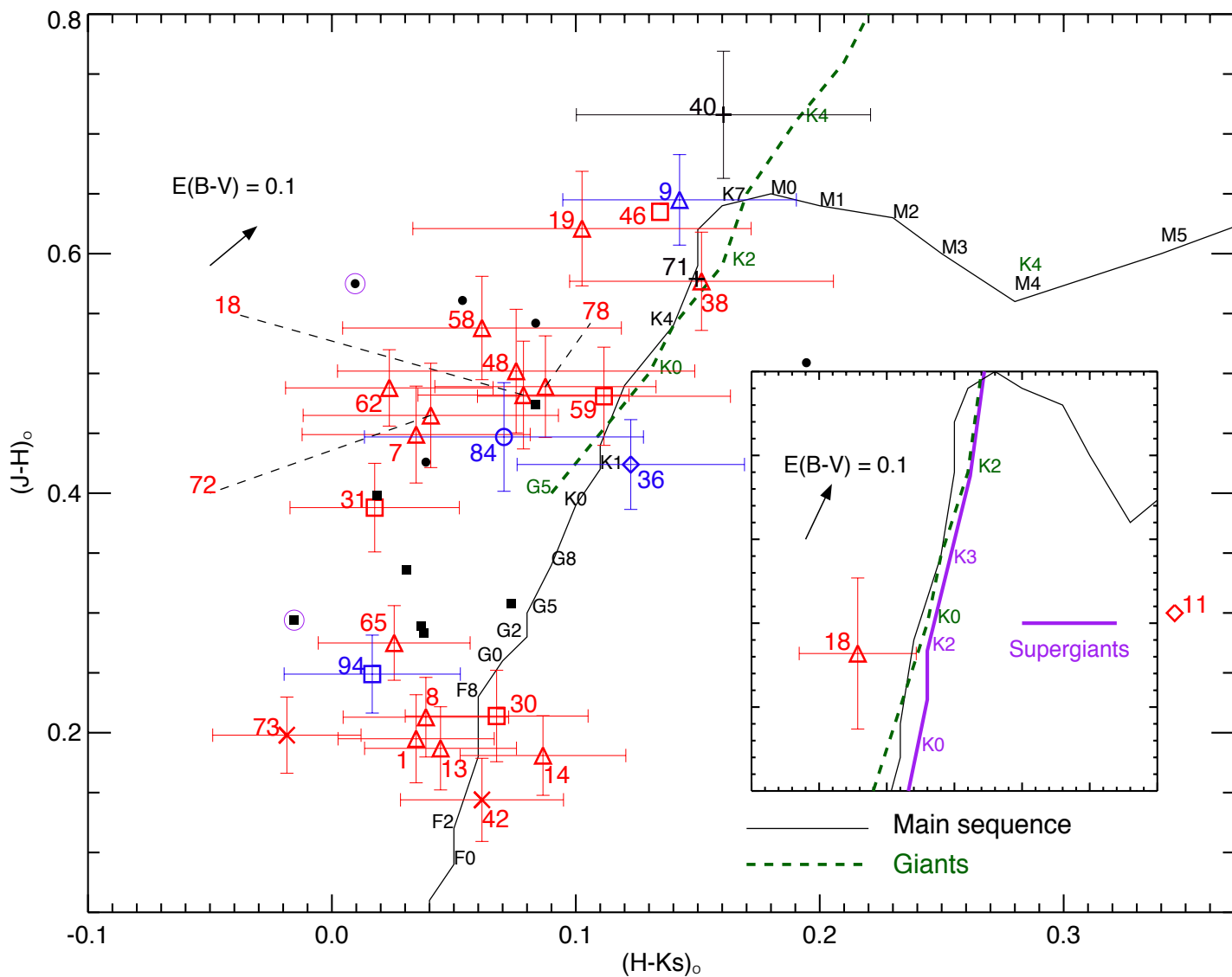


Figura 5.25: Diagrama cor-cor intrínseco para ESO 425-SC15. Um fator de desvermelhamento $E(B - V) = 0,1$ mag foi aplicado a todas as estrelas. Cores, símbolos e identificadores seguem aqueles empregados nas Figuras 5.16 e 5.21. Os círculos roxos identificam duas estrelas consideradas membros menos prováveis. O gráfico interno mostra a localização da estrela 18 em relação às sequências de anãs, gigantes e supergigantes (vide Seção 5.5.2 para detalhes).

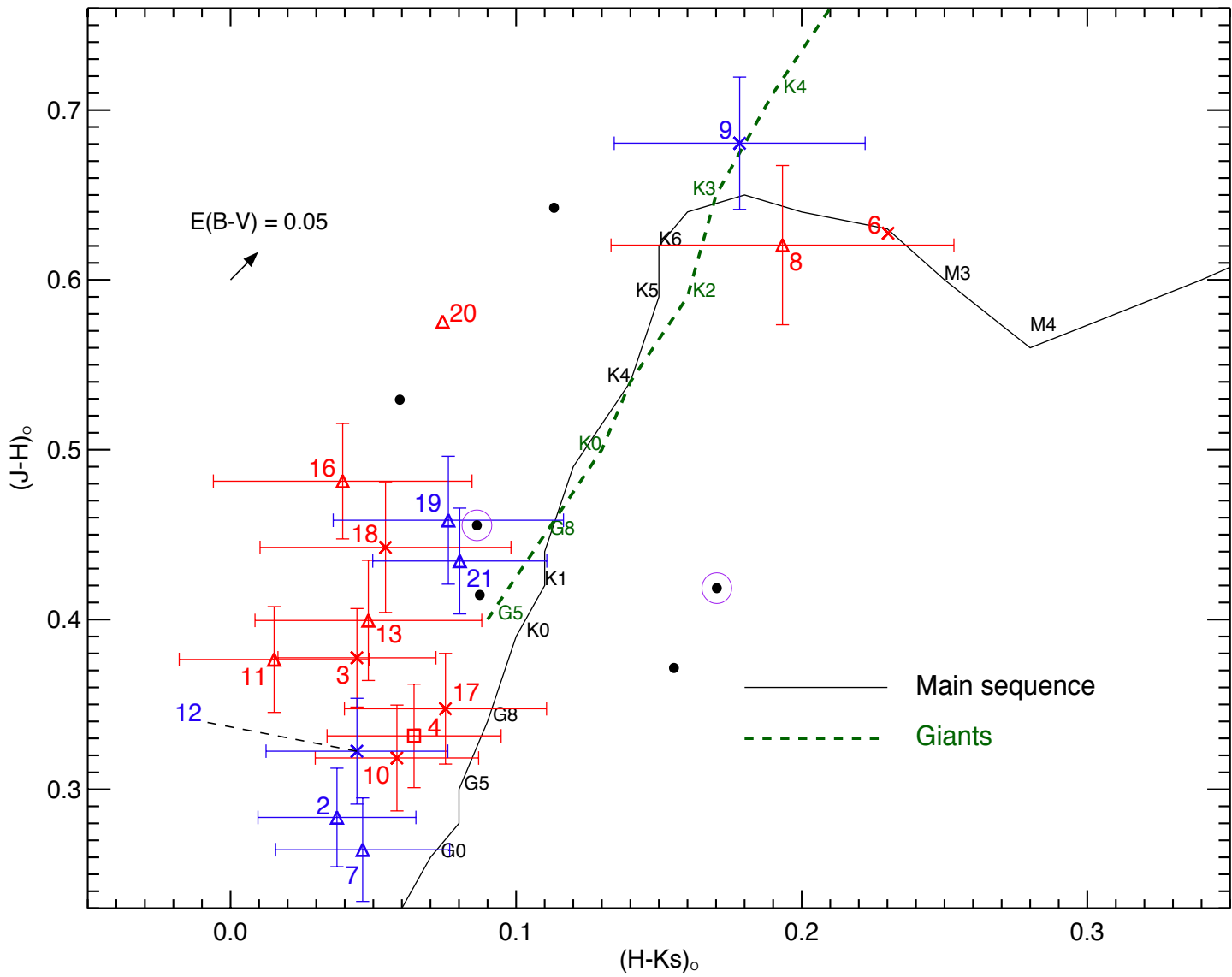


Figura 5.26: Diagrama cor-cor intrínseco para NGC 7772. Um fator de desavermelhamento $E(B - V) = 0,05$ mag foi aplicado a todas as estrelas. Cores, símbolos e identificadores seguem aqueles empregados nas Figuras 5.17 e 5.22. Os círculos vermelhos identificam duas estrelas consideradas membros menos prováveis.

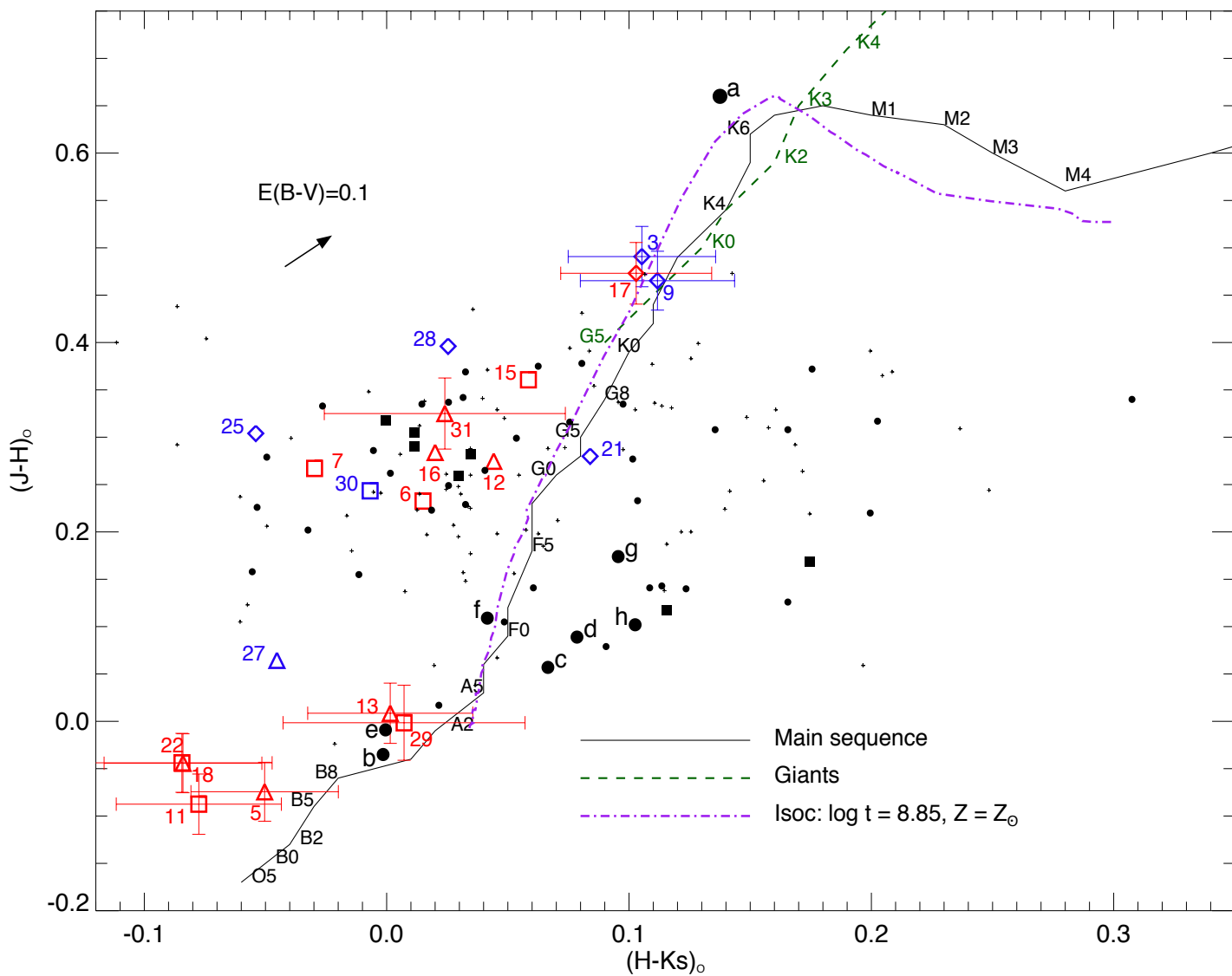


Figura 5.27: Diagrama cor-cor intrínseco para ESO 429-SC02. As estrelas com espectros observados foram desavermelhadas individualmente, conforme seus respectivos índices de cor intrínsecos (Tabela 5.7). Para as demais estrelas (símbolos preenchidos), aplicou-se um fator de desavermelhamento igual a $E(B - V) = 0,1$ mag, conforme o ajuste de isócrona (Figura 5.23). Cores, símbolos e identificadores seguem aqueles empregados nas Figuras 5.18 e 5.23. Os pequenos símbolos '+' são as estrelas do campo de controle anelar localizadas à esquerda do filtro de cor (Figura 5.23, painel direito). A linha ponto-tracejada mostra a sequência principal da isócrona selecionada.

Tabela 5.9: Dados para estrelas membro candidatas de NGC 7193, ESO 425-SCI15, NGC 7772 e ESO 429-SC02 com base na fotometria e em movimentos próprios.

ID	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} (°:':")	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ ($\times 10^{-3}$ "/ano)	μ_{δ} ($\times 10^{-3}$ "/ano)	Memb. (**)	ID	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} (°:':")	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ ($\times 10^{-3}$ "/ano)	μ_{δ} ($\times 10^{-3}$ "/ano)	Memb. (**)
NGC 7193											
89	22:03:07	10:49:39	-15.9±6.9	-9.6±5.6	PM	133	22:03:28	10:42:30	1.3±18.9	-4.7±18.7	PM
98	22:03:20	10:51:42	-1.2±4.4	2.2±4.8	PM	136	22:03:29	10:42:31	-11.1±2.8	-22.2±3.3	PM
102	22:03:16	10:43:31	4.0±8.4	-7.0±7.5	MMP	140	22:02:36	10:47:25	-3.3±6.9	-0.5±6.5	PM
108	22:03:13	10:42:30	1.4±4.4	-11.8±4.8	PM	142	22:03:33	10:53:36	-24.9±4.2	-10.2±4.6	PM
112	22:03:14	10:54:11	-5.3±4.5	-7.6±4.9	MMP	144	22:02:35	10:47:04	12.2±4.3	-8.2±4.9	MMP
117	22:03:34	10:46:32	-0.5±4.6	-2.8±5.0	PM	146	22:03:29	10:54:37	8.9±4.2	-4.8±4.7	PM
122	22:02:46	10:44:10	-13.8±8.3	-12.2±7.9	PM	147	22:02:46	10:54:22	-11.8±5.6	5.0±5.4	PM
125	22:03:23	10:53:54	1.7±4.4	-8.2±4.8	MMP	161	22:02:30	10:46:39	6.5±4.1	0.1±4.5	PM
131	22:03:16	10:55:09	1.6±2.2	0.2±2.8	PM	162	22:02:43	10:55:35	-7.0±4.8	-11.3±5.2	PM
132	22:03:36	10:50:39	-5.2±4.1	-10.2±4.6	PM						
ESO 425-SCI15											
132	06:14:30	-29:19:29	-3.1±1.7	9.2±1.8	PM	157	06:14:44	-29:27:16	-3.4±7.3	-5.2±7.7	PM
135	06:14:45	-29:18:55	-2.4±2.0	2.2±2.4	PM	159	06:14:53	-29:17:33	-0.1±2.5	-1.0±1.6	PM
137	06:14:51	-29:23:07	-0.9±1.7	0.6±1.5	PM	162	06:15:02	-29:21:14	-3.9±1.7	16.0±1.8	PM
140	06:14:34	-29:17:32	-1.0±1.3	2.7±1.4	MMP	163	06:15:01	-29:20:00	5.3±4.0	1.8±3.1	PM
142	06:14:42	-29:17:55	4.3±1.4	-4.6±1.6	PM	168	06:14:42	-29:15:31	-2.1±1.7	4.5±1.9	PM
156	06:14:25	-29:27:27	-0.6±3.4	-10.3±3.4	PM	169	06:14:23	-29:15:32	-7.6±5.2	1.6±5.9	MMP
NGC 7772											
29	23:51:55	16:11:05	-6.0±6.2	-8.9±3.3	MMP	34	23:51:20	16:14:31	-0.2±2.4	-5.9±2.8	PM
31	23:52:05	16:11:32	1.5±2.4	4.1±2.9	PM	35	23:52:12	16:15:23	-11.3±2.6	-4.8±3.2	MMP
32	23:51:60	16:19:48	-13.3±2.6	-9.1±2.9	PM	41	23:51:48	16:21:28	16.4±2.7	-2.3±3.0	PM
ESO 429-SC02											
34†	07:33:21	-28:12:35	-0.9 ±0.9	3.1±2.6		98	07:33:38	-28:12:46	0.0±50.0	0.0±50.0	

cont.

ID	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} (°:':")	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ ($\times 10^{-3}$ "/ano)	μ_{δ} ($\times 10^{-3}$ "/ano)	Memb. (**)	ID	α_{2000} (h:m:s)	δ_{2000} (°:':")	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ ($\times 10^{-3}$ "/ano)	μ_{δ} ($\times 10^{-3}$ "/ano)	Memb. (**)
40	07:33:23	-28:13:25	2.1 ± 12.8	-2.4 ± 5.1		99	07:33:25	-28:08:41	-0.6 ± 8.5	-0.3 ± 3.7	
42	07:33:23	-28:13:41	-3.2 ± 4.7	6.9 ± 7.0		101	07:33:21	-28:15:27	-0.5 ± 3.3	0.3 ± 4.7	
48	07:33:19	-28:10:27	0.0 ± 8.1	1.3 ± 10.5		104†	07:33:07	-28:11:26	-2.7 ± 1.2	-0.5 ± 2.0	
49†	07:33:23	-28:13:56	1.1 ± 3.1	2.0 ± 1.2		109†	07:33:36	-28:14:15	-0.4 ± 1.0	0.9 ± 2.9	
50	07:33:21	-28:10:13	-0.5 ± 2.8	0.1 ± 4.1		111	07:33:25	-28:08:28	-4.0 ± 7.1	-1.8 ± 3.9	
52	07:33:32	-28:11:59	-0.1 ± 3.9	-2.1 ± 3.8		112†	07:33:31	-28:08:54	-0.4 ± 1.3	0.4 ± 3.9	
53	07:33:23	-28:10:09	1.3 ± 4.7	-6.5 ± 8.0		115	07:33:27	-28:08:29	0.3 ± 3.2	5.6 ± 5.4	
54†	07:33:17	-28:10:44	-2.0 ± 1.6	2.2 ± 5.7		116	07:33:15	-28:15:19	-4.7 ± 2.1	-3.4 ± 2.1	
56	07:33:23	-28:10:01	-2.4 ± 1.6	5.3 ± 7.8		120	07:33:31	-28:08:44	2.6 ± 7.0	6.8 ± 3.6	
59	07:33:15	-28:10:42	-1.2 ± 2.5	3.1 ± 2.2		121	07:33:40	-28:12:59	-0.8 ± 2.5	2.8 ± 3.2	
60	07:33:22	-28:09:43	1.9 ± 2.8	-0.2 ± 3.7		122	07:33:30	-28:15:37	0.7 ± 2.3	5.3 ± 3.1	
64	07:33:34	-28:12:19	-2.2 ± 2.7	-5.0 ± 3.6		124	07:33:06	-28:11:34	-2.5 ± 4.8	1.0 ± 4.6	
70	07:33:28	-28:14:28	-1.7 ± 1.8	-2.7 ± 2.0		125	07:33:33	-28:15:17	-1.2 ± 3.5	-0.5 ± 4.2	
72	07:33:11	-28:12:35	-2.4 ± 2.3	3.7 ± 3.0		129	07:33:09	-28:09:32	-3.9 ± 2.0	8.6 ± 13.8	
74	07:33:11	-28:11:31	2.0 ± 3.7	-3.3 ± 4.9		135	07:33:08	-28:14:38	-3.4 ± 6.2	1.9 ± 7.6	
75	07:33:30	-28:14:22	-0.2 ± 1.9	4.2 ± 2.8		138	07:33:39	-28:14:08	0.3 ± 3.4	0.5 ± 3.5	
76	07:33:34	-28:13:36	-4.3 ± 4.8	-1.3 ± 4.5		139	07:33:09	-28:14:55	-0.1 ± 1.9	4.5 ± 1.9	
79	07:33:33	-28:10:10	-2.4 ± 2.1	-7.2 ± 2.0		140	07:33:22	-28:07:54	2.0 ± 2.3	5.4 ± 2.2	
81	07:33:12	-28:13:55	-2.2 ± 2.1	4.8 ± 2.0		141†	07:33:14	-28:08:24	-0.7 ± 1.1	3.2 ± 1.1	
82	07:33:36	-28:12:22	-3.8 ± 2.3	6.1 ± 2.4		142	07:33:38	-28:14:36	0.3 ± 9.4	3.8 ± 4.2	
86†	07:33:33	-28:09:59	0.5 ± 1.1	-1.0 ± 0.8		145	07:33:11	-28:15:34	1.1 ± 2.5	4.6 ± 2.5	
87	07:33:26	-28:15:08	-0.8 ± 2.6	2.8 ± 3.4		148	07:33:26	-28:16:27	2.9 ± 2.1	2.0 ± 2.4	
89	07:33:16	-28:09:13	-3.6 ± 2.4	-3.8 ± 2.4		149	07:33:16	-28:07:52	1.1 ± 4.6	-5.7 ± 3.6	
93	07:33:31	-28:09:14	-2.7 ± 2.5	-6.8 ± 1.7		157	07:33:39	-28:09:13	0.2 ± 2.1	0.7 ± 2.2	
96	07:33:08	-28:11:35	0.9 ± 5.3	-7.7 ± 5.4		165	07:33:23	-28:16:58	1.7 ± 2.4	-4.9 ± 2.8	

** PM significa possível membro e MMP significa membro menos provável (vide texto para detalhes).

†Na Figura 5.23, as estrelas 34, 49, 54, 86, 104, 109, 112 e 141 são representadas, respectivamente, pelas letras 'a', 'c', 'g', 'b', 'd', 'e', 'f', e 'h'.

5.5.1 Lista final de membros de NGC 7193

Aplicou-se um fator de desavermelhamento $E(B - V) = 0,1$ mag aos dados na Figura 5.24. Para melhor visualização, barras de erro foram colocadas somente sobre as estrelas com espectros observados e cujas incertezas $\Delta(J - H)$ e $\Delta(H - K_s)$ são menores ou iguais a 0,10 mag. As incertezas médias para as estrelas 11, 16, 48 e 60 são 0,13 e 0,18 em $(J - H)$ e $(H - K_s)$, respectivamente. Para as 19 estrelas membro candidatas sem espectros observados (Tabela 5.9), as incertezas médias nesses mesmos índices de cor são 0,05 e 0,06 mag.

Conforme a Seção 2.2.6, refinamos a lista de membros realizando uma verificação individual, estrela por estrela, para identificarmos aquelas cujos tipos espectrais (ver Tabela 5.3) são compatíveis com suas posições esperadas no diagrama cor-cor. Após a determinação das distâncias individuais via paralaxe espectroscópica, selecionamos um grupo de estrelas cujas metalicidades são compatíveis umas com as outras, dentro das incertezas, e cuja distância média é compatível com aquela obtida via ajuste de isócrona (Figura 5.20).

Dentro da nossa amostra de estrelas observadas espectroscopicamente, a lista final de membros é composta por 15 estrelas, a saber: 3, 6, 13, 14, 21, 31, 33, 34, 40, 41, 45, 49, 53, 56 and 58 (Figura 5.28). A metalicidade média e a dispersão ($1-\sigma$) para esse grupo resultaram $\langle [Fe/H] \rangle = -0,17 \pm 0,23$ ($Z \approx 0,01$); a distância média estimada para esse grupo resultou $d \sim 0,55$ kpc, valor que é compatível com a distância obtida mediante análise do CMD ($d_{CMD} = 0,50 \pm 0,05$ kpc), dentro das incertezas. Levando-se em conta a distância d_{CMD} e a distância Galactocêntrica (R_G) do Sol ($8,00 \pm 0,50$ kpc; Reid 1993), o valor de R_G para NGC 7193 resultou $7,87 \pm 0,50$ kpc, o que o posiciona no círculo solar (Figura 1.9).

Com relação à nossa lista de membros espectroscópicas de NGC 7193, somente as estrelas 21 e 33 aparecem deslocadas de suas posições esperadas no diagrama cor-cor (Figura 5.24), levando-se em conta os tipos espectrais atribuídos a elas. No entanto, a Figura 5.10 evidencia a similaridade entre os espectros observados e os sintéticos correspondentes, o que sugere que a técnica empregada proveu ajustes adequados aos perfis de linha e que os parâmetros atmosféricos de ambas as estrelas foram determinados corretamente. As discrepâncias podem ser atribuídas a imprecisões na classificação espectral dos templates ELODIE usados na determinação das temperaturas efetivas dessas duas estrelas (Seção 3.3).

Dentre as 19 estrelas possíveis membros sem espectros observados (símbolos preenchidos no CMD e no diagrama cor-cor de NGC 7193; vide também Figura 5.28), aquelas com $(J - H)_0 < 0,43$ mag (6 estrelas) são compatíveis

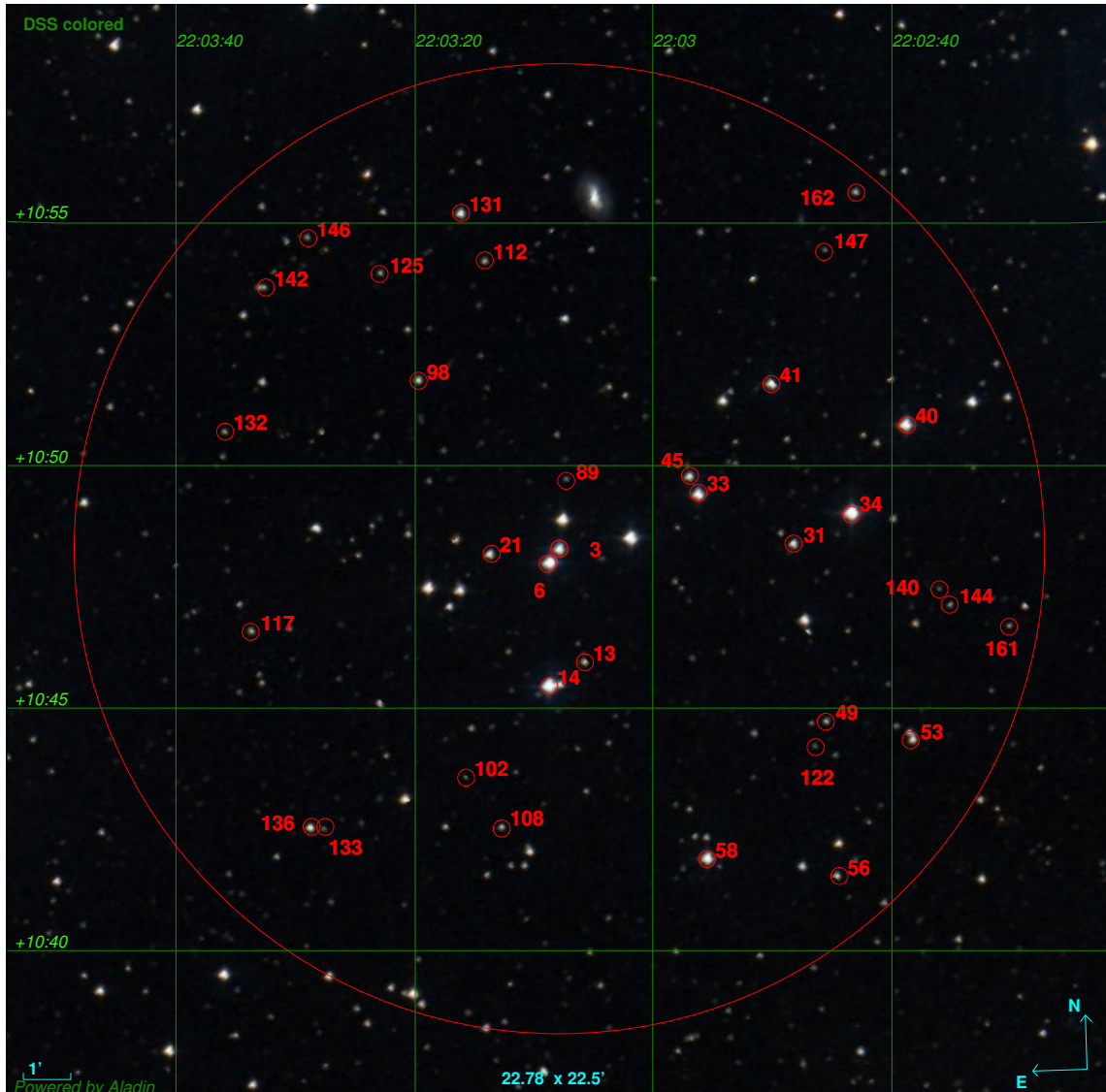


Figura 5.28: Estrelas membro de NGC 7193. Os identificadores foram atribuídos conforme as Tabelas 5.3 e 5.9. O círculo externo corresponde ao raio limite do aglomerado ($R_{lim} = 10'$). Imagem DSS (óptico) de $23' \times 23'$. A orientação e a escala da imagem encontram-se indicadas na figura.

com as sequências intrínsecas na Figura 5.24, considerando as incertezas fotométricas. O espalhamento dessas estrelas ao longo dessas sequências é semelhante ao que se observa para as membros espectroscópicas. O mesmo comentário vale para aquelas estrelas com $0,52 < (J - H)_0 < 0,66$ mag e $0,11 < (H - K_s)_0 < 0,19$ mag (7 estrelas). Dentre as estrelas nos intervalos $(J - H)_0 > 0,5$ mag e $(H - K_s)_0 < 0,07$ mag (5 estrelas), três delas (marcadas com círculos roxos) são incompatíveis com as sequências no cor-cor, mesmo levando-se em conta as incertezas. Essas três estrelas foram consideradas membros menos prováveis, bem como a estrela com $(J - H)_0 = 0,46$ mag e $(H - K_s)_0 = 0,30$ mag.

Indicadores de pertinência foram atribuídos às estrelas na Tabela 5.3, as quais foram observadas espectroscopicamente, e também para aquelas na Tabela 5.9, as quais foram consideradas membro candidatas com base na fotometria e movimentos próprios: “M” para estrela membro, “PM” para possível membro, “MMP” para membro menos provável e “NM” para não membro. Nossa lista final de membros de NGC 7193 contém 34 estrelas: 15 delas sinalizadas com “M” na Tabela 5.3 e as outras 19 são listadas na Tabela 5.9 (sinalizadas com “PM” ou “MMP”).

Comparação com resultados da literatura

Concluimos que NGC 7193 é um OCR de 2,5 Ganos, localizado a cerca de 500 pc do Sol. Nossos resultados diferem daqueles apresentados por T11. Após a extração de dados 2MASS para estrelas na região de NGC 7193 ($r \leq 7'$) e para um campo de controle próximo, T11 empregou um algoritmo de descontaminação que conta o número de estrelas dentro de uma dada “célula” do CMD construído para o campo (isto é, dentro de um dado intervalo de magnitude e índice de cor) e subtrai esse número da célula correspondente no CMD do aglomerado. Esse procedimento é feito para um conjunto de células de tamanhos fixos. T11 ajustou então uma isócrona de Padova (Bonatto et al. 2004; Bica et al. 2006) de metalicidade solar aos dados no CMD descontaminado. Os resultados de T11 são mostrados na Tabela 5.10, onde também registramos nossos resultados, para comparação.

Tabela 5.10: Comparação entre os resultados da literatura (T11) e os deste trabalho para NGC 7193.

	Idade (Ganos)	Distância (pc)	$E(B - V)$ (mag)
T11	$4,50 \pm 0,18$	1080 ± 50	$0,03 \pm 0,01$
Este trabalho	$2,51 \pm 0,58$	501 ± 46	$0,10 \pm 0,05$

A discrepância em relação aos nossos resultados pode ser atribuída aos

diferentes critérios de pertinência adotados em ambos os trabalhos para a seleção de estrelas membro candidatas e parcialmente ao conjunto de isócronas empregado. Defendemos que um procedimento de caracterização adequado a objetos pouco povoados, cuja análise fica sujeita a estatística de poucos números, deve conter não apenas informações fotométricas, mas também espectroscópicas e de movimentos próprios. As dispersões dos parâmetros derivados e o espalhamento dos dados ao longo de sequências reconhecíveis nos diagramas fotométricos devem ser verificados em conjunto, com o objetivo de checar a conexão física das estrelas.

5.5.2 Lista final de membros de ESO 425-SC15

Para melhor visualização da Figura 5.25, representamos barras de erro apenas sobre as estrelas observadas espectroscopicamente e cujas incertezas nos índices de cor são menores ou iguais a 0,1 mag. Para as estrelas 11, 46 e 71 as incertezas são, respectivamente: $[\Delta(J - H)_{11}, \Delta(H - K_s)_{11}] = (0,11; 0,17)$ mag, $[\Delta(J - H)_{46}, \Delta(H - K_s)_{46}] = (0,12; 0,19)$ mag e $[\Delta(J - H)_{71}, \Delta(H - K_s)_{71}] = (0,08; 0,14)$ mag. Para as 12 estrelas possíveis membro sem espectros (Tabela 5.9; quadrados e círculos preenchidos na Figura 5.25), as incertezas médias $\Delta(J - H)$ e $\Delta(H - K_s)$ são, respectivamente, 0,04 e 0,05 mag. Embora tenham sido excluídas pelo algoritmo de FA12 (Seção 5.4), as estrelas 9, 36, 84 e 94 foram representadas no diagrama cor-cor, visto que são compatíveis com a isócrona (ou *loci* de binárias) mostrada no CMD de ESO 425-SC15 (Figura 5.21). A estrela 39 foi excluída da amostra, visto que é atribuído a ela um sinalizador de baixa qualidade fotométrica em K_s . Incluímos também no cor-cor as estrelas 40 e 71, as quais só tiveram temperaturas efetivas e tipos espectrais determinados, conforme a Tabela 5.4.

Para refinarmos a lista de membros, realizamos o procedimento descrito na Seção 2.2.6: dado o conjunto de estrelas representadas na Figura 5.25, verificamos, uma a uma, quais delas possuem tipos espectrais compatíveis com suas posições esperadas no diagrama cor-cor, levando-se em conta o valor de $E(B - V)$ adotado e as incertezas fotométricas. Esse procedimento nos permite selecionar quais estrelas dispõem-se de maneira consistente no CMD e cor-cor. Em seguida, limitamos esse conjunto a um grupo cujas estrelas possuem metalicidades compatíveis entre si e cuja distância média está de acordo com o valor obtido via ajuste de isócrona (Figura 5.21).

A lista final de membros espectroscópicas (identificadas com “M” na Tabela 5.4) é composta por 16 estrelas: 1, 7, 8, 9, 13, 30, 31, 36, 38, 42, 48, 59, 62, 65, 73, 78 (Figura 5.29). As estrelas 40 e 71 foram consideradas membros menos prováveis (“MMP”), visto que ajustam-se à isócrona no CMD de ESO 425-SC15 e apresentam tipos espectrais consistentes com suas

posições no diagrama cor-cor, no entanto não apresentam valores medidos de metalicidade, gravidade superficial e velocidade radial.

A metalicidade média e a dispersão ($1-\sigma$) para o grupo de membros espectroscópicas resultou $\langle [Fe/H] \rangle = -0,11 \pm 0,18$ ($Z \approx 0,01$); a distância média estimada para esse grupo resultou $d \sim 0,75$ kpc, valor que é compatível com a distância obtida via ajuste de isócrona ($d_{CMD} = 0,72 \pm 0,07$ kpc). Utilizando a distância d_{CMD} , temos que a distância Galactocêntrica (R_G) de ESO 425-SC15 vale $R_G = 8,4 \pm 0,5$ kpc (considerando $R_{G,\odot} = 8,00 \pm 0,05$ kpc; Reid 1993), o que o posiciona próximo ao círculo solar (Figura 1.9).

Da nossa lista de membros espectroscópicas, somente a estrela 7 aparece deslocada da sua posição esperada no diagrama cor-cor, mesmo considerando as incertezas nos índices de cor. No entanto, como mostrado na Figura 5.11, o método de correlação cruzada foi capaz de identificar templates sintéticos que proveram ajustes adequados ao espectro dessa estrela. De fato, os templates PHOENIX melhor correlacionados resultaram em porcentagens de correlação acima de 90%, indicando que os parâmetros atmosféricos dessa estrela foram obtidos corretamente. Como afirmamos na Seção 5.5.1, essa discrepância observada no diagrama cor-cor pode ser atribuída à imprecisão na classificação espectral dos templates ELODIE usados na determinação das temperaturas efetivas da estrela (Seção 3.3).

Dentre as 12 estrelas possíveis membro sem espectros observados (símbolos pretos preenchidos nas Figuras 5.21 e 5.25; vide também Figura 5.29), aquelas com $(H - K_s)_0 \gtrsim 0,015$ mag (10 estrelas) apresentam um espalhamento ao longo das sequências empíricas no cor-cor semelhante ao que se observa para as membros espectroscópicas. Por sua vez, as duas estrelas marcadas com círculos roxos na Figura 5.25 (intervalo $(H - K_s)_0 \lesssim 0,015$ mag) ficam consideravelmente espalhadas em relação a essas sequências, mesmo levando-se em conta as incertezas fotométricas. Ambas foram classificadas como membros menos prováveis (“MMP” na Tabela 5.9).

A estrela 18 localiza-se sobre o ramo de gigantes no CMD de ESO 425-SC15. No entanto, tendo-se em vista os dados fotométricos dessa estrela em conjunto com seu tipo espectral (K2), vemos que sua localização no diagrama cor-cor é compatível com a sequência de supergigantes de K83, como mostrado no gráfico interno da Figura 5.25. Seguindo um procedimento análogo ao da Seção 4.2, tomamos o conjunto de isócronas PARSEC no espaço $g \times T_{eff}$ com metalicidade igual à da estrela 18; de posse dos valores de $\log(g)$ e T_{eff} determinados (Tabela 5.4), estimamos sua massa e magnitude absoluta M_V em $m_{18} \sim 8,5 M_\odot$ e $M_{V,18} \simeq -5,3$ mag. Essa massa é inconsistente com o que se espera para gigantes ao longo da isócrona da Figura 5.21 ($1,7 \lesssim m_{gigantes}(M_\odot) \lesssim 1,8$). Conforme os modelos PARSEC, o tempo de evolução estimado para uma estrela de $8,5 M_\odot$ e metali-

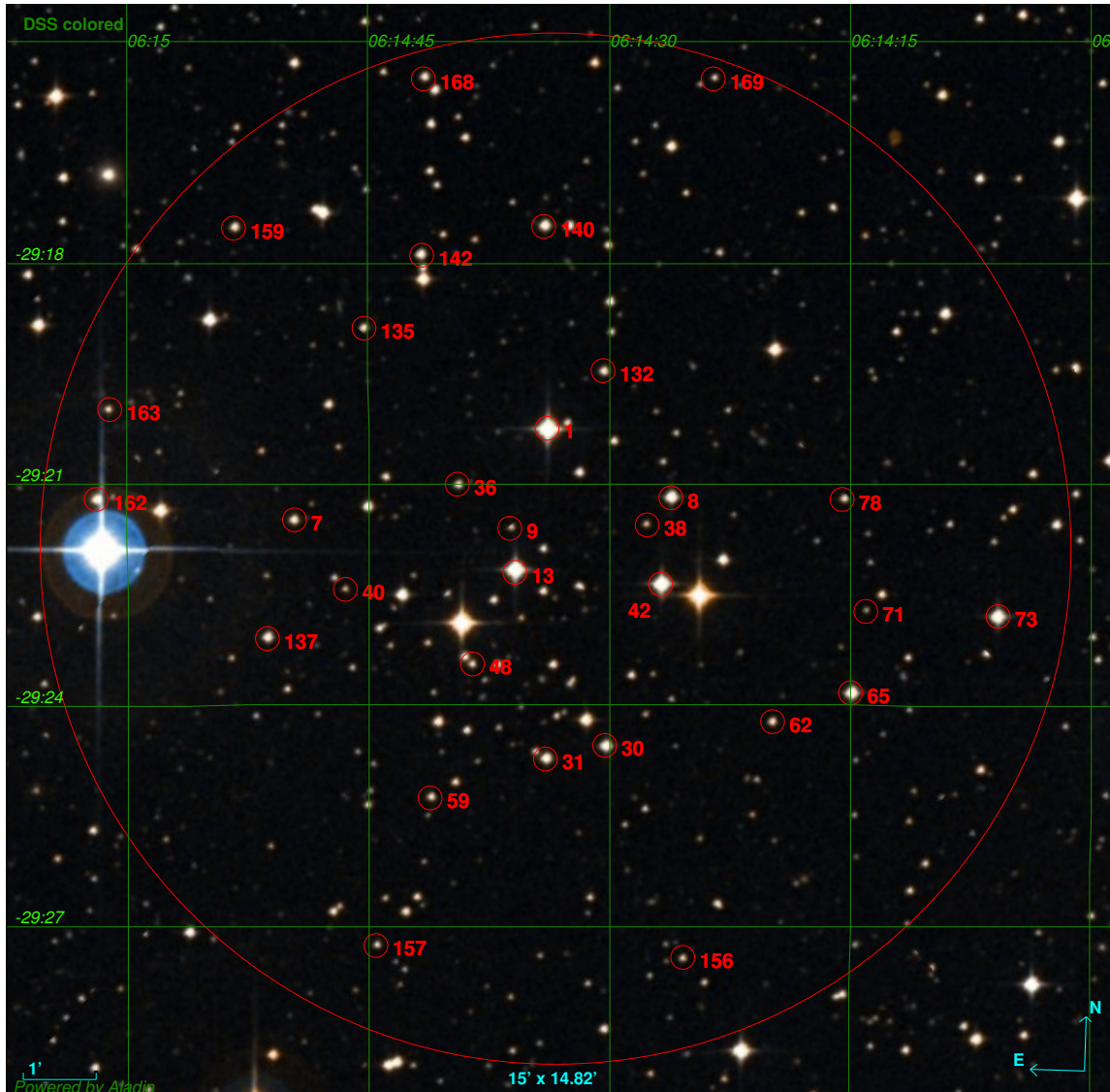


Figura 5.29: Estrelas membro de ESO 425-SC15. Os identificadores foram atribuídos conforme as Tabelas 5.4 e 5.9. O círculo externo corresponde ao raio limite do aglomerado ($R_{lim} = 7'$). Imagem DSS (óptico) de $15' \times 15'$. A orientação e a escala da imagem encontram-se indicadas na figura.

cidade $Z \approx 0,005$, desde a fase pré-sequência principal até o início da fase de queima de Carbono nuclear (estágio evolutivo limite dos modelos para $M \gtrsim 6M_{\odot}$), é de ~ 35 Manos, muito inferior à idade estimada para ESO 425-SC15 ($t \sim 1,8$ Ganos). Dessa forma, consideramos que a estrela 18 não é membro desse OCR.

Assim como no caso de NGC 7193, nota-se a ausência de estrelas gigantes dentre as membros de ESO 425-SC15. Isso também se verifica no caso do OCR NGC 1252, estudado por MMM13. Dada a natureza física dos OCRs, muito pobremente povoados, essa ausência não é completamente inesperada (Carraro, 2002). A fim de corroborarmos essa afirmação com um argumento estatístico, realizamos um experimento numérico seguindo o procedimento descrito em Santos & Frogel (1997). Desejamos verificar, na ausência de efeitos dinâmicos (isto é, considerando apenas a evolução estelar), quantas estrelas seriam necessárias para produzir, pelo menos, uma estrela gigante em uma população estelar simples (SSP) com mesma idade e metalicidade de ESO 425-SC15.

Consideremos uma SSP cuja função de massa possui a forma analítica da IMF de Salpeter (1955), expressa na sua forma usual:

$$\Phi(m) = \frac{dN}{dm} = Am^{-(1+\chi)} \quad (5.5)$$

onde a inclinação χ vale 1,35; a constante de normalização A é determinada pela integração da IMF desde o limite inferior, m_I , até o limite superior, m_S , de massa estelar e igualando-se o resultado ao número total (N_{tot}) de estrelas presentes no sistema:

$$N_{tot} = \int_{m_I}^{m_S} Am^{-(1+\chi)} dm \Rightarrow N_{tot} = \frac{A}{\chi}(m_I^{-\chi} - m_S^{-\chi}) \quad (5.6)$$

O número esperado de estrelas gigantes (N_g) é dado por:

$$N_g = \int_{m_{I,g}}^{m_{S,g}} Am^{-(1+\chi)} dm \Rightarrow N_g = \frac{A}{\chi}(m_{I,g}^{-\chi} - m_{S,g}^{-\chi}) \quad (5.7)$$

onde $m_{I,g}$ e $m_{S,g}$ são, respectivamente, a massa inferior e superior de estrelas gigantes no sistema. Isolando a constante A da eq. 5.7 e substituindo em 5.6, podemos parametrizar o número total de estrelas N_{tot} em termos de N_g :

$$N_{tot} = N_g \left(\frac{m_I^{-\chi} - m_S^{-\chi}}{m_{I,g}^{-\chi} - m_{S,g}^{-\chi}} \right) \quad (5.8)$$

Para uma SSP com idade $\log(t/\text{anos})=9,25$ e metalicidade $Z \approx 0,01$, análoga a ESO 425-SC15, os parâmetros da equação acima são, conforme os

modelos PARSEC: $m_I = 0,100$, $m_S = 1,769$, $m_{I,g} = 1,695$, $m_{S,g} = 1,769$, onde os valores são expressos em massas solares. Nota-se que estamos utilizando $m_{S,g} = m_S$, isto é, incluindo no cálculo de N_g (eq. 5.7) todas as massas desde a base do ramo gigantes até o limite superior de massa dos modelos para essa idade e metalicidade.

Para $N_g = 1$, temos $N_{tot} \cong 800$ estrelas. Ao realizarmos o mesmo procedimento utilizando a IMF de Kroupa (eq. 1.4), obtivemos $N_{tot} \cong 320$ estrelas. Isto é, para ambas as IMFs, o número de estrelas necessário para termos $N_g = 1$ é muito superior à população estelar observada em OCRs, para os quais temos N_{tot} da ordem de poucas dezenas de estrelas. Dessa forma, como colocado anteriormente, a ausência de gigantes em OCRs não é algo inesperado.

Conforme a discussão feita em Santos & Frogel, a presença de estrelas pós-sequência principal em agrupamentos estelares com populações inferiores aos limites acima (no nosso caso, ~ 800 estrelas para IMF de Salpeter e ~ 320 estrelas para IMF de Kroupa) pode ser explicada pela natureza estocástica da IMF nos limites de estrelas de maior brilho. Ao serem produzidas SSPs sintéticas a partir da amostragem de estrelas em diferentes estágios evolutivos (seção 3.1 de Santos & Frogel), há maior flutuação do número de estrelas nos limites de massas mais altas em relação às massas menores. Uma consequência da flutuação de pequenos números de estrelas brilhantes em SSPs de mesma idade é a mudança considerável no brilho integrado, como demonstrado pelos autores.

Comparação com resultados da literatura

Concluimos que ESO 425-SC15 é um OCR de 1,8 Ganos, contendo 18 membros confirmadas e outras 12 possíveis membros, localizado a cerca de 700 pc do Sol. Nossa principal conclusão acerca da natureza física de ESO 425-SC15 é consistente com o estudo de PB07, a despeito das conclusões de Carraro et al. (2005), os quais consideraram-no um asterismo. No entanto, há diferenças em relação aos parâmetros astrofísicos determinados para o alvo em ambos os estudos (Tabela 5.11). PB07 determinaram os parâmetros através do ajuste de isócronas de Padova (Girardi et al., 2000) aos dados fotométricos 2MASS do OCR. As discrepâncias em relação aos nossos resultados podem ser atribuídas aos diferentes métodos empregados em cada trabalho para seleção de membros. Novamente, defendemos que um método adequado de seleção de estrelas membro de um OCR deve combinar diferentes tipos de dados, conforme realizamos neste trabalho, e não apenas fotometria.

Tabela 5.11: Comparação entre os resultados da literatura (PB07) e os deste trabalho para ESO 425-SC15.

	Idade (Ganos)	Distância (pc)	$E(B - V)$ (mag)
PB07	$1,0 \pm 0,3$	990 ± 100	$0,03 \pm 0,06$
Este trabalho	$1,8 \pm 0,8$	724 ± 67	$0,10 \pm 0,05$

5.5.3 Lista final de membros de NGC 7772

Aplicamos a todas as estrelas da Figura 5.26 um fator de desavermelhamento de $E(B - V) = 0,05$ mag. Para melhor visualização, colocamos barras de erro apenas sobre as estrelas da amostra espectroscópica cujas incertezas nos índices de cor são menores ou iguais a 0,1 mag. Para as estrelas 6 e 20, as incertezas são: $[\Delta(J - H)_6, \Delta(H - K_s)_6] = (0,09; 0,14)$ mag e $[\Delta(J - H)_{20}, \Delta(H - K_s)_{20}] = (0,08; 0,13)$ mag. Para as 6 estrelas possíveis membros sem espectros observados (Tabela 5.9; círculos preenchidos na Figura 5.26), as incertezas médias $\Delta(J - H)$ e $\Delta(H - K_s)$ são, respectivamente, 0,04 e 0,06 mag. Apesar de as estrelas 2, 7, 9, 12, 19 e 21 terem sido excluídas pelo algoritmo de FA12 (Seção 5.4), incluímos as mesmas no diagrama cor-cor, visto que são compatíveis com as sequências evolutivas definidas pela isócrona (incluindo-se possíveis binárias) no CMD da Figura 5.22.

Seguindo o procedimento da Seção 2.2.6, construímos a lista final de estrelas membro de NGC 7772. Dentre as estrelas observadas espectroscopicamente, a lista final é composta pelas estrelas (identificadas com “M” na Tabela 5.6) 3, 4, 7, 8, 10, 11, 17, 18, 19 e 21 (Figura 5.30). A metalicidade média e sua dispersão para esse grupo resultou $\langle [Fe/H] \rangle = -0,23 \pm 0,20$ ($Z \approx 0,01$); a distância média estimada para esse grupo de 10 estrelas resultou $d \approx 541$ pc, valor que é compatível com aquele obtido via ajuste de isócrona ($d_{CMD} = 631 \pm 88$ pc). Tomando o valor de d_{CMD} , determinamos a distância Galactocêntrica (R_G) de NGC 7772: $R_G = 8,1 \pm 0,5$ kpc. Portanto, NGC 7772 localiza-se no círculo solar (Figura 1.9).

Dentre as 6 estrelas possíveis membros sem espectros observados (círculos preenchidos nas Figuras 5.22 e 5.26; vide também Figura 5.30), duas delas apresentam magnitude $K_s > 14$ mag e encontram-se bastante espalhadas em relação à isócrona da Figura 5.22. Ambas foram consideradas membros menos prováveis (“MMP” na Tabela 5.6) e demarcadas com círculos roxos no diagrama cor-cor.

Conforme a Figura 5.22, a estrela 14 é a mais brilhante em K_s e poderia, em uma primeira análise baseada apenas na fotometria, fornecer um vínculo útil para o ajuste de isócronas e ser incluída como membro de NGC 7772.

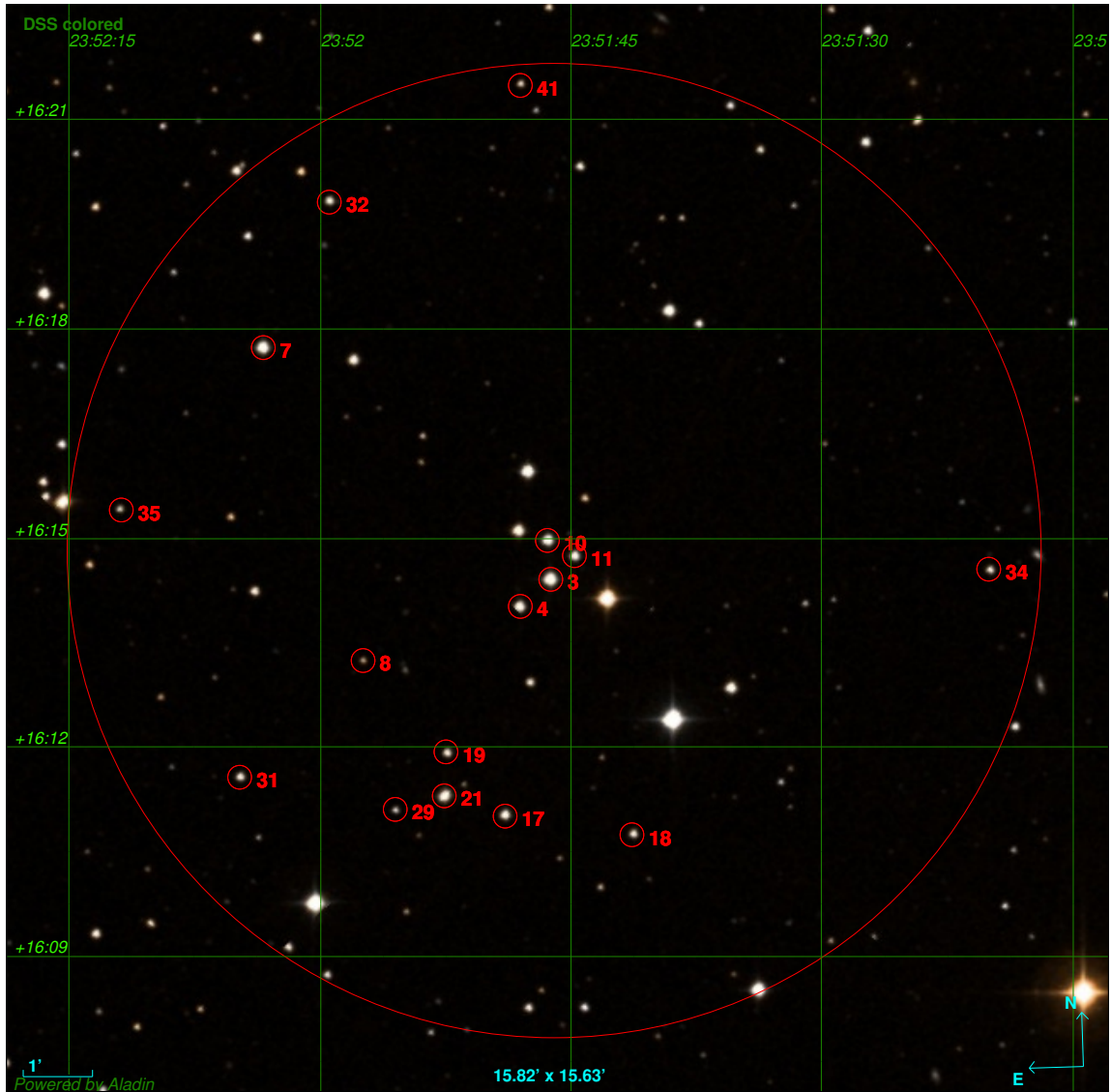


Figura 5.30: Estrelas membro de NGC 7772. Os identificadores foram atribuídos conforme as Tabelas 5.6 e 5.9. O círculo externo corresponde ao raio limite do aglomerado ($R_{lim} = 7'$). Imagem DSS (óptico) de $16' \times 16'$. A orientação e a escala da imagem encontram-se indicadas na figura.

De fato, essa estrela consta na lista de membros apresentada por C02, o qual analisou o OCR NGC 7772 a partir de fotometria $UBVI$. Tomando o conjunto de modelos PARSEC no espaço $g \times T_{eff}$, com a mesma metalicidade medida para a estrela (Tabela 5.6), juntamente aos valores de g e T_{eff} determinados para a estrela, estimamos sua massa em $m_{14} \sim 2,9 M_{\odot}$. De acordo com esses modelos, o tempo de evolução estimado para uma estrela com essa massa, desde a fase pré-sequência principal até o início da fase TP-AGB (*Thermally-Pulsing AGB*, ou fase de pulsos térmicos ao longo do ramo assintótico de gigantes, estágio evolutivo limite dos modelos PARSEC para $M > 0,6 M_{\odot}$), é de ~ 450 Manos. Esse valor é consideravelmente inferior às estimativas de idade feitas tanto neste trabalho ($t_{NGC,7772} = 6,3$ Ganos) quanto em C02 ($t_{NGC,7772}^{Carraro} = 1,5$ Ganos).

Incluindo a estrela 14 como membro de NGC 7772, C02 ajustou uma isócrona de Padova de metalicidade solar aos dados do OCR de acordo com os parâmetros fundamentais: $(m - M)_0 = 10,9 \pm 0,3$ mag, $E(B - V) = 0,03$ mag, $t = 1,5$ Ganos. No CMD $K_s \times (J - K_s)$ da Figura 5.31, comparamos a isócrona empregada no estudo de C02 com a utilizada no presente trabalho; em ambos os casos, as isócronas foram devidamente avermelhadas e deslocadas conforme o respectivo módulo de distância estimado em cada trabalho. Nota-se que, embora a isócrona de C02 sobreponha-se aos dados das estrelas mais brilhantes ($K_s \lesssim 11,5$ mag), e em particular à estrela 14, considerando as incertezas fotométricas, não há um ajuste adequado ao longo da sequência principal de NGC 7772. Apenas na região $K_s \gtrsim 13,5$ mag, $(J - K_s) \lesssim 0,5$ mag há algumas estrelas que se ajustam às sequências da isócrona de C02. No entanto, nessa região do CMD é esperada maior contaminação por estrelas de campo, como mostrado no CMD do campo de comparação (painel direito).

Além disso, se considerássemos o ajuste de C02, teríamos uma lacuna de $\approx 2,5$ mag entre as estrelas membro próximas ao *turnoff* e as membros ao longo da sequência principal, o que é improvável para um agrupamento estelar gravitacionalmente coeso (PB07). Por sua vez, os parâmetros determinados no presente trabalho, juntamente ao procedimento de recalibração empírica das isócronas (Capítulo 4), permitiram um ajuste mais adequado da isócrona aos *loci* de dados no CMD de NGC 7772, como demonstrado na Figura 5.31. Dessa forma, não incluímos a estrela 14 como membro desse OCR.

Nossa lista final de membros de NGC 7772 contém 16 estrelas: 10 delas foram observadas espectroscopicamente e sinalizadas com “M” na Tabela 5.6. As outras 6, selecionadas com base em fotometria e movimentos próprios, são listadas na Tabela 5.9.

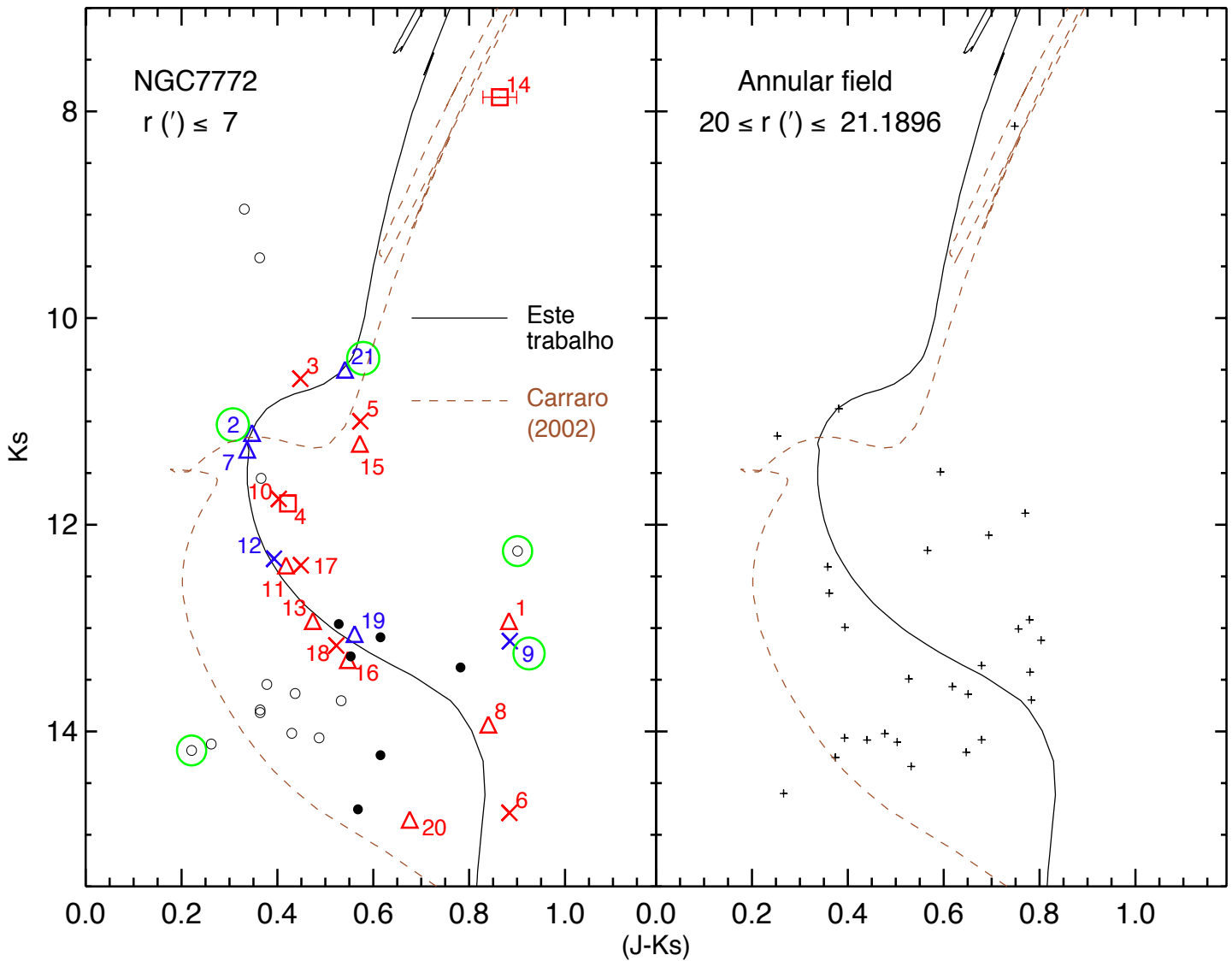


Figura 5.31: Painel esquerdo: o mesmo da Figura 5.22, porém comparando o ajuste de isócrona do presente trabalho (linha preta) com o de C02 (linha marrom). Em ambos os casos, as isócronas foram devidamente avermelhadas e deslocadas conforme o respectivo módulo de distância estimado em cada trabalho. Barras de erro em $(J - K_s)$ foram representadas apenas sobre a estrela 14, a fim de mostrar sua compatibilidade com a isócrona ajustada por C02. Painel direito: o mesmo do painel esquerdo, porém para um campo de comparação anelar de mesma área.

Comparação com resultados da literatura

NGC 7772 é um OCR de $t \sim 6,3$ Ganos composto por 10 estrelas membro confirmadas e outras 6 possíveis membros, localizado a cerca de 630 pc do Sol. Nossa principal conclusão acerca da natureza física de NGC 7772 é consistente com C02, visto que em ambos os trabalhos o objeto foi considerado um OCR legítimo. No entanto, os parâmetros astrofísicos derivados por C02 não caracterizam o alvo adequadamente, visto que as sequências evolutivas previstas estão em desacordo com os *loci* de dados no CMD do aglomerado (Figura 5.31). Por sua vez, os parâmetros astrofísicos derivados a partir do grupo de estrelas membro identificadas no presente trabalho são consistentes com as sequências evolutivas observadas.

5.5.4 ESO 429-SC02: um asterismo

As estrelas 3, 5, 9, 11, 13, 17, 18 e 22 fornecem vínculos importantes ao procedimento de ajuste de isócronas para ESO 429-SC02, visto que estão entre as mais brilhantes ($K_s \leq 12,5$ mag) da amostra espectroscópica. As estrelas 3, 9 e 17 aparentam constituir um *clump* de gigantes, sem contrapartida no CMD do campo de controle. Esse grupo de 8 estrelas brilhantes possui metalicidade média compatível com o valor solar ($[Fe/H] = 0,0$), considerando as incertezas. Analisando a dispersão dos pontos ao longo das sequências definidas pela isócrona no CMD da Figura 5.23, vemos que a contaminação por objetos do campo se torna mais acentuada para magnitudes $K_s \gtrsim 13$.

Passamos então a uma análise mais pormenorizada de cada estrela na região do alvo, a fim de avaliarmos possibilidades de pertinência. As estrelas 5, 13, 18 e 22 dispõem-se próximo ao ponto mais azul da sequência principal (BP ou *bluest point* na Figura 5.23) ajustada ao CMD do objeto, enquanto que a estrela 11 localiza-se 0,35 mag acima do *turnoff* (TO). O tipo espectral correspondente a BP e TO é $\sim A2$. Dentre esse grupo de 5 estrelas, todas apresentam tipos espectrais mais quentes (B1.5–B8) do que A2, à exceção da estrela 13 (A2). Essa observação torna duvidosa a pertinência desse grupo de estrelas, visto que a isócrona ajustada aos dados ($t \cong 708$ Manos) não prevê a existência de estrelas com tipos espectrais mais quentes do que A2 (Figura 5.27). Além disso, o valor de $\log(g)$ previsto pelos modelos PARSEC na região do CMD próxima à estrela 13 vale $\cong 3,8$, valor que é consideravelmente inferior ao medido para essa estrela ($\log(g)_{13} = 5,84 \pm 0,29$). Dessa forma, desconsideramos sua pertinência.

Os argumentos acima ficam mais evidentes ao verificarmos o diagrama cor-cor da Figura 5.27, onde encontram-se representadas as estrelas da amos-

tra espectroscópica (Tabela 5.7) que se ajustaram à isócrona da Figura 5.23. Representamos também as estrelas da Tabela 5.9, selecionadas com base em fotometria e movimentos próprios. Os pequenos símbolos ‘+’ são as estrelas do campo de controle anelar localizadas à esquerda do filtro de cor (Figura 5.23, painel direito). As estrelas observadas espectroscopicamente foram desavermelhadas individualmente, conforme seus respectivos índices de cor intrínsecos (Tabela 5.7). Às demais estrelas, aplicamos um fator de desavermelhamento igual a $E(B - V) = 0,1$ (Figura 5.23), valor estimado via ajuste de isócrona. Novamente, empregamos as relações de extinção de RL85. Para melhor visualização, representamos barras de erro apenas sobre as estrelas da amostra espectroscópica cujas incertezas $\Delta(J - H)$ e $\Delta(H - K_s)$ são menores ou iguais a 0,05 mag. As incertezas médias para as demais estrelas dessa amostra são iguais a 0,06 e 0,09 mag em $(J - H)$ e $(H - K_s)$, respectivamente. Para as estrelas sem espectros observados e representadas na Figura 5.27 (símbolos pretos preenchidos), as incertezas médias nesses mesmos índices de cor valem 0,05 e 0,07 mag. Para as estrelas do campo de comparação, as incertezas médias são 0,06 e 0,07 mag.

Analisando o diagrama cor-cor intrínseco, podemos ver que, de fato, a isócrona não se sobrepõe aos dados das estrelas 5, 11, 18 e 22, mesmo levando-se em conta as incertezas fotométricas. Tomando os parâmetros atmosféricos (T_{eff} , $\log(g)$ e $[Fe/H]$) da estrela 11, estimamos sua massa, a partir dos modelos PARSEC, em $\sim 8 M_{\odot}$. O tempo de evolução previsto por esses modelos para uma estrela com massa dessa ordem é de apenas ~ 40 Manos, valor que é incompatível com a idade obtida a partir do ajuste de isócrona ($t \approx 708$ Manos; Figura 5.23). Seguindo o mesmo procedimento, estimamos as massas das estrelas 5, 18 e 22 em $\sim 5 M_{\odot}$; para esse valor de massa, o tempo de evolução previsto é da ordem de ~ 130 Manos, valor que também é consideravelmente inferior à idade estimada para ESO 429-SC02. Além disso, a partir dos dados da Tabela 5.7, temos que as distâncias individuais estimadas para essas 4 estrelas variam de $\sim 4,4$ kpc a $\sim 6,3$ kpc, valores muito discrepantes daquele obtido via análise do CMD ($d_{CMD} \approx 1,7$ kpc). Argumentamos então que as estrelas 5, 11, 18 e 22 são estrelas quentes pertencentes à população de campo do disco Galáctico.

As estrelas 3, 9 e 17 apresentam movimentos incompatíveis entre si: duas delas (3 e 9) foram excluídas pelo algoritmo de FA12 (Seção 5.4) e apenas a 17 apresenta velocidades compatíveis com o movimento médio das estrelas na região de ESO 429-SC02, considerando-se o critério definido conforme a eq. 2.2. Caso elas formassem, de fato, um *clump* de gigantes, seria esperado que essas estrelas compartilhassem de um movimento em comum. As massas estimadas para as estrelas 3, 9 e 17 são, conforme seus parâmetros atmosféricos: $m_3 \sim 4,5 M_{\odot}$, $m_9 \sim 2 M_{\odot}$ e $m_{17} \sim 3 M_{\odot}$. De acordo com os modelos PAR-

SEC, a massa média esperada para estrelas definindo o *clump* de gigantes nessa região do CMD é $\bar{m}_{clump} \sim 2,4 M_{\odot}$, o que enfraquece o argumento de que a estrela 3 seja membro. Esses mesmos modelos prevêem que o tempo de evolução de uma estrela de $3M_{\odot}$ e metalicidade solar, como a estrela 17, é de cerca de 400 Manos, valor que é apenas marginalmente compatível com a idade estimada para ESO 429-SC02 ($t_{\text{ESO 429-SC02}} = 710 \pm 160$ Manos). Além disso, a partir dos dados da Tabela 5.7, estimamos sua distância em $d_{17} \approx 2,6$ kpc, valor que é consideravelmente superior a d_{CMD} . Apenas a estrela 9 tem massa similar a \bar{m}_{clump} e tempo de evolução ($\sim 1,8$ Ganos, desde a pré-sequência principal até o início da fase TP-AGB) superior a $t_{\text{ESO 429-SC02}}$. Dessa forma, os argumentos acima tornam duvidosa a hipótese de as estrelas 3, 9 e 17 terem uma origem comum.

Passamos então a verificar a possibilidade de pertinência das estrelas de menor brilho da amostra espectroscópica ($K_s > 13$ mag) e que são compatíveis com a isócrona no CMD do alvo (estrelas 6, 7, 12, 15, 16, 21, 25, 27, 28, 29, 30 e 31, também representadas na Figura 5.27). Devido à baixa latitude Galáctica de ESO 429-SC02 ($|b| \cong 4^{\circ}$), podemos adotar estimativas individuais de avermelhamento como critério de pertinência, visto que estrelas localizadas a diferentes distâncias devem apresentar valores de $E(B - V)$ diferentes entre si. Caso ESO 429-SC02 provasse ser uma concentração estelar real, não seriam esperadas diferenças consideráveis nos valores de avermelhamento entre suas estrelas membro devido a concentrações diferenciais de poeira. Isso se justifica pelo fato de sua idade estimada ser consideravelmente superior à escala de tempo típica para ejeção do gás progenitor (~ 10 Manos, Krause et al. 2016). O valor médio de $E(B - V)$ para as estrelas 3, 9 e 17 é de $\cong 0,1$ mag, valor obtido a partir de seus índices de cor intrínsecos (Tabela 5.7) e que é consistente com o valor estimado via ajuste de isócrona (Figura 5.23). Na hipótese de essas estrelas formarem um *clump* de gigantes, é esperado que as demais membros candidatas de ESO 429-SC02 sejam afetadas por um valor de avermelhamento semelhante.

Esse argumento enfraquece a possibilidade de pertinência das estrelas 7, 27, 29 e 30, para as quais $E(B - V) \geq 0,4$ mag. Valores tão elevados de avermelhamento deslocariam a isócrona proibitivamente para a direita no CMD do alvo, não permitindo um ajuste adequado aos *loci* de dados. As demais 8 estrelas no intervalo $K_s > 13$ mag (6, 12, 15, 16, 21, 25, 28 e 31) apresentam um avermelhamento médio $\langle E(B - V) \rangle \cong 0,1$ mag, compatível com o ajuste de isócrona. Desse grupo de 8 estrelas, apenas 6, 21 e 28 apresentam massas estimadas ($M_6 \sim 1,3 M_{\odot}$, $M_{21} \sim 1,0 M_{\odot}$, $M_{28} \sim 1,0 M_{\odot}$) consistentes com o intervalo de massa correspondente ao *locus* da sequência principal em que elas se localizam ($\sim 0,9 - 1,4 M_{\odot}$) e também apresentam distância média ($\langle d \rangle_{6,21,28} \approx 1,5$ kpc) compatível com $d_{CMD} = 1,7 \pm 0,2$ kpc

(Figura 5.23).

Dentre as possíveis membros sem espectros observados (Tabela 5.9), as 8 estrelas identificadas como ‘a’, ‘b’, ‘c’, ‘d’, ‘e’, ‘f’, ‘g’ e ‘h’ ($K_s \lesssim 13$ mag) encontram-se, supostamente, entre as mais massivas ao longo da sequência principal ou próximo ao ramo de gigantes. À exceção de ‘a’, ‘c’ e ‘g’, esse grupo de 8 estrelas se localiza na periferia do alvo, como mostrado na Figura 5.32. Como é esperada a ocorrência de segregação das estrelas de maior massa nas regiões centrais dos OCRs, como consequência da evolução dinâmica (e.g., PZMG10 e referências nele contidas), a disposição espacial desse grupo de estrelas contraria a tendência esperada.

Para referência, delimitamos uma região circular na Figura 5.32 cujo raio equivale a $0,5 \times$ raio de Jacobi (r_J) estimado para ESO 429-SC02, caso o mesmo se tratasse de uma concentração estelar real. Estimamos r_J fazendo uso da eq. 1.10: Tomando as coordenadas Galácticas do objeto e uma distância $d_{\text{ESO 429-SC02}} \cong 1,7$ kpc, temos $R_G \cong 8,9$ kpc. Para essa distância, $M_G \approx 1 \times 10^{11} M_\odot$ (Bonatto et al. 2005 e referências nele contidas). Considerando valores típicos de massa determinados para os OCRs ($M_{\text{OCRs}} \approx 10 - 35 M_\odot$; Capítulo 6), temos que o raio de Jacobi esperado para um OCR localizado na posição de ESO 429-SC02 encontra-se no intervalo $r_J \approx 2,9 - 4,3$ pc, sendo 3,5 pc um valor típico (\sim ponto médio desse intervalo). Portanto, temos $0,5 \times r_J \approx 1,7$ pc.

Se considerássemos as estrelas ‘a’, ‘c’ e ‘g’ (mais centralmente concentradas) como membros, teríamos uma lacuna de ≈ 4 mag no CMD, visto que as estrelas da amostra espectroscópica no intervalo $9 \lesssim K_s \lesssim 12,5$ mag (Figura 5.23) não aparentam ter uma origem comum, conforme os argumentos evolutivos e dinâmicos apresentados anteriormente. Adicionalmente, podemos estabelecer um argumento dinâmico. Tomamos os dados das estrelas ‘a’, ‘c’ e ‘g’, cujas massas podem ser estimadas considerando-se os respectivos pontos mais próximos sobre a isócrona, em conjunto com as estrelas 6, 21 e 28, cujas massas podem ser estimadas a partir de seus parâmetros atmosféricos. Com esse procedimento, a massa total para esse grupo de 6 estrelas resulta $M_{\text{tot}} \sim 8,5 M_\odot$. Para um raio limite de $r_{\text{lim}} = 2,5$ pc, a densidade média desse agrupamento estelar seria $3 M_{\text{tot}} / (4\pi r_{\text{lim}}^3) \sim 0,1 M_\odot / \text{pc}^3$. A partir da eq. 1.10, podemos estimar a densidade estelar crítica (ρ_c) para estabilidade ante os efeitos destrutivos devido ao campo de maré Galáctico, no caso de um aglomerado com a mesma distância Galactocêntrica de ESO 429-SC02:

$$\rho_c = \frac{M_{\text{clu}}}{\frac{4}{3}\pi r_J^3} = \left(\frac{9}{4\pi}\right) \frac{M_G}{R_G^3} \quad (5.9)$$

Para ESO 429-SC02, $R_G \approx 8,9$ kpc e $M_G \approx 1 \times 10^{11} M_\odot$, o que resultaria $\rho_c \sim 0,1 M_\odot / \text{pc}^3$. Dessa forma, caso ESO 429-SC02 fosse uma concentração

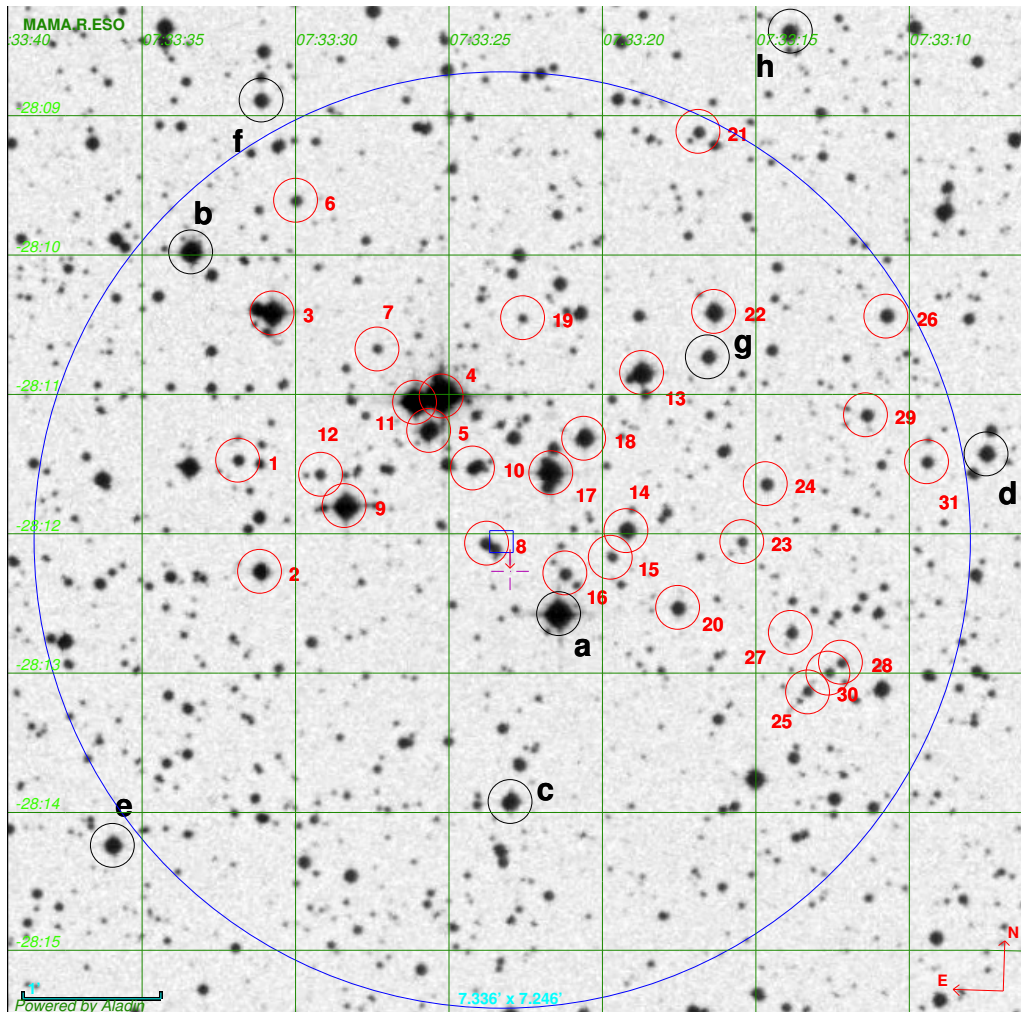


Figura 5.32: Mapa celeste de ESO 429-SC02 (Imagem ESO-MAMA ($0,66 \mu\text{m}$) de $7,3' \times 7,3'$). O quadrado azul indica as coordenadas centrais redeterminadas (Seção 5.2). A pequena seta vermelha indica as coordenadas da literatura. O raio do círculo azul centrado no alvo vale $3,35'$ ($1,7 \text{ pc}$, considerando-se um módulo de distância $(m - M)_0 = 11,2 \text{ mag}$). Os círculos vermelhos destacam as 31 estrelas observadas espectroscopicamente, identificadas com números. Vide texto para os demais identificadores ('a', 'b', 'c'... 'h').

estelar real, sua densidade média seria muito próxima do valor crítico, no processo de rompimento por efeitos de maré (*tidal stripping*).

As 7 estrelas identificadas com quadrados pretos preenchidos ($13,1 < K_s \leq 13,5$), em conjunto com aquelas identificadas com círculos pequenos preenchidos ($K_s > 13,5$; Figuras 5.23 e 5.27), não definem sequências distintas no diagrama cor-cor, encontrando-se, em geral, espalhadas com relação às sequências intrínsecas. Nesse intervalo de magnitudes ($K_s \gtrsim 13$ mag), há maior contaminação por estrelas de campo. O espalhamento desses pontos é semelhante ao que se verifica para as estrelas de campo na Figura 5.27, em especial no intervalo $(H - K_s)_0 \gtrsim 0,11$ mag.

Comparação com resultados da literatura

Após analisarmos ESO 429-SC02 levando em conta aspectos evolutivos, cinemáticos e estruturais, encontramos evidências que desfavorecem a hipótese de esse objeto ser um agrupamento estelar real. Essa conclusão é consistente com PB07, cuja análise apontou que o CMD do objeto é estatisticamente indistinguível do campo, embora haja sobredensidade estelar central em relação ao céu e as estrelas de maior brilho definam, *a priori*, sequências evolutivas que se assemelham às de uma população estelar dinamicamente evoluída. Isso demonstra a importância de realizarmos um estudo que inclua diferentes tipos de dados e um tratamento estrela a estrela, estratégia que julgamos ser necessária no estudo de concentrações estelares pouco povoadas.

5.6 Dispersão de velocidades

Tomamos os dados de movimento próprio para as estrelas membro (com ou sem espectros observados) de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772 e construímos histogramas das velocidades angulares projetadas (Figura 5.33). Os dados de movimento próprio (μ) foram transformados em velocidades lineares a partir da eq. 2.3, onde a distância foi obtida considerando-se o módulo de distância determinado para cada alvo (Seção 5.5).

Os *bins* hachurados no caso de NGC 7193 correspondem às estrelas 34 (*bin* de menor V_p) e 53 (*bin* de maior V_p). Ambas foram excluídas pelo algoritmo de FA12, visto que suas componentes de movimento próprio são discrepantes em relação ao movimento médio das demais estrelas (Figuras 5.15 e 5.33), e suas posições no CMD de NGC 7193 sugerem que ambas podem ser sistemas binários. As demais membros compõem o histograma não hachurado da Figura 5.33. Observações análogas são feitas para as estrelas 9 e 36 de ESO 425-SC15 (respectivamente, *bin* de menor e de maior V_p). O *bin* hachurado no caso de NGC 7772 corresponde à estrela 21.

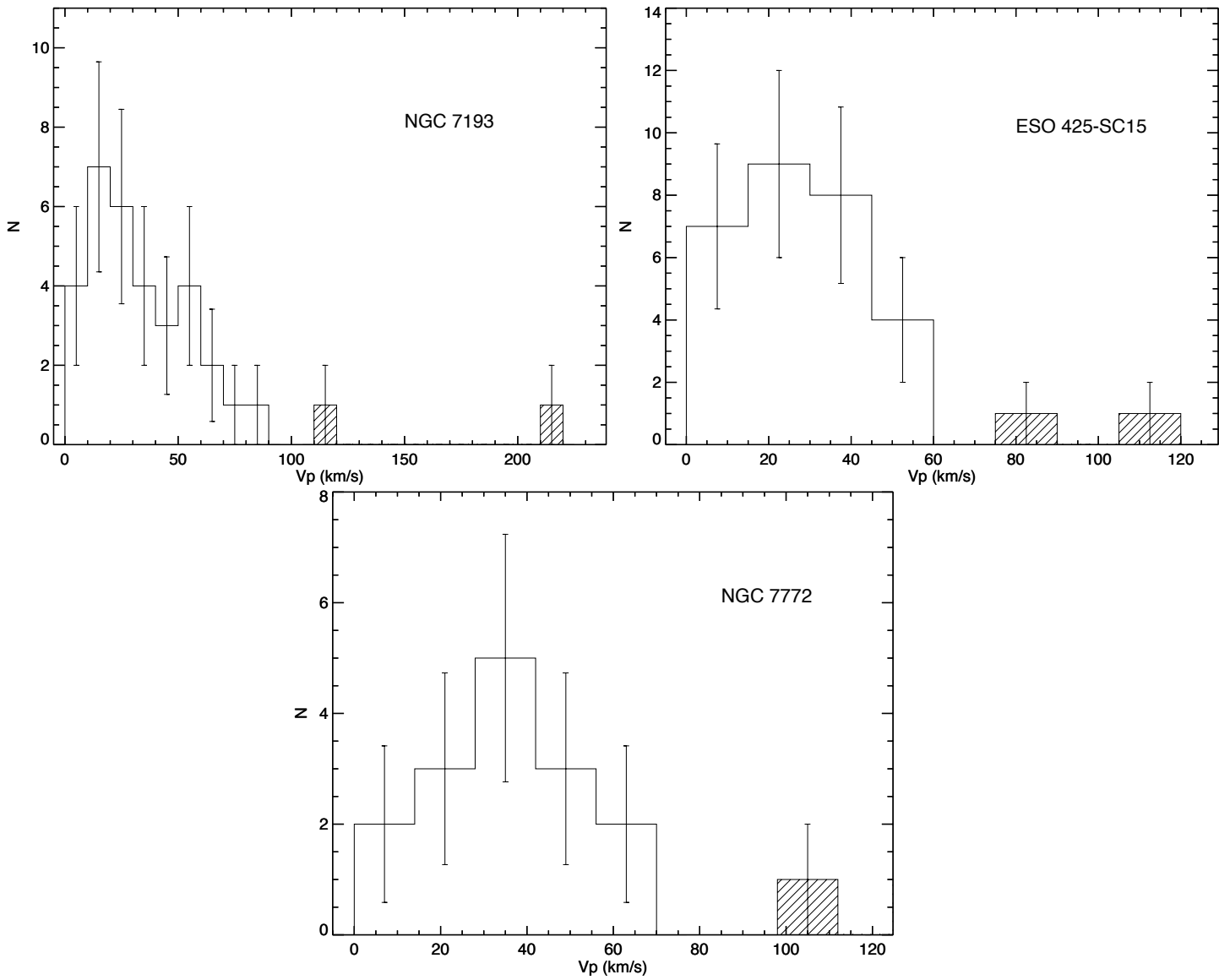


Figura 5.33: Histogramas de velocidades angulares projetadas no céu (V_p) para as estrelas membro NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772. Os *bins* hachurados correspondem às excluídas do cálculo de σ_v (vide texto para detalhes). A largura dos *bins* equivale à incerteza média em V_p para cada conjunto de membros. Barras de erro de Poisson são mostradas.

Determinamos, em seguida, a dispersão tridimensional de velocidades ($\sigma_{v,\text{isot}}$) dos três OCRs a partir da dispersão de velocidades projetadas (σ_{V_p}), considerando a aproximação isotrópica (Seção 2.2.7). Para comparação, restringimos cada amostra de membros ao grupo de estrelas com informação de velocidade radial e determinamos a dispersão das velocidades espaciais ($v = \sqrt{V_r^2 + \mu_\alpha^2 \cos^2 \delta + \mu_\delta^2}$), $\sigma_{v,\text{esp}}$. Excluindo-se as estrelas no interior dos *bins* hachurados da Figura 5.33, obtivemos os seguintes resultados:

1. NGC 7193: $\sigma_{v,\text{isot}} = 25,6 \pm 2,7$ km/s; $\sigma_{v,\text{esp}} = 20,9 \pm 1,7$ km/s;
2. ESO 425-SC15: $\sigma_{v,\text{isot}} = 20,4 \pm 2,9$ km/s; $\sigma_{v,\text{esp}} = 26,0 \pm 2,6$ km/s;
3. NGC 7772: $\sigma_{v,\text{isot}} = 21,4 \pm 2,5$ km/s; $\sigma_{v,\text{esp}} = 21,5 \pm 1,7$ km/s.

Nos três casos, vemos que ambos os métodos empregados na determinação da dispersão de velocidades ($\sigma_{v,\text{isot}}$ e $\sigma_{v,\text{esp}}$) resultaram valores próximos, o que torna válida a aproximação isotrópica.

O valor elevado de dispersão de velocidades obtido para NGC 7193 é comparável ao resultado obtido por PB07 para um grupo de aglomerados considerados por eles OCRs legítimos. A Figura 5.34 exibe um histograma composto de velocidades projetadas (V_p) subtraídas da mediana de velocidades (V_M) de cada OCR da amostra estudada (grupo “B” de PB07). Conforme PB07, o pico de menores velocidades é atribuído, majoritariamente, ao movimento das estrelas únicas, enquanto que o de maiores velocidades é consequência da presença de sistemas binários não resolvidos. Estimando-se a dispersão do pico de menores velocidades na Figura 5.34, e considerando a aproximação isotrópica, temos $\sigma_v \sim 30$ km/s, valor que é comparável ao obtido para NGC 7193.

As dispersões de velocidade σ_v de ESO 425-SC15 e NGC 7772 são comparáveis ao que se verifica para o grupo “A” de OCRs estudados por PB07, como pode ser visto na Figura 5.35. A figura exibe um histograma composto de velocidades projetadas (V_p). Estimando-se a dispersão do pico de menores velocidades, e considerando a aproximação isotrópica, temos $\sigma_v \sim 15$ km/s, valor que comparável aos obtidos para ESO 425-SC15 e NGC 7772.

A dispersão elevada de velocidades observada tanto para os nossos OCRs quanto para os da amostra de PB07 é uma consequência do fato de esses objetos se encontrarem em estágios evolutivos dinâmicos avançados, próximos de sua completa dissolução no campo estelar Galáctico. Nesse contexto, MMM13 analisaram o caso do OCR NGC 1252. Tomando dados do catálogo UCAC4 para a lista de estrelas membro identificadas e uma distância de 1,1 kpc (seções 4 e 5 de MMM13), a dispersão de velocidades desse aglomerado resulta $\sigma_v = 23,7$ mas/yr, para uma massa estimada em $12 \pm 5 M_\odot$.

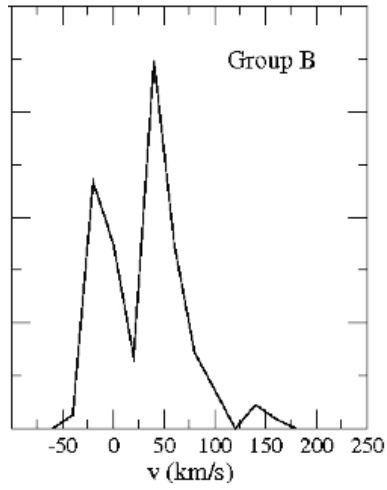


Figura 5.34: Histograma composto de velocidades projetadas no céu reduzidas ao repouso ($V_p - V_m$) para o grupo “B” de OCRs de PB07 (figura 12b).

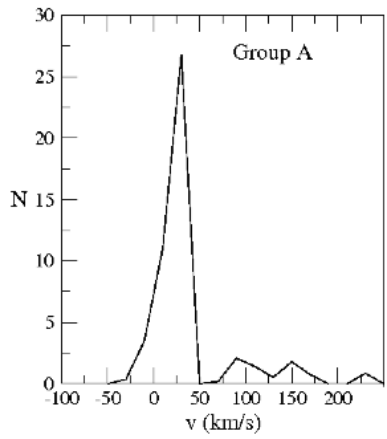


Figura 5.35: Histograma composto de velocidades projetadas no céu reduzidas ao repouso ($V_p - V_m$) para o grupo “A” de OCRs de PB07 (figura 12a).

(Seções 6.3 e 6.4 do presente trabalho). Como consequência da evolução dinâmica, a fração de binárias no aglomerado tende a aumentar com o tempo (M98); interações com binárias são uma fonte de aquecimento interno dos aglomerados (PZMG10), contribuindo para o aumento da dispersão de velocidades.

5.7 Probabilidades de pertinência

Para cada estrela membro das amostras espectroscópicas de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772, computamos um valor de probabilidade (ou *likelihood*) $l_{estrela}$ em um espaço 4-dimensional, como descrito na Seção 2.2.8. O mesmo foi realizado para as amostras de não membros.

No caso de ESO 425-SC15, atribuímos probabilidades de pertinência às estrelas do campo de controle observadas com o GMOS (Tabela 5.5). Essas estrelas são representadas no CMD da Figura 5.36, onde consta a mesma isócrona sobreposta aos dados de ESO 425-SC15 (Figura 5.21). O cálculo do parâmetro d (eq. 2.4) para as estrelas do campo de controle seguiu o mesmo procedimento utilizado para as estrelas do OCR.

As Figuras 5.37 a 5.39 exibem o conjunto de probabilidades normalizadas para cada alvo. Podemos notar uma clara distinção entre membros e não membros, à exceção das estrelas 53 (NGC 7193), 36 (ESO 425-SC15) e 21 (NGC 7772); essas estrelas, possivelmente binárias não resolvidas, apresentam um baixo valor de probabilidade pelo fato de suas componentes de movimento próprio serem muito discrepantes em relação às demais membros.

Enfatizamos que, somente após a realização de uma análise conjunta da pertinência, levando-se em consideração parâmetros intimamente ligados à evolução estelar e à dinâmica do sistema (a saber, metalicidade, dispersão de velocidades e disposição dos dados fotométricos ao longo de sequências evolutivas no CMD e diagrama cor-cor), somos capazes de distinguir aglomerado e campo. A utilização de cada um desses parâmetros de forma isolada pode conduzir a conclusões equivocadas no caso de estudos que visem à determinação da real natureza física dos OCRs. Essa observação fica demonstrada ao verificarmos visualmente, por exemplo, os CMDs dos alvos e dos respectivos campos de comparação (Figuras 5.20, 5.21 e 5.22), os quais guardam similaridade entre si.

5.8 Funções de luminosidade e massa

Dados fotométricos para as estrelas membro de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772 foram empregados na construção das funções de luminosidade

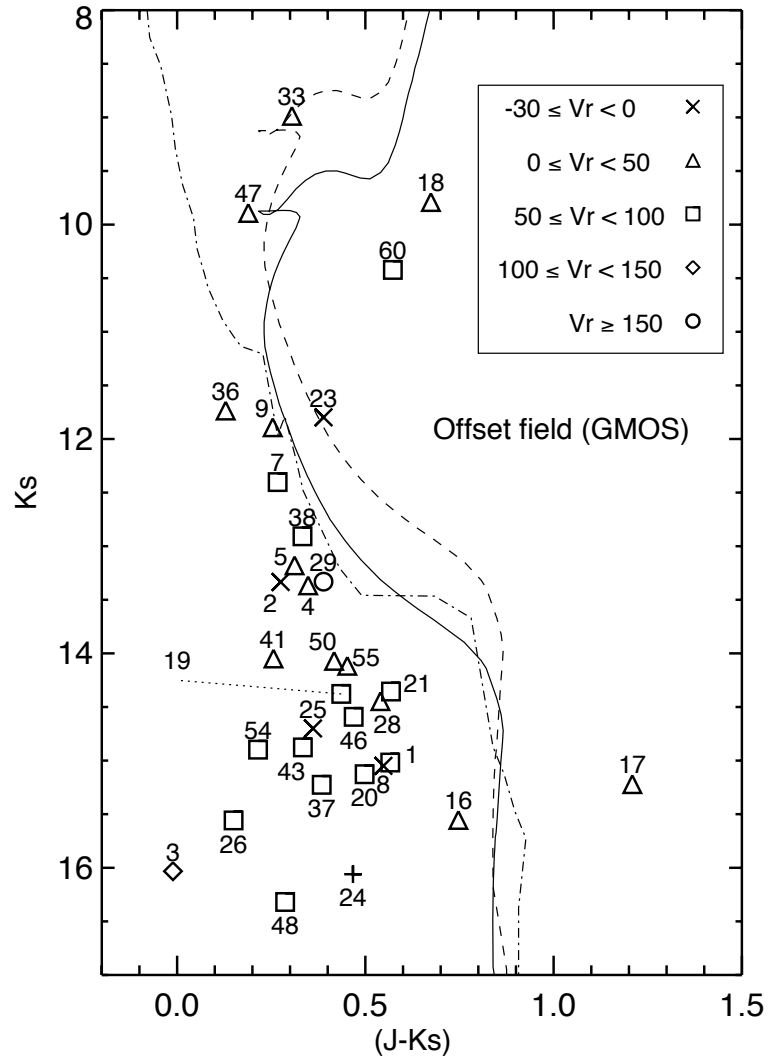


Figura 5.36: CMD $K_s \times (J - K_s)$ para estrelas do campo de controle (*offset field*) de ESO 425-SC15 observadas com o GMOS (Tabela 5.5). Os símbolos indicam diferentes intervalos de velocidade radial (em km/s), conforme a legenda. A mesma isócrona PARSEC ajustada aos dados de ESO 425-SC15 (Figura 5.21) foi sobreposta aos dados do campo de controle. A estrela 24 não teve velocidade radial medida e é representada com o símbolo “+”.

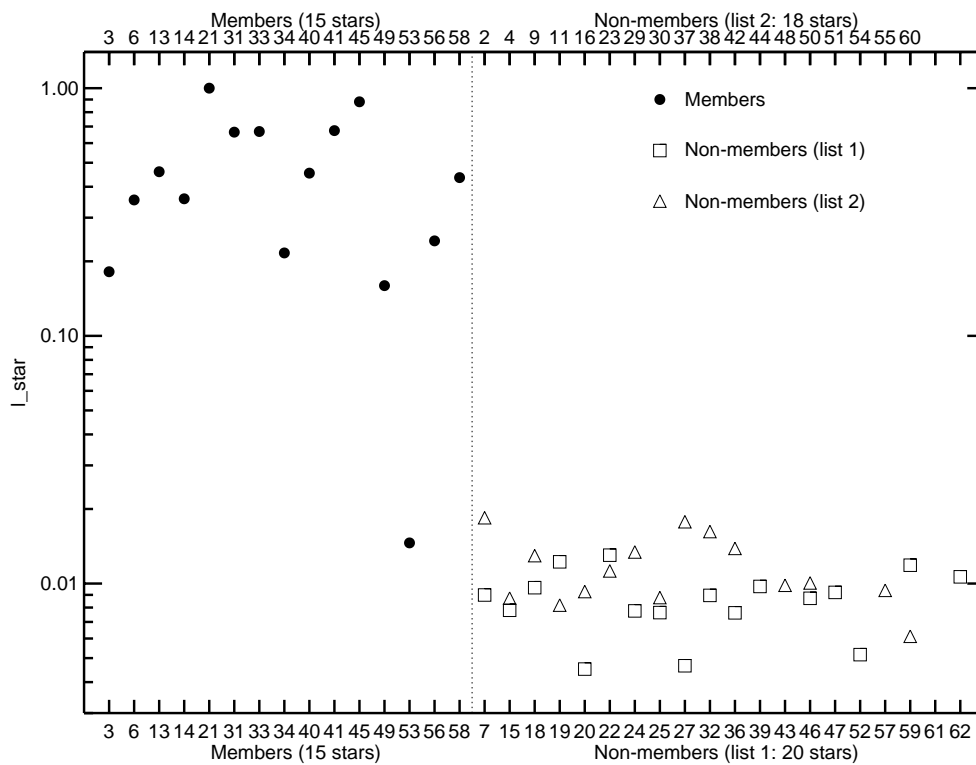


Figura 5.37: Probabilidades de pertinência individuais (eq. 2.4) normalizadas para o grupo de estrelas membro e não membro de NGC 7193. O grupo de não membros foi dividido em duas subamostras. As estrelas 43, 44, 51, 54, 57 e 61, as quais possuem probabilidades normalizadas menores do que 0,003, não foram mostradas no gráfico, para melhor visualização.

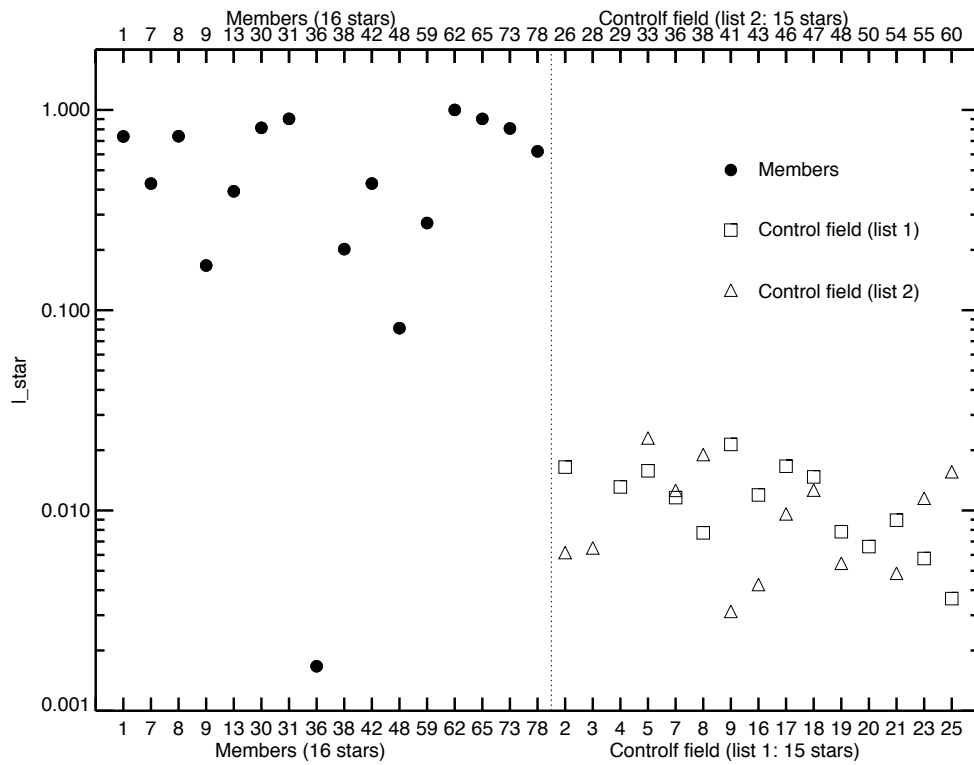


Figura 5.38: O mesmo da Figura 5.37, porém para ESO 425-SC15. As estrelas 40 e 71, consideradas membros menos prováveis (“MMP” na Tabela 5.4), não possuem velocidades radiais medidas e nem valores calculados de l_{star} . As estrelas 3, 29 e 50 do campo de controle possuem probabilidades normalizadas inferiores a 0,001 e não foram mostradas na figura, para melhor visualização.

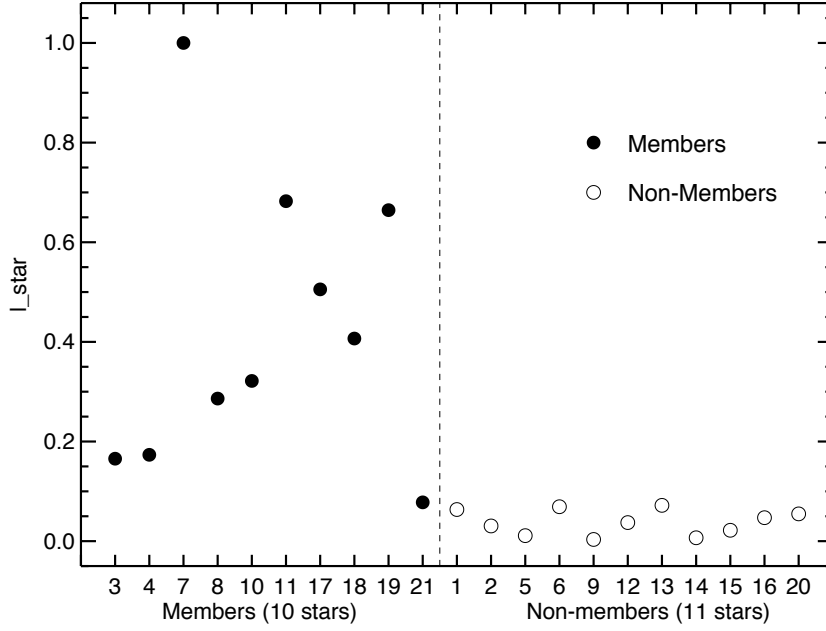


Figura 5.39: O mesmo da Figura 5.37, porém para NGC 7772.

desses OCRs (Figura 5.40). Seguiu-se o procedimento descrito na Seção 2.2.9: as magnitudes aparentes K_s foram convertidas em absolutas M_{K_s} , adotando-se os valores de módulo de distância e avermelhamento derivados para cada aglomerado (Seção 5.5).

As funções de luminosidade, restritas ao intervalo $M_{K_s} > M_{K_s,TO}$, foram então convertidas em função de massa, seguindo-se as prescrições da Seção 2.2.10. Em cada caso, empregamos a eq. 2.6 e a relação massa-luminosidade (Figura 5.41) obtida a partir da isócrona ajustada ao CMD (Figuras 5.20, 5.21 e 5.23). As barras de erro na Figura 5.42 correspondem à propagação das incertezas de Poisson.

Tomando a eq. 2.10, determinamos a massa total de estrelas ao longo da sequência principal dos objetos: $m_{\text{NGC}7193}^{MS} = (30 \pm 14)M_{\odot}$, $m_{\text{ESO}425\text{-SC}15}^{MS} = (27 \pm 13)M_{\odot}$ e $m_{\text{NGC}7772}^{MS} = (11 \pm 7)M_{\odot}$, respectivamente. De posse desses valores, escalonamos a IMF de Kroupa e convertimos a mesma em função de luminosidade, como descrito na Seção 2.2.10. O resultado desse procedimento foram as linhas vermelhas contínuas presentes nas Figuras 5.40 e 5.42.

No caso de NGC 7193, a estrela 34 é a única com $K_s < K_{s,TO}$. Estimamos sua massa em $m_{34} = 1,5M_{\odot}$, tomando o ponto mais próximo sobre a isócrona. Dessa forma, a massa total estimada para NGC 7193 é $32 \pm 14M_{\odot}$. No caso de ESO 425-SC15, a massa da estrela 1, que é a única

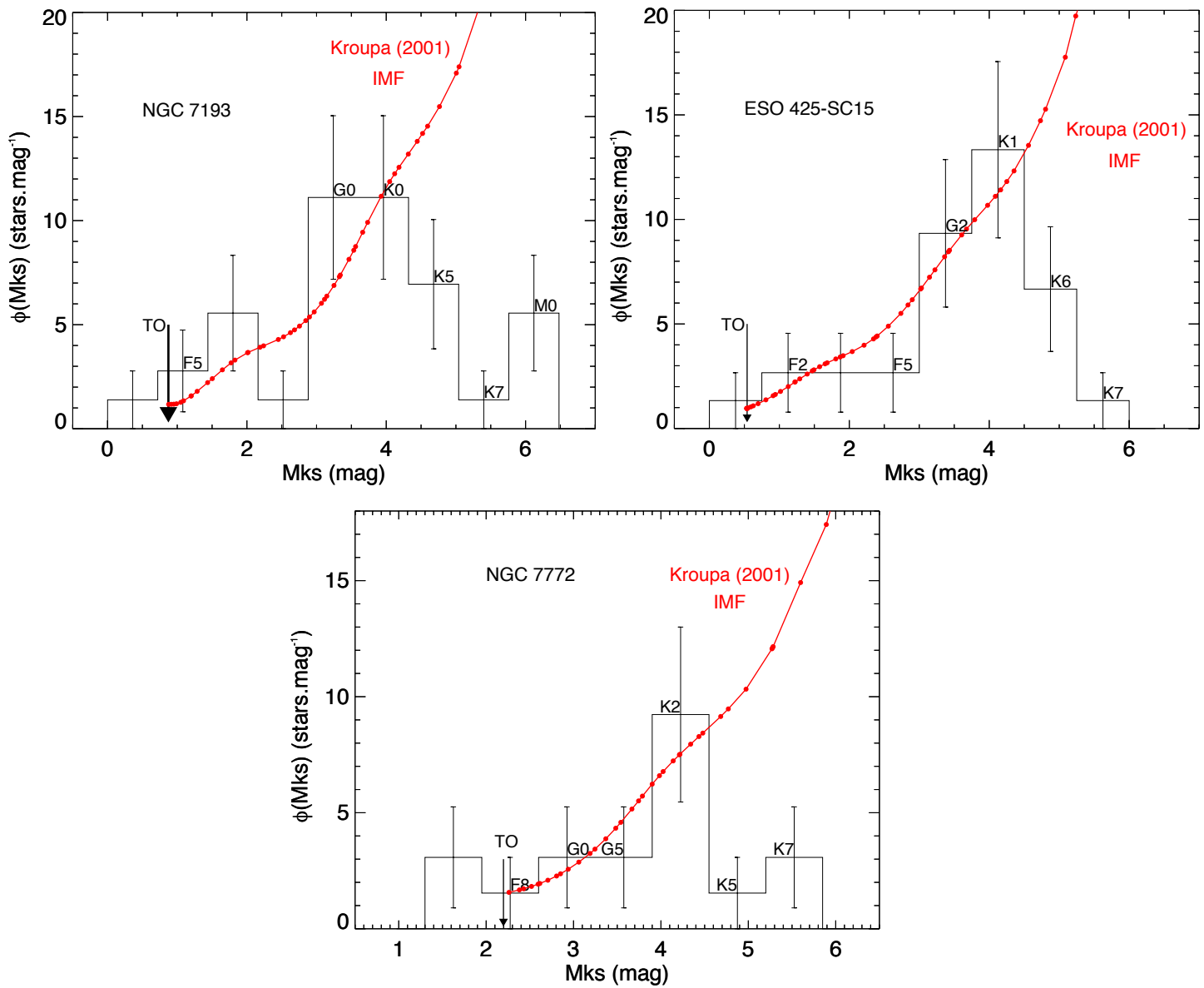


Figura 5.40: Funções de luminosidade de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772. A magnitude absoluta do *turnoff* e alguns tipos espectrais representativos ao longo da sequência principal são mostrados em cada caso, assim como as incertezas obtidas da estatística de Poisson. Para comparação, a função de massa inicial de Kroupa foi convertida em função de luminosidade e representada na Figura (linha vermelha).

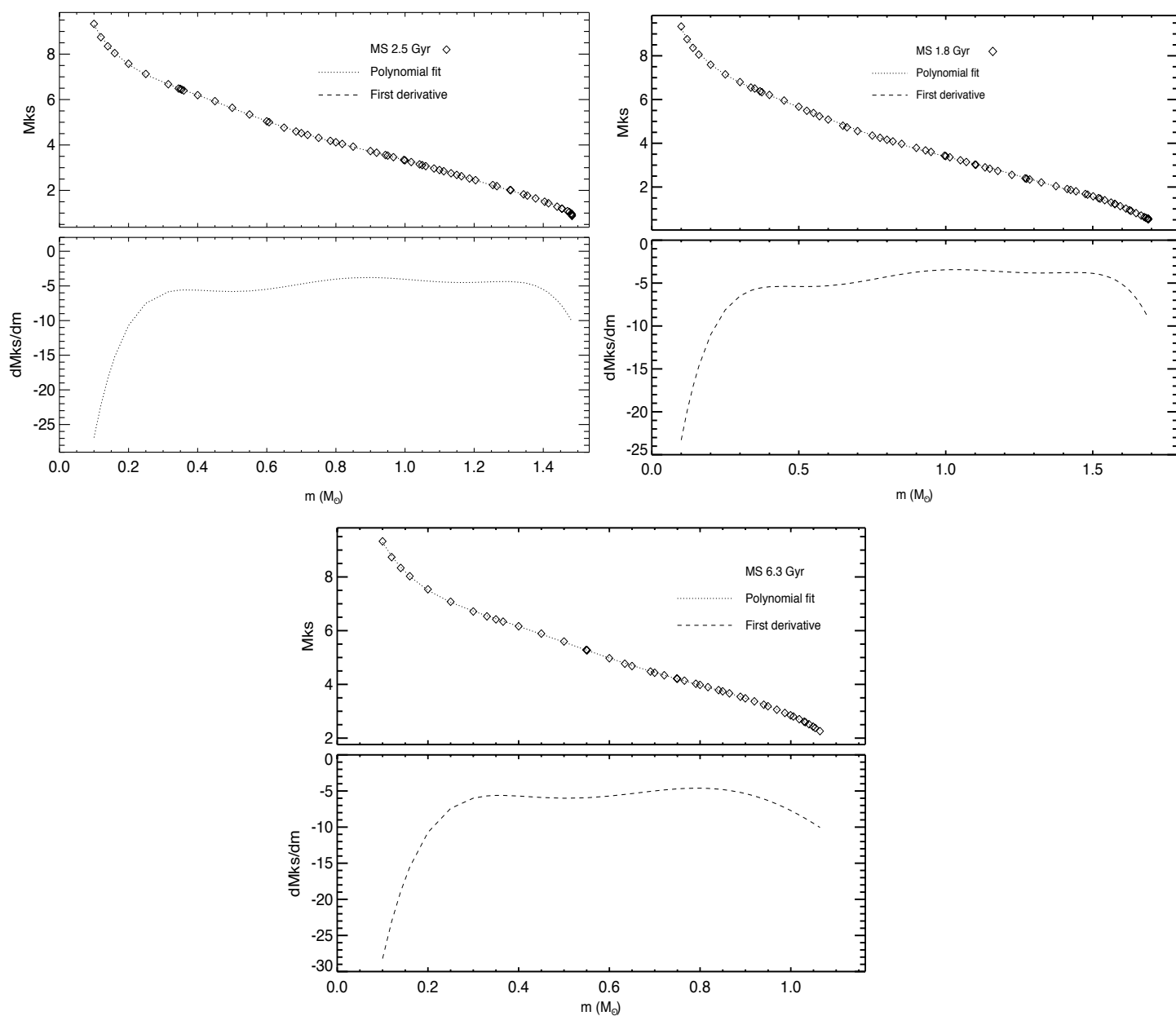


Figura 5.41: Painéis superiores: Relação massa-luminosidade para as isócronas PAR-SEC ajustadas aos dados de NGC 7193 (linha superior, à esquerda), ESO 425-SC15 (linha superior, à direita) e NGC 7772 (linha inferior); funções polinomiais (linha pontilhada) foram ajustada aos modelos (losangos). Painéis inferiores: derivada primeira (dM/dm) da relação massa-luminosidade.

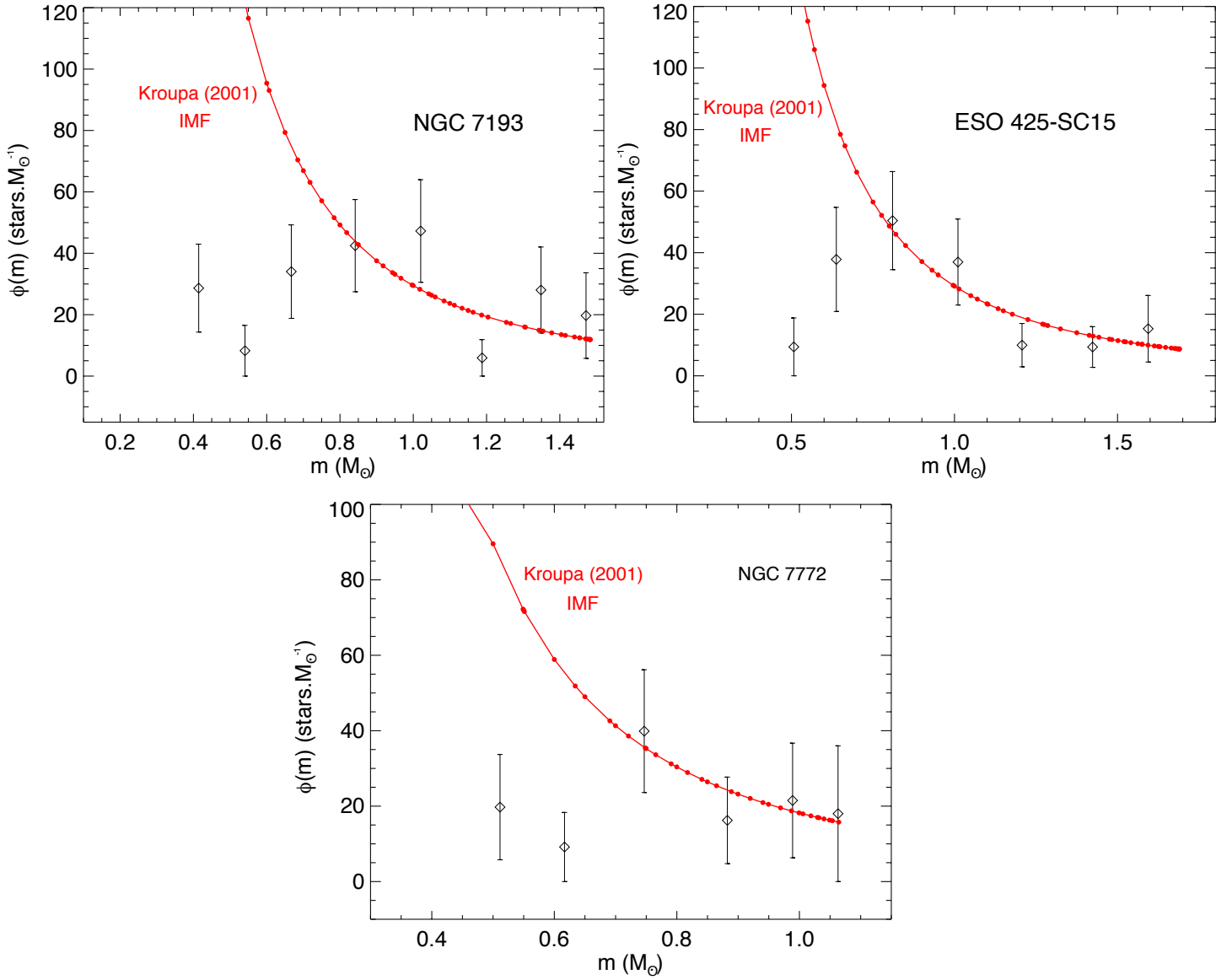


Figura 5.42: Funções de massa derivadas para NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772 utilizando as respectivas relações massa-luminosidade da Figura 5.41 e as funções de luminosidade da Figura 5.40, restrita às estrelas de sequência principal. A linha vermelha é a IMF de Kroupa, escalonada para a massa em estrelas de sequência principal de cada OCR (vide texto para detalhes).

membro com magnitude K_s inferior à do *turnoff* (Figura 5.21), foi estimada em $m_1 \approx 1,7 M_\odot$. Com isso, a massa total de ESO 425-SC15 vale $29 \pm 13 M_\odot$. No caso de NGC 7772, as massas das estrelas 3 e 21, localizadas acima do *turnoff* (Figura 5.22), são $m_3 \approx m_{21} \approx 1,1 M_\odot$. A massa total de NGC 7772 vale, portanto $13 \pm 7 M_\odot$, valor que é consistente com Bonatto et al. (2004), os quais obtiveram $10 \pm 5 M_\odot$.

5.8.1 Depleção de estrelas

As Figuras 5.40 e 5.42 mostram sinais de depleção de estrelas anãs para tipos espectrais mais frios do que $\sim K0$ no caso de NGC 7193, isto é, para massas $m \lesssim 0,8 M_\odot$. O mesmo se verifica no caso de ESO 425-SC15, para tipos espectrais mais frios do que $\sim K1$ ($m \lesssim 0,8 M_\odot$), e no caso de NGC 7772, para tipos espectrais mais frios do que $\sim K2$ ($m \lesssim 0,7 M_\odot$).

Visto que somente o último *bin* dos histogramas da Figura 5.40 é composto por estrelas com $J > 15$ mag e, portanto, menos brilhantes do que o limite de correspondência ($J \sim 14,5$ mag) entre os catálogos UCAC4 e 2MASS (Figura 2.20), temos que as funções de luminosidade e massa não são severamente afetadas por incompletude fotométrica. Portanto, esse resultado sugere uma perda preferencial de estrelas de baixa massa para o campo por evaporação, o que é uma assinatura característica de aglomerados em estágios avançados de evolução dinâmica.

Capítulo 6

Investigando propriedades dinâmicas de OCRs

Neste capítulo analisamos os parâmetros astrofísicos de um conjunto de 20 objetos catalogados como OCRs ou POCRs. A amostra inclui os alvos estudados nos capítulos anteriores, à exceção de ESO 429-SC02. Comparamos seus estágios evolutivos empregando parâmetros intimamente associados à evolução dinâmica: idade, raio limite, massa e dispersão de velocidades. No caso dos objetos sem informação espectroscópica, empregamos dados fotométricos do catálogo 2MASS, movimentos próprios do catálogo UCAC4 e um algoritmo de descontaminação dos CMDs. Para os objetos observados espectroscopicamente, empregamos listas de estrelas membro derivadas no presente trabalho (nos casos de NGC 7193, NGC 7772 e ESO 425-SC15, Capítulo 5) ou publicadas na literatura. A maioria dos OCRs tiveram suas funções de luminosidade, massa e massas totais derivadas neste trabalho pela primeira vez. Nossa amostra também incluiu 7 objetos catalogados na literatura como OCs dinamicamente evoluídos, para comparação. Adicionamos ainda à amostra o objeto ESO 065-SC03, classificado no catálogo de DAML02 como um POCR e considerado um OCR legítimo por Joshi et al. (2015). No presente trabalho, propomos que esse objeto encontra-se em um estágio intermediário entre OCs evoluídos e remanescentes.

A comparação de nossos resultados com previsões de simulações de N -corpos sugere que os OCRs estudados sejam remanescentes de OCs inicialmente populosos ($N_0 \sim 10^3 - 10^4$ estrelas). Concluímos que seus estados dinâmicos são similares, visto que apresentam raios limite (R_{lim}), dispersões

de velocidades (σ_v) e massas (M) dentro de limites razoavelmente bem definidos ($R_{lim} \lesssim 3$ pc, M entre $\sim 10 - 35 M_\odot$, σ_v entre $\sim 15 - 35$ km/s). Em geral, a amostra de OCRs apresenta sinais de depleção de estrelas de baixa massa, confirmando seus estados dinâmicos avançados.

6.1 A amostra

Nossa amostra é composta por 20 objetos catalogados na literatura como OCRs ou candidatos a OCR, cujas imagens são mostradas nas Figuras 6.1 a 6.6. De agora em diante, esses objetos serão chamados apenas de ‘remanescentes’ ou ‘OCRs’. Sete objetos catalogados como OCs foram incluídos na amostra para propósitos de comparação, visto que se encontram em estágios dinâmicos avançados, apresentando segregação de massa e depleção de estrelas de baixa massa. Esses OCs também constam nas Figuras 6.1 a 6.6. Incluímos ainda o objeto ESO 065-SC03, classificado por Joshi et al. (2015) como um OCR legítimo; no presente trabalho, propomos sua classificação como um OC em estágio intermediário entre OCs dinamicamente evoluídos e OCRs (Seção 6.5). O conjunto de objetos estudados consta nas Tabelas 6.1 e 6.2, cujas colunas são: nome, coordenadas RA e DEC, distância heliocêntrica (d_\odot), distância Galactocêntrica (R_G), altura em relação ao plano Galáctico (Z) e idade (Tabela 6.1); raio limite, massa observada, dispersão de velocidades, metalicidade e magnitude absoluta do *turnoff* (6.2).

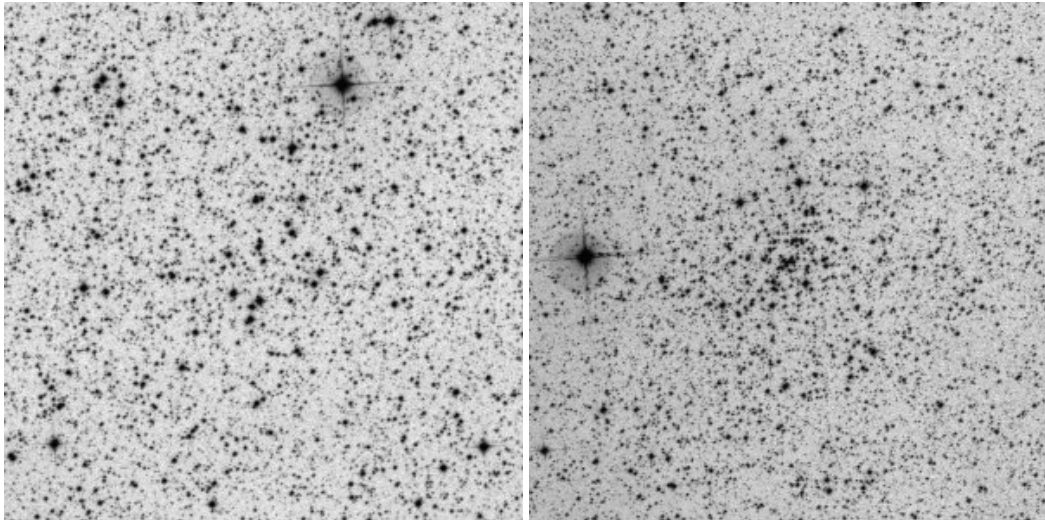


Figura 6.1: Imagens DSS2 R ($0,64 \mu\text{m}$) de ESO 065-SC03 ($15' \times 15'$, painel esquerdo) e NGC 4337 ($15' \times 15'$, painel direito). Norte para cima e Leste para a esquerda.

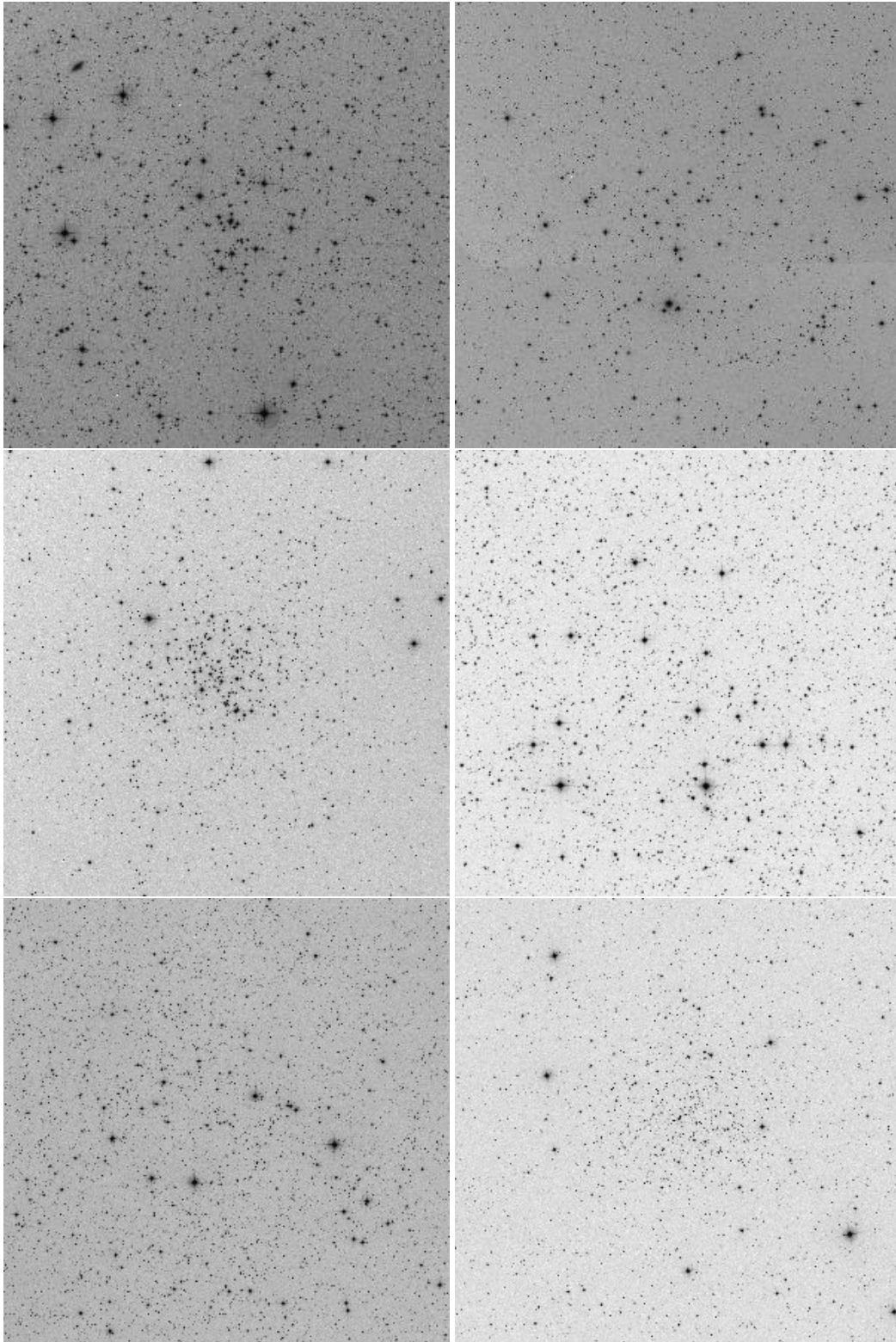


Figura 6.2: Do canto superior esquerdo ao canto inferior direito: Imagens DSS2 R ($0,64\ \mu\text{m}$) de NGC 3680 ($30' \times 30'$), NGC 752 ($50' \times 50'$), M 67 ($40' \times 40'$), NGC 2180 ($25' \times 25'$), NGC 1582 ($35' \times 35'$) e NGC 188 ($35' \times 35'$). Norte para cima e Leste para a esquerda.

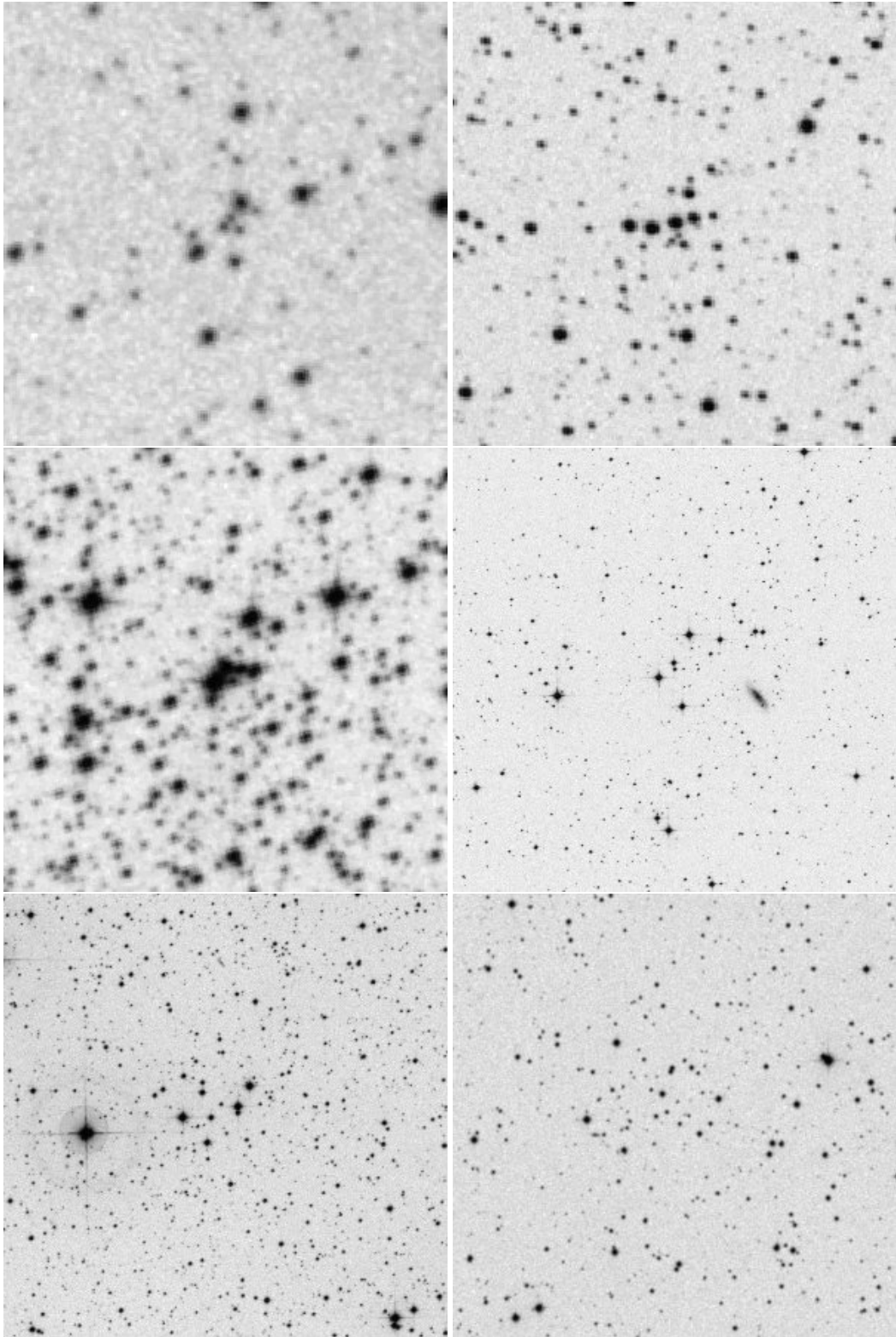


Figura 6.3: O mesmo da Figura 6.2, porém para Lynga 8 ($3' \times 3'$), NGC 6481 ($4' \times 4'$), Bica 5 ($4' \times 4'$), ESO 383-SC10 ($15' \times 15'$), ESO 324-SC15 ($16' \times 16'$) e NGC 7036 ($10' \times 10'$).

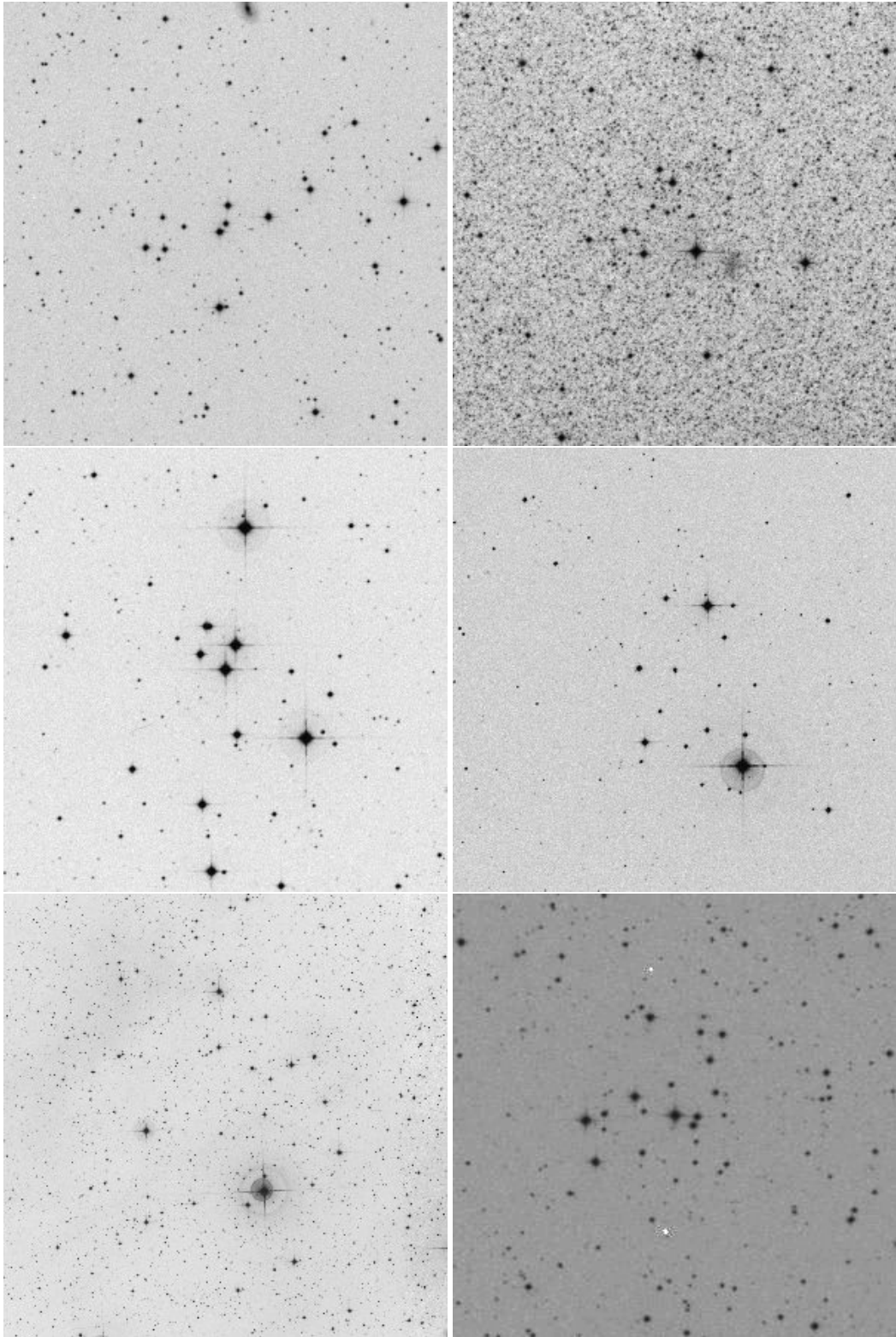


Figura 6.4: O mesmo da Figura 6.2, porém para NGC 7193 ($15' \times 15'$), NGC 1901 ($15' \times 15'$), ESO 570-SC12 ($15' \times 15'$), NGC 1252 ($18' \times 18'$), Alessi 3 ($35' \times 35'$) e ESO 435-SC48 ($10' \times 10'$).

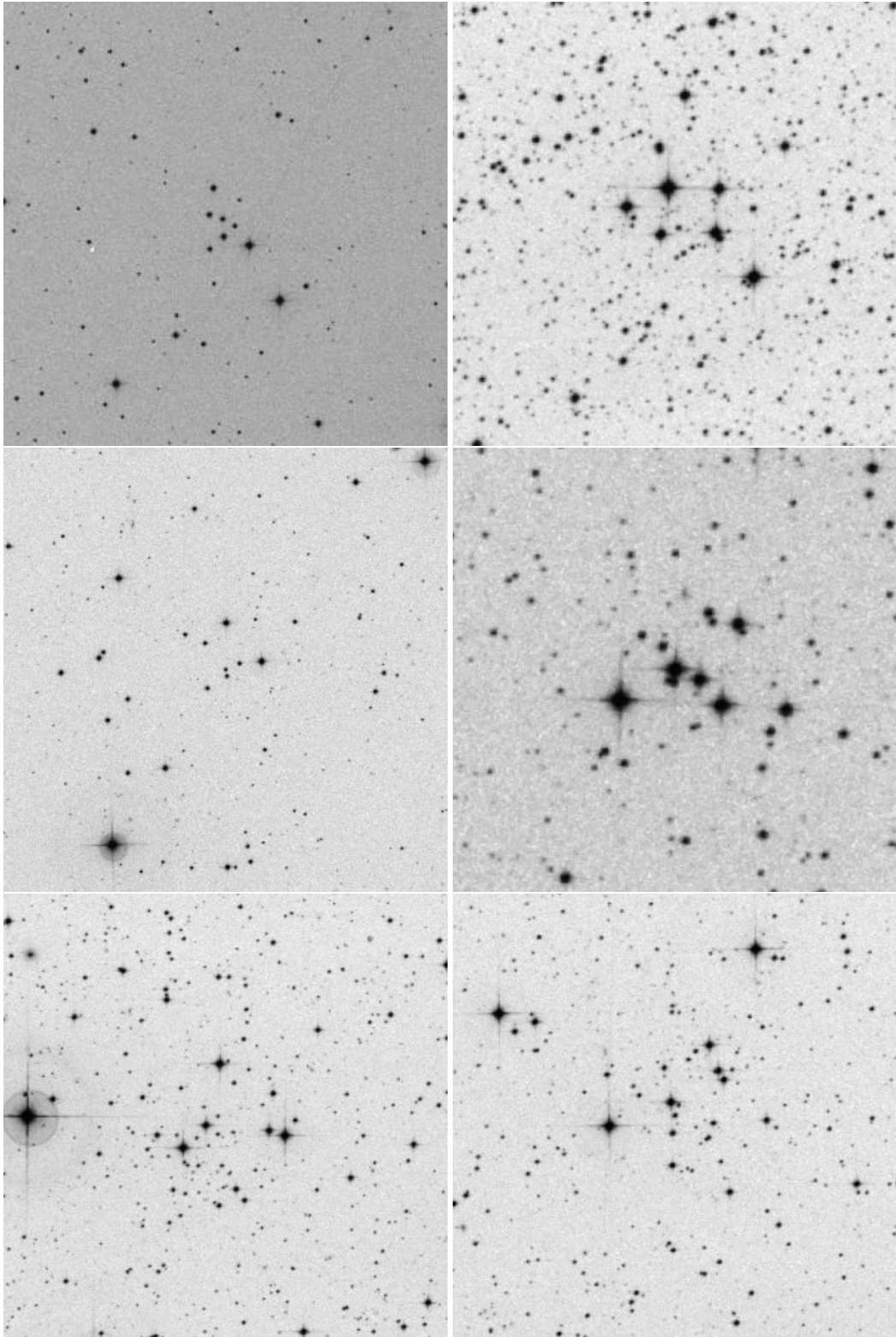


Figura 6.5: O mesmo da Figura 6.2, porém para NGC 7772 ($14' \times 14'$), Ruprecht 31 ($8' \times 8'$), NGC 3231 ($18' \times 18'$), Ruprecht 3 ($6' \times 6'$), ESO 425-SC15 ($14' \times 14'$) e ESO 425-SC06 ($12' \times 12'$).

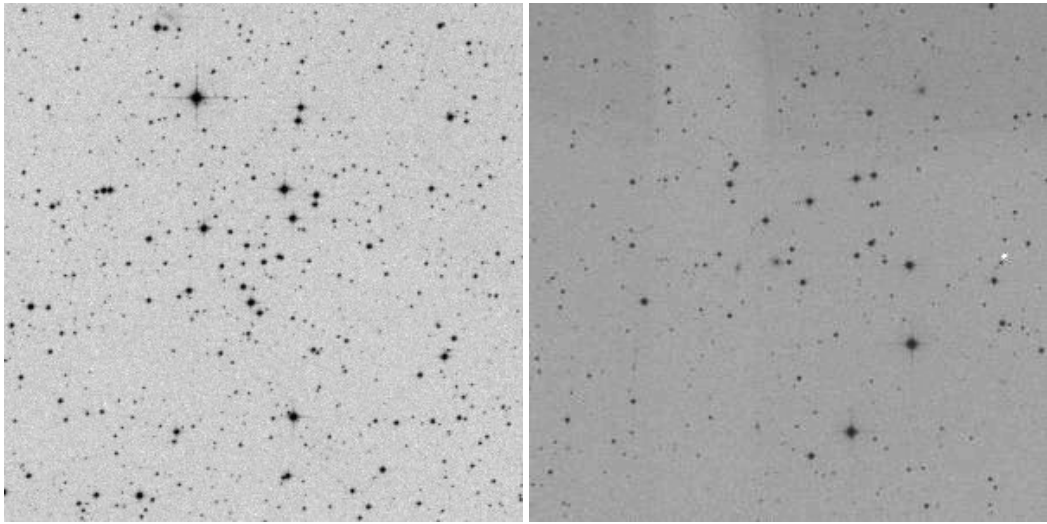


Figura 6.6: O mesmo da Figura 6.1, porém para ESO 426-SC26 ($14' \times 14'$, painel esquerdo) e NGC 1663 ($14' \times 14'$, painel direito).

Tabela 6.1: Parâmetros básicos dos OCs e dos remanescentes estudados.

Nome	α_{J2000} (<i>h : m : s</i>)	δ_{J2000} ($^{\circ} : ' : ''$)	d_{\odot} (kpc)	R_G (kpc)	Z (kpc)	Idade (Ganos)
Agglomerados abertos (OCs)						
ESO 065-SC03	12:51:38	-69:43:49	2.5 ± 0.4	7.0 ± 0.5	-0.3 ± 0.0	0.89 ± 0.43
NGC 4337 [?]	12:24:05	-58:07:19	2.6 ± 0.4	7.1 ± 0.5	0.2 ± 0.0	1.59 ± 0.37
NGC 3680	11:25:40	-43:14:11	1.0 ± 0.1	7.8 ± 0.5	0.3 ± 0.0	1.58 ± 0.56
NGC 752 [?]	01:57:38	37:49:01	0.4 ± 0.0	8.3 ± 0.5	-0.2 ± 0.0	1.41 ± 0.67
M 67	08:51:21	11:48:47	0.9 ± 0.1	8.6 ± 0.5	0.4 ± 0.0	3.55 ± 0.41
NGC 2180	06:09:44	04:49:24	1.0 ± 0.1	9.0 ± 0.5	-0.1 ± 0.0	0.71 ± 0.34
NGC 1582	04:31:50	43:47:46	1.1 ± 0.2	9.0 ± 0.5	-0.1 ± 0.0	0.32 ± 0.07
NGC 188	00:48:01	85:14:45	1.8 ± 0.2	9.1 ± 0.5	0.7 ± 0.1	7.08 ± 1.64
Remanescentes (OCRs e POCRs)						
Lynga 8	16:20:04	-50:13:59	1.1 ± 0.1	7.1 ± 0.5	0.0 ± 0.0	2.00 ± 0.46
NGC 6481	17:52:48	04:10:03	1.1 ± 0.1	7.1 ± 0.5	0.3 ± 0.0	3.55 ± 0.82
Bica 5	11:41:35	-62:25:04	1.7 ± 0.2	7.4 ± 0.5	0.0 ± 0.0	0.63 ± 0.30
ESO 383-SC10	13:31:34	-35:04:23	1.0 ± 0.1	7.5 ± 0.5	0.4 ± 0.0	2.24 ± 0.52
ESO 324-SC15	13:23:33	-41:53:33	0.9 ± 0.2	7.5 ± 0.5	0.3 ± 0.1	1.10 ± 0.39
NGC 7036	21:09:58	15:30:52	0.9 ± 0.1	7.7 ± 0.5	-0.3 ± 0.0	3.16 ± 0.74
NGC 7193 [?]	22:03:08	10:48:14	0.5 ± 0.0	7.9 ± 0.5	-0.3 ± 0.0	2.51 ± 0.58
NGC 1901 [?]	05:18:14	-68:26:38	0.4 ± 0.1	8.0 ± 0.5	-0.2 ± 0.0	0.40 ± 0.10
ESO 570-SC12	11:12:15	-21:17:58	0.5 ± 0.1	8.0 ± 0.5	0.3 ± 0.0	0.89 ± 0.21
NGC 1252 [?]	03:11:00	-57:44:41	1.0 ± 0.2	8.0 ± 0.5	-0.9 ± 0.1	3.16 ± 0.74
Alessi 3	07:16:33	-46:40:31	0.3 ± 0.0	8.1 ± 0.5	-0.1 ± 0.0	0.63 ± 0.30
ESO 435-SC48	10:09:32	-28:21:43	0.8 ± 0.2	8.1 ± 0.5	0.3 ± 0.1	2.00 ± 0.70
NGC 7772 [?]	23:51:46	16:14:48	0.6 ± 0.1	8.1 ± 0.5	-0.4 ± 0.1	6.31 ± 1.47
Ruprecht 31	07:43:00	-35:36:00	0.9 ± 0.1	8.4 ± 0.5	-0.1 ± 0.0	1.26 ± 0.60
NGC 3231	10:26:58	66:47:54	0.6 ± 0.1	8.4 ± 0.5	0.4 ± 0.0	2.00 ± 0.46
Ruprecht 3 [?]	06:42:08	-29:27:07	0.7 ± 0.0	8.4 ± 0.5	-0.2 ± 0.0	1.60 ± 0.50
ESO 425-SC15 [?]	06:14:33	-29:21:54	0.7 ± 0.1	8.4 ± 0.5	-0.3 ± 0.0	1.78 ± 0.85
ESO 425-SC06	06:04:52	-29:11:04	1.1 ± 0.2	8.7 ± 0.5	-0.4 ± 0.1	2.51 ± 0.58
ESO 426-SC26	06:36:18	-30:51:57	1.3 ± 0.2	8.7 ± 0.5	-0.4 ± 0.0	1.00 ± 0.40
NGC 1663	04:49:24	13:08:25	1.1 ± 0.2	9.0 ± 0.5	-0.4 ± 0.1	2.51 ± 0.58

Para cada alvo nas Tabelas 6.1 e 6.2, foram coletados dados fotométricos no infravermelho próximo (bandas JHK_s) do catálogo 2MASS em regiões circulares, centradas nos objetos. As magnitudes J , H e K_s foram limitadas aos valores de corte seguindo o limite de completeza fotométrica em função das coordenadas Galácticas (ver nota de rodapé 6 na página 41). Movimentos próprios foram obtidos do catálogo UCAC4 e, quando necessário, complementados com dados do PPMXL.

Três objetos da nossa amostra (NGC 1252, MMM13; NGC 1901, Carraro et al. 2007; Ruprecht 3, Pavani et al. 2003) foram previamente analisados na literatura mediante uso de dados espectroscópicos, além de fotometria e movimentos próprios. Esses três OCRs apresentam listas de estrelas membro publicadas. Outros três OCRs (NGC 7193, NGC 7772 e ESO 425-SC15) foram analisados no presente trabalho, como mostrado no Capítulo 5. Derivamos as massas e dispersões de velocidade (colunas 3 e 4, respectivamente, da Tabela 6.2) desses seis remanescentes fazendo uso de suas respectivas listas de estrelas membro.

6.2 Perfil de densidade radial e determinação do raio limite

Tabela 6.2: Parâmetros dos OCs e dos remanescentes estudados: R_{lim} , M , σ_v , $[Fe/H]$ e magnitude absoluta do *turnoff* ($M_{K_s}^{TO}$).

Nome	R_{lim} (pc)	m_{obs} (M_{\odot})	σ_v (km/s)	$[Fe/H]$	$M_{K_s}^{TO}$ (mag)
Aglomerados abertos (OCs)					
ESO 065-SC03	2.95 ± 0.41	61 ± 15	42.6 ± 18.9	0.00	-0.06
NGC 4337 ^γ	7.55 ± 1.05	173 ± 29	40.5 ± 5.9	0.12^a	0.28
NGC 3680	6.10 ± 0.89	109 ± 22	18.3 ± 1.4	0.00	0.36
NGC 752 ^γ	3.72 ± 0.34	201 ± 37	11.2 ± 0.7	0.12^b	0.19
M 67	6.93 ± 0.64	1083 ± 74	20.7 ± 0.8	0.00	1.70
NGC 2180	3.40 ± 0.46	40 ± 12	7.7 ± 2.5	0.00	-0.23
NGC 1582	6.40 ± 0.89	184 ± 37	10.7 ± 1.5	0.00	-0.82
NGC 188	12.70 ± 1.17	499 ± 26	22.0 ± 2.0	0.00	2.32
Remanescentes (OCRs e POCRs)					
Lynga 8	0.47 ± 0.04	13 ± 6	17.9 ± 15.8	0.00	0.55
NGC 6481	0.64 ± 0.06	15 ± 7	21.6 ± 8.0	0.00	1.70
Bica 5	1.01 ± 0.14	29 ± 13	21.8 ± 6.2	0.00	-0.31
ESO 383-SC10	1.95 ± 0.18	21 ± 8	15.3 ± 2.3	0.00	0.67
ESO 324-SC15	2.20 ± 0.41	24 ± 8	23.3 ± 2.8	0.00	0.11
NGC 7036	1.59 ± 0.22	20 ± 9	18.9 ± 3.2	0.00	1.29
NGC 7193	1.46 ± 0.13	31 ± 14	25.6 ± 2.7	-0.17^c	0.87
NGC 1901	1.00 ± 0.12	24 ± 13	5.3 ± 1.0	-0.08^d	-0.47^*
ESO 570-SC12	0.93 ± 0.13	22 ± 9	30.3 ± 6.6	0.00	-0.06
NGC 1252	2.88 ± 0.40	12 ± 5	23.7 ± 17.1	-0.35^e	1.68
Alessi 3	1.53 ± 0.21	39 ± 13	10.2 ± 0.6	0.00	-0.31
ESO 435-SC48	1.50 ± 0.34	22 ± 9	26.5 ± 3.9	0.00	0.55
NGC 7772	1.29 ± 0.18	13 ± 7	21.4 ± 2.5	-0.20^f	2.20
Ruprecht 31	1.08 ± 0.15	22 ± 8	21.0 ± 3.9	0.00	0.19
NGC 3231	1.65 ± 0.15	29 ± 11	21.9 ± 2.0	0.00	0.55
Ruprecht 3	0.31 ± 0.01	18 ± 6	25.6 ± 5.3	0.00^g	1.72
ESO 425-SC15	1.48 ± 0.14	29 ± 13	20.4 ± 2.9	-0.11^h	0.54
ESO 425-SC06	2.00 ± 0.28	24 ± 7	35.2 ± 4.1	0.00	0.80
ESO 426-SC26	2.65 ± 0.31	32 ± 11	29.5 ± 6.2	0.00	0.02
NGC 1663	2.18 ± 0.31	32 ± 8	14.0 ± 4.9	0.00	0.80

* $M_V^{TO} = 0.45$ (Figura 6.28).

^a Carraro et al. (2014); ^b Carraro et al. (2014); ^c Angelo et al. (2017);

^d Carraro et al. (2007); ^e MMM13; ^f Angelo et al. (2015);

^g Pavani et al. (2003); ^h Este trabalho (Capítulo 5).

Para cada objeto listado nas Tabelas 6.1 e 6.2 realizamos uma tentativa de redeterminação das coordenadas centrais através da construção de perfis espaciais de densidade em RA e DEC, seguindo o procedimento descrito na Seção 2.2.2. Os valores de pico nesses perfis foram empregados como tentativas iniciais para as coordenadas centrais. Em seguida, variamos manualmente essas coordenadas e construímos um RDP para cada centro, a fim de avaliarmos a sobredensidade estelar central do alvo em relação à densidade média de céu.

Os RDPs para nossa amostra são mostrados nas Figuras 6.7 a 6.11. Em cada caso, os gráficos internos mostram a região selecionada para estimativa da densidade média de céu (linhas contínuas) e de sua incerteza ($1-\sigma$, linhas pontilhadas). Consideramos o raio limite para cada objeto como sendo o valor de raio a partir do qual os dados passam a flutuar em torno da densidade média do céu. Os raios limite angulares foram convertidos em parsec a partir das distâncias (Tabela 6.1) derivadas via ajuste de isócronas (Seção 6.3).

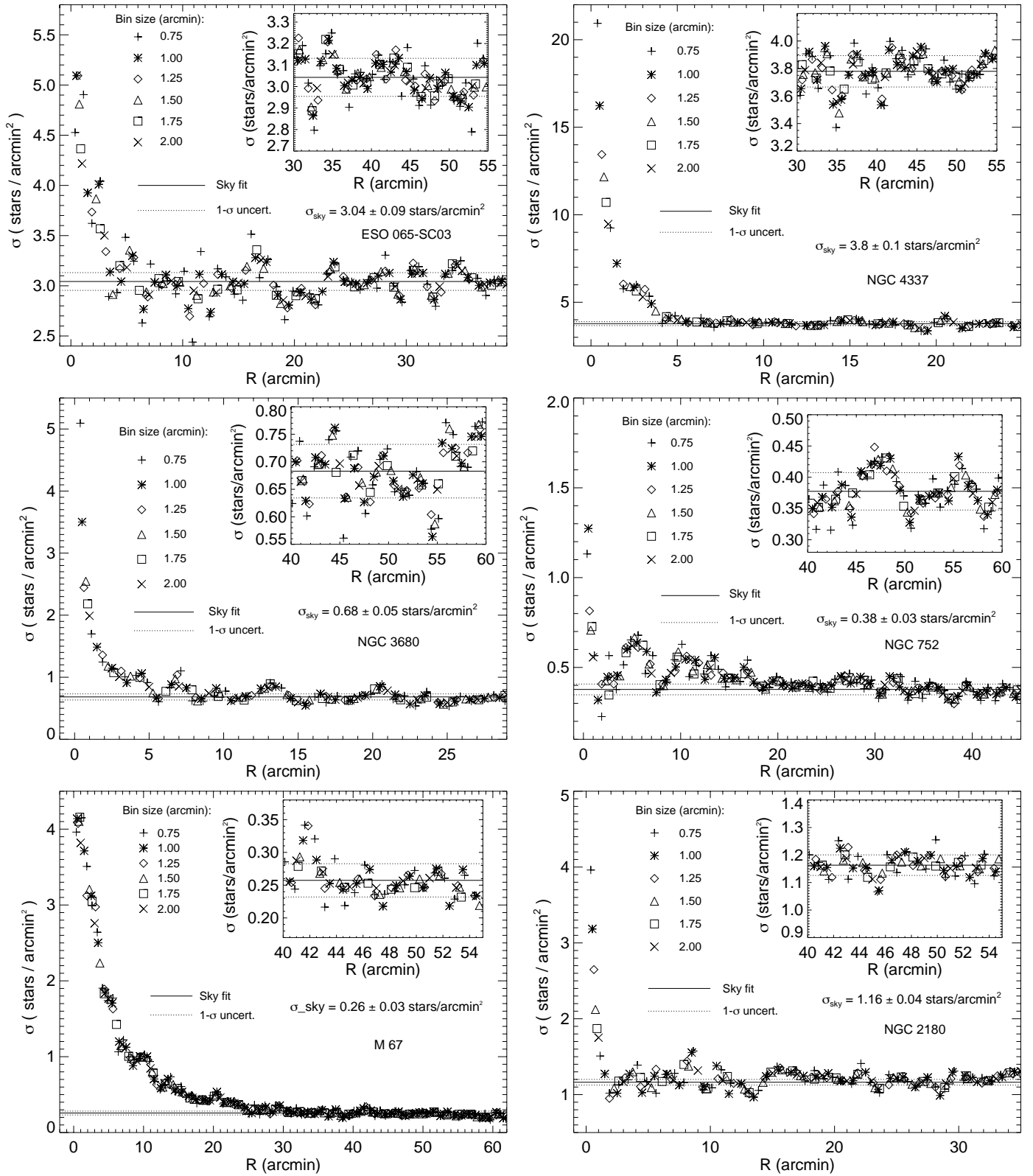


Figura 6.7: RDPs de ESO 065-SC03, NGC 4337, NGC 3680, NGC 752, M 67 e NGC 2180. Símbolos representando diferentes espessuras de anel são mostrados. Os gráficos internos mostram as regiões selecionadas para determinação da densidade estelar média de céu.

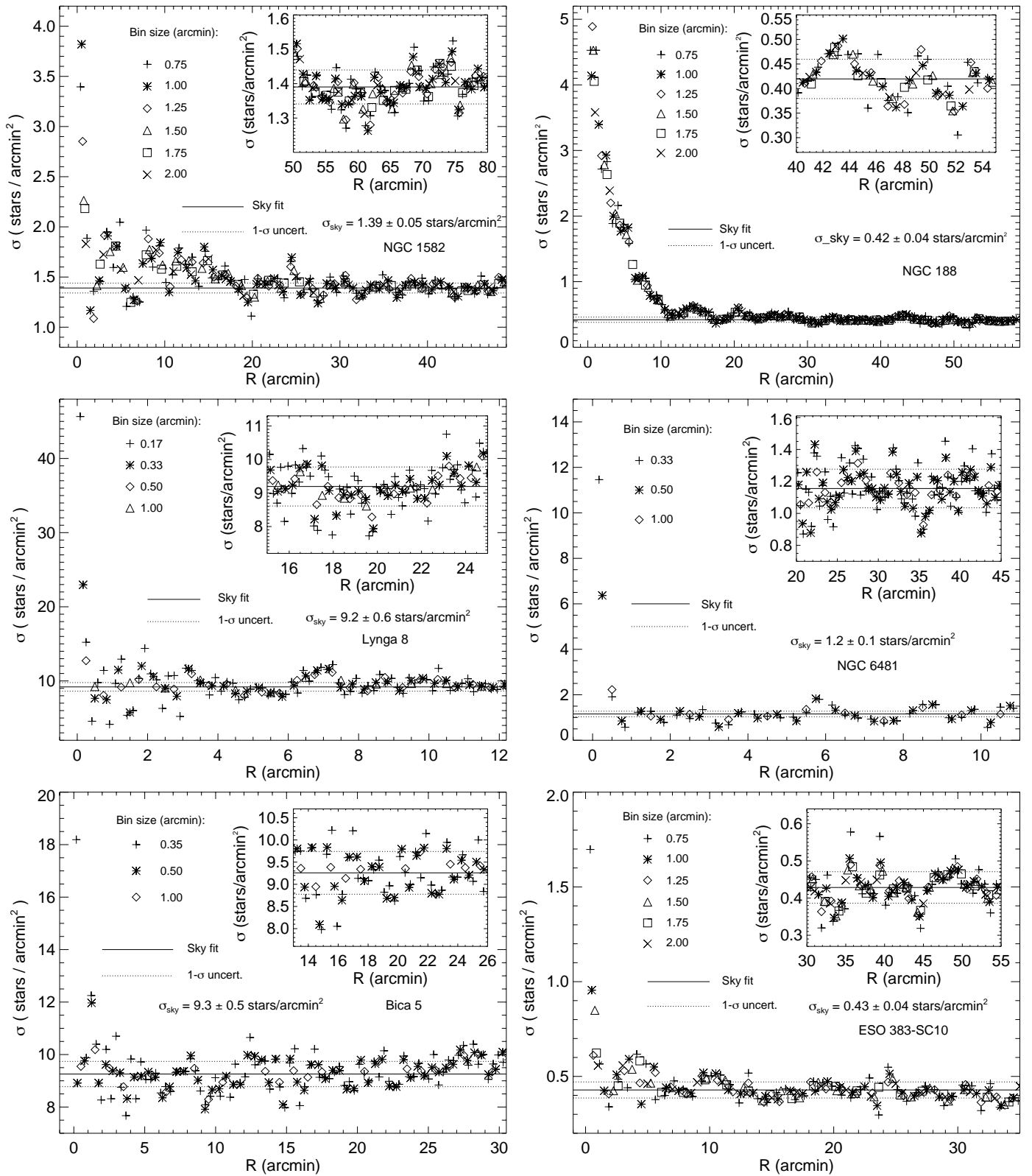


Figura 6.8: O mesmo da Figura 6.8, porém mostrando os RDPs de NGC 1582, NGC 188, Lynga 8, NGC 6481, Bica 5 e ESO 38310.

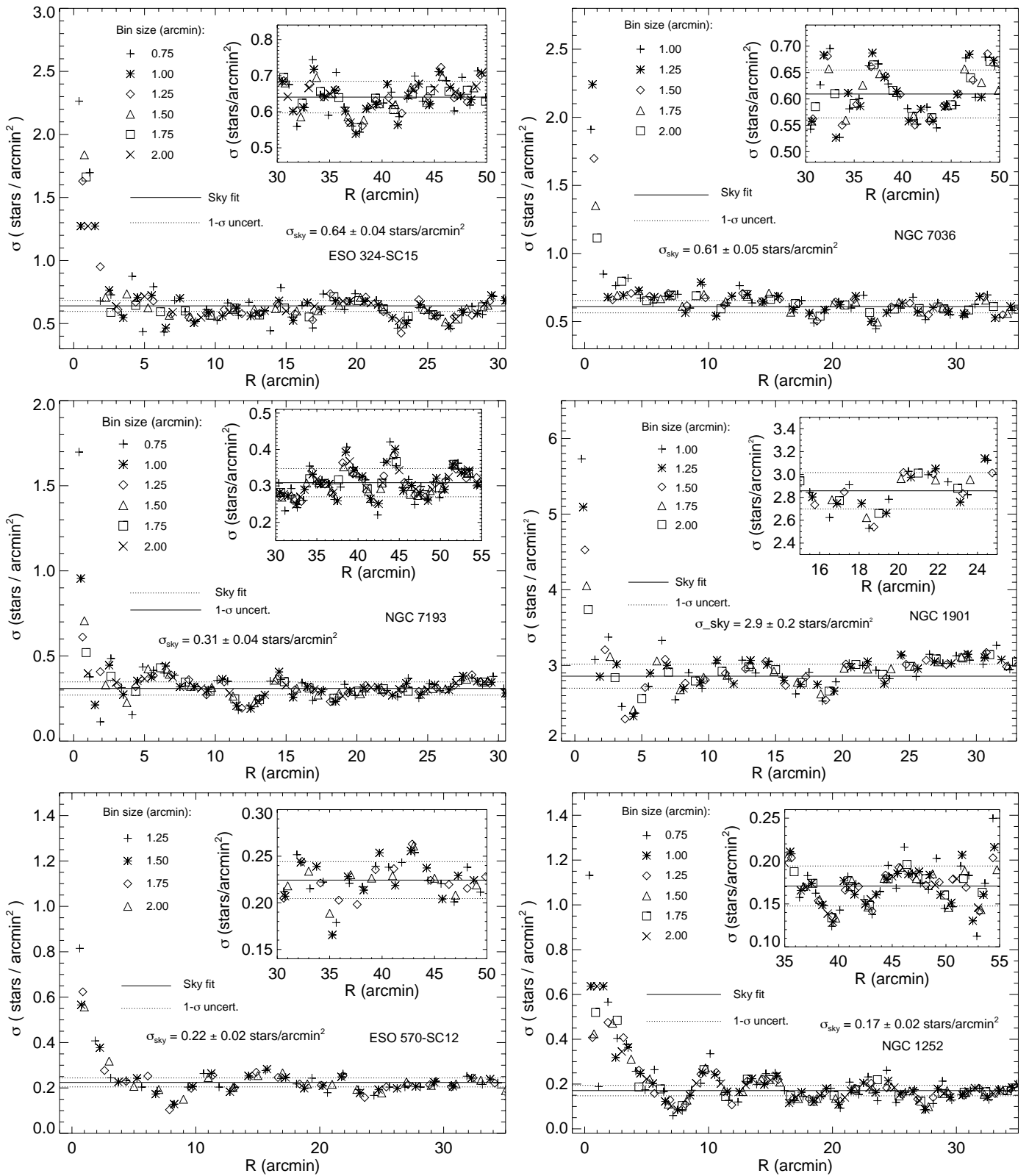


Figura 6.9: O mesmo da Figura 6.7, porém mostrando os RDPs de ESO 324-SC15, NGC 7036, NGC 7193, NGC 1901, ESO 570-SC12 e NGC 1252.

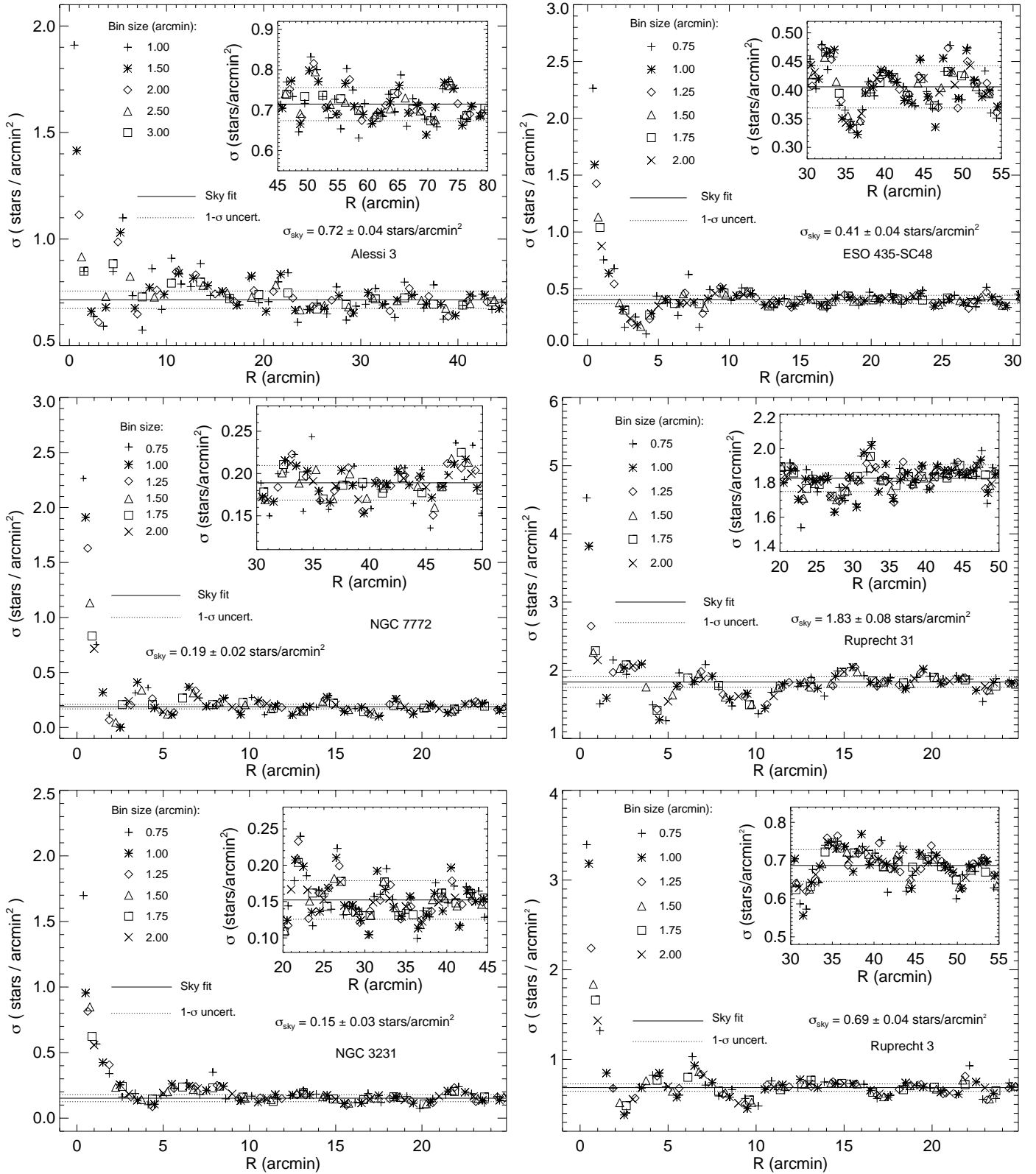


Figura 6.10: O mesmo da Figura 6.7, porém mostrando os RDPs de Alessi 3, ESO 435-SC48, NGC 7772, Ruprecht 31, NGC 3231, e Ruprecht 3.

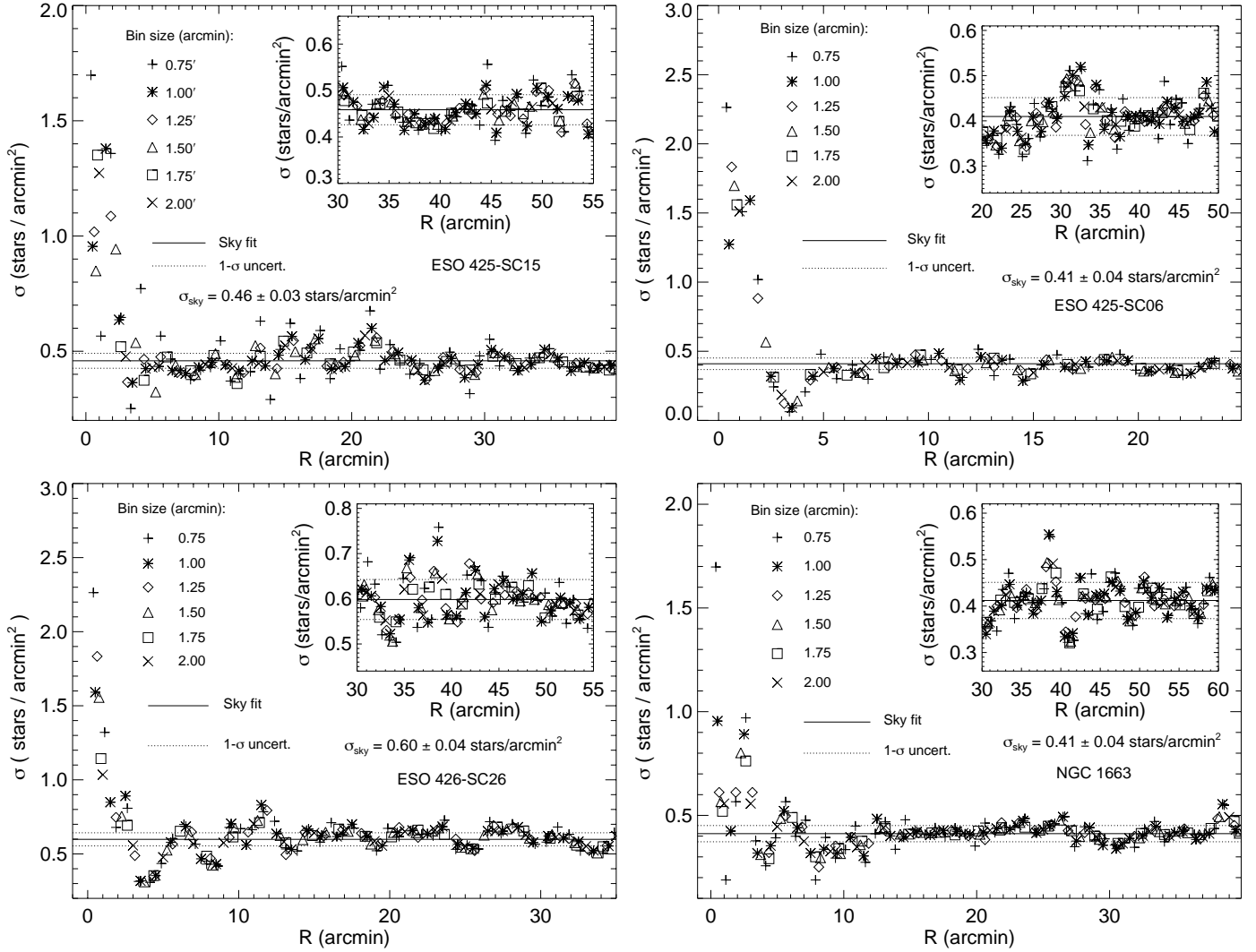


Figura 6.11: O mesmo da Figura 6.7, porém mostrando os RDPs de ESO 425-SC15, ESO 425-SC06, ESO 426-SC26 e NGC 1663.

Visto que os RDPs dos objetos estudados mostram uma sobredensidade estelar central em comparação com o céu, avaliamos a significância estatística desses picos de densidade comparando o número de estrelas contadas na região central do objeto e em amostras de campo sorteadas ao redor do alvo. Seguimos o método de Pavani et al. (2011), como descrito na Seção 2.2.2.

A Figura 6.12 ilustra o procedimento para NGC 2180. Os círculo vermelhos indicam 100 amostras de campo ($r = 10'$) selecionadas aleatoriamente e os pontos pretos preenchidos mostram as estrelas localizadas na região central do alvo ($r \leq 10'$). Os pontos azuis são outras estrelas na região de extração dos dados (no caso, $R_{\text{extração}} = 1^\circ$).

As Figuras 6.13 a 6.17 mostram os percentis obtidos em função do raio para os objetos da nossa amostra (Tabelas 6.1 e 6.2). Em todos os casos, há pelo menos um valor de percentil acima de 90%, o que revela contrastes significativos entre os alvos e o campo com respeito a contagens de estrelas. Os percentis diminuem na medida em que tomamos valores cada vez maiores de raio limite (R_{lim}), devido à crescente contaminação por estrelas de campo.

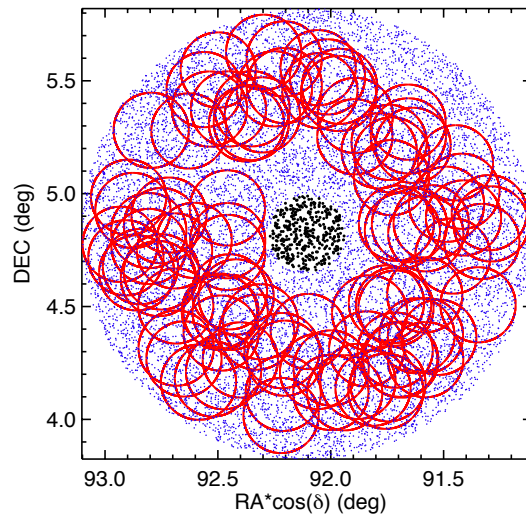


Figura 6.12: Mapa celeste de NGC 2180. São exibidas estrelas com $J \leq 15,8$, $H \leq 15,1$, $K_s \leq 14,3$ mag e localizadas dentro de uma região circular de 1° de raio das coordenadas centrais do aglomerado. Os círculos pretos destacam as estrelas dentro de uma região de $10'$. As demais estrelas são representadas com pontos azuis. Os círculos vermelhos exibem um conjunto de 100 amostras de campo com $10'$ de raio, sorteadas aleatoriamente.

6.3 Determinação da pertinência

A fim de otimizarmos a seleção de estrelas membro, restringimos os dados fotométricos do catálogo 2MASS às estrelas localizadas nas regiões centrais

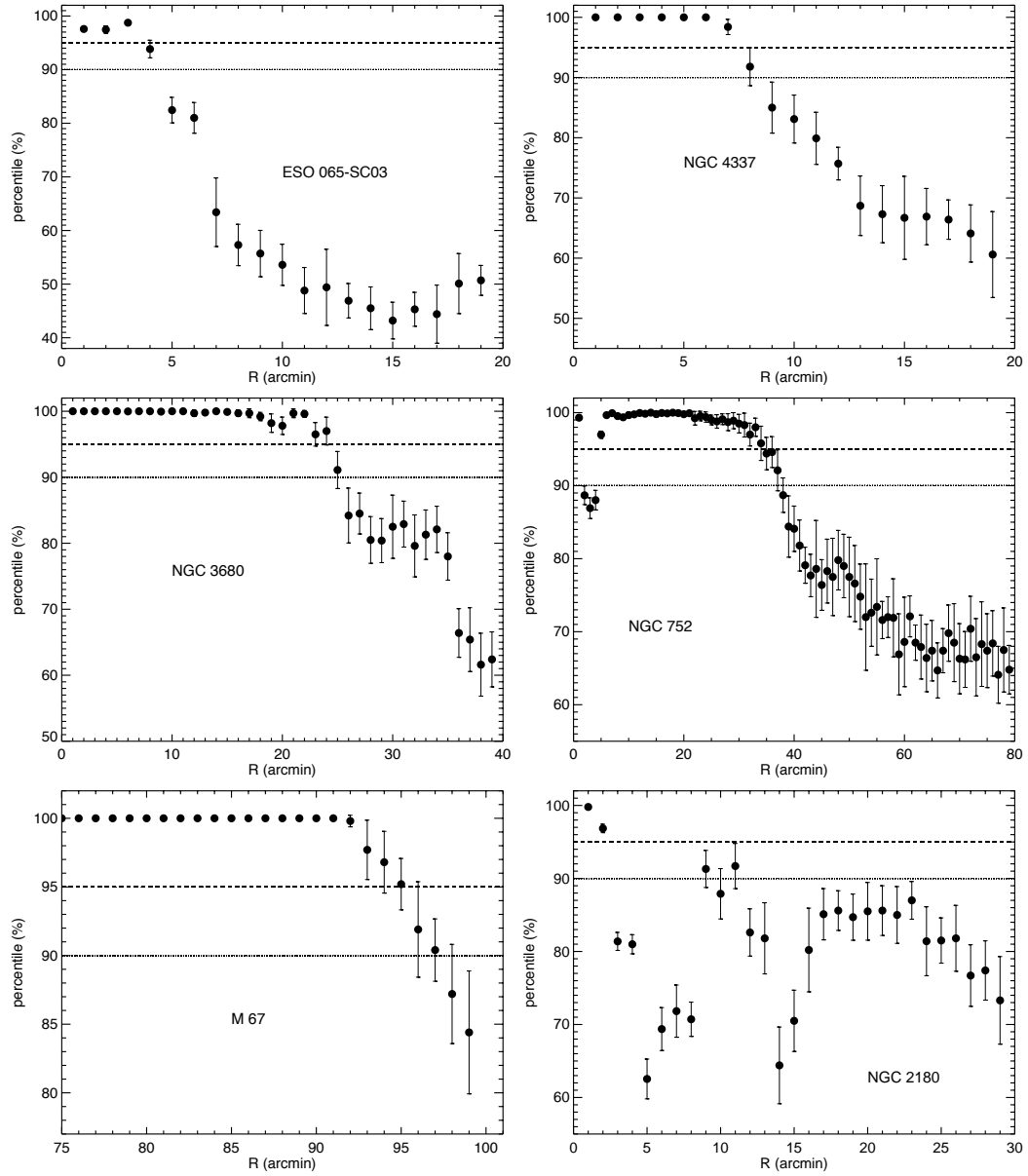


Figura 6.13: Percentis médios e incertezas $1\text{-}\sigma$ correspondentes à razão $N_{alvo}/\langle N_{campo} \rangle$ dentro da distribuição $N_{campo}/\langle N_{campo} \rangle$ para cada raio limite. As linhas pontilhada e tracejada marcam os percentis 90 e 95%, respectivamente. São mostrados os resultados para ESO 065-SC03, NGC 4337, NGC 3680, NGC 752, M 67 e NGC 2180.

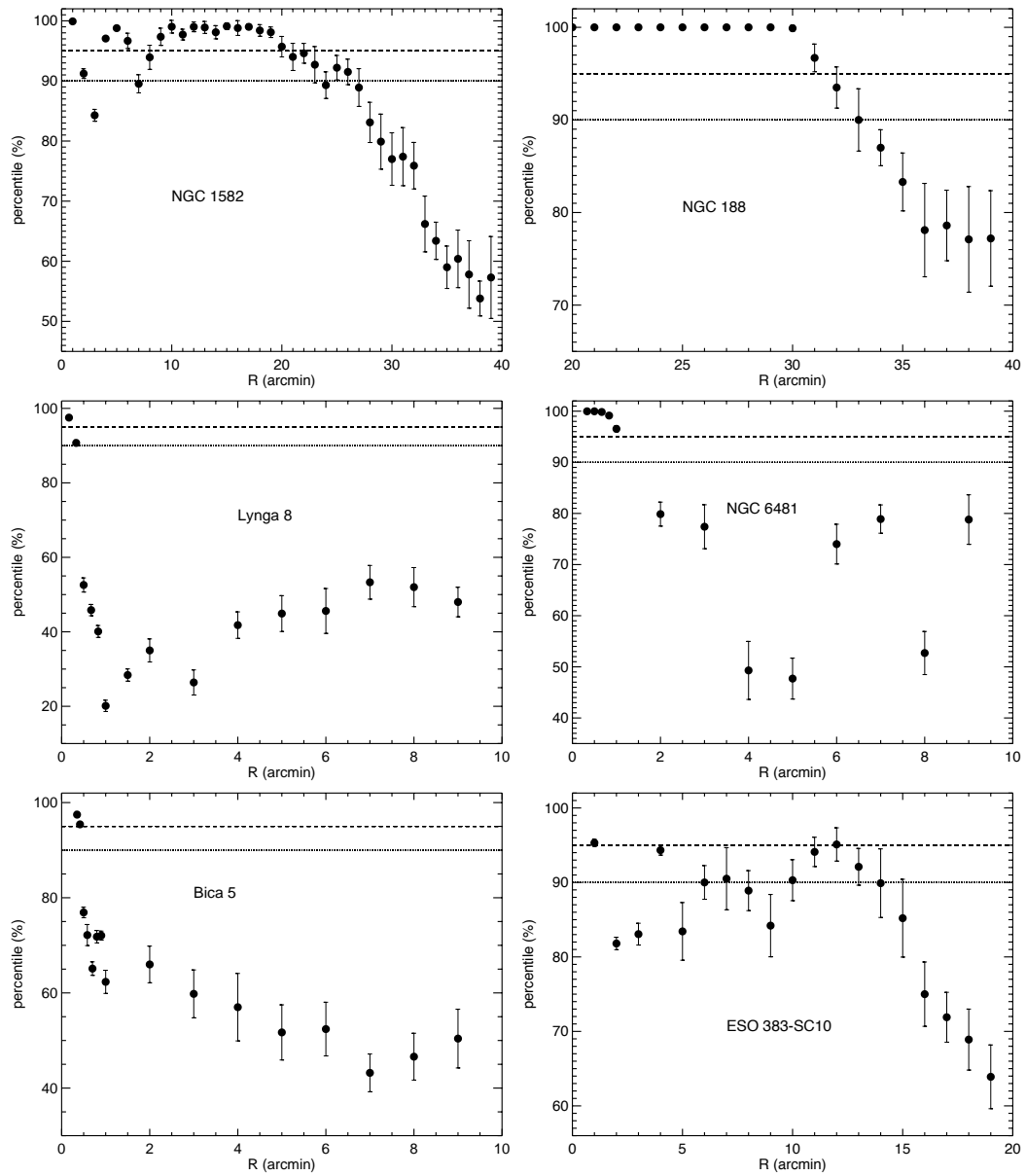


Figura 6.14: O mesmo da Figura 6.13, porém para NGC 1582, NGC 188, Lynga 8, NGC 6481, Bica 5 e ESO 383-SC10.

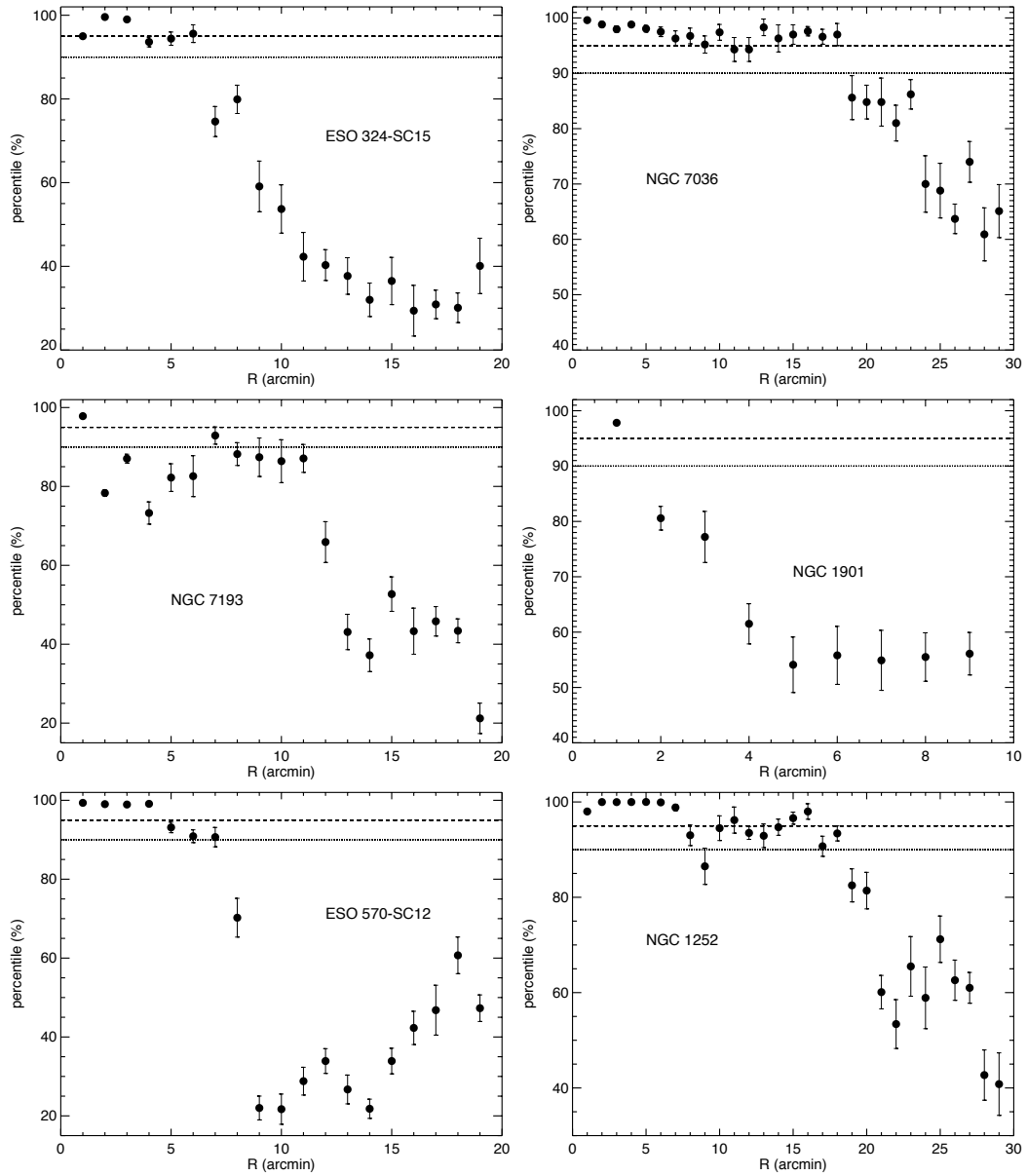


Figura 6.15: O mesmo da Figura 6.13, porém para ESO 324-SC15, NGC 7036, NGC 7193, NGC 1901, ESO 570-SC12 e NGC 1252.

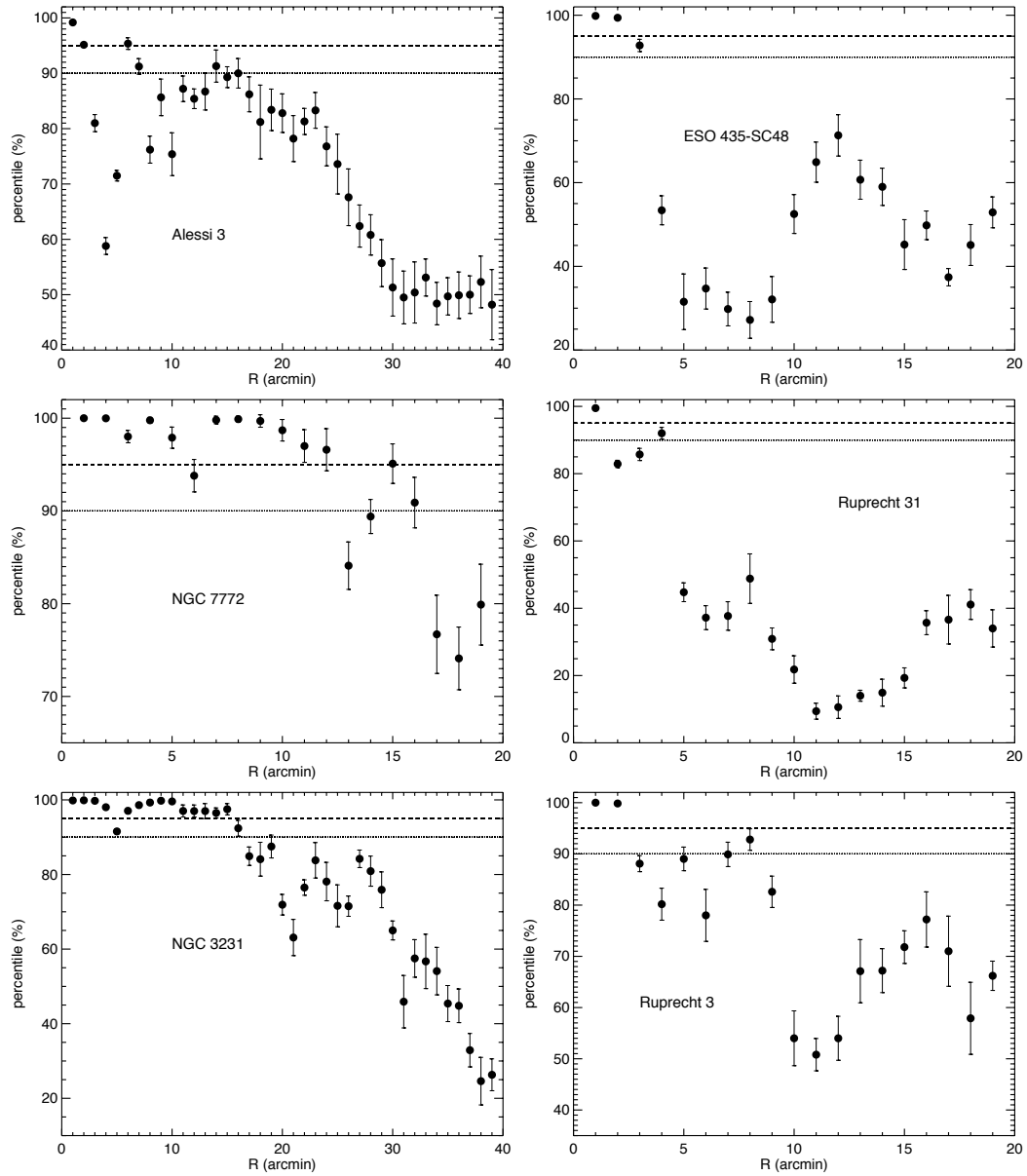


Figura 6.16: O mesmo da Figura 6.13, porém para Alessi 3, ESO 435-SC48, NGC 7772, Ruprecht 31, NGC 3231 e Ruprecht 3.

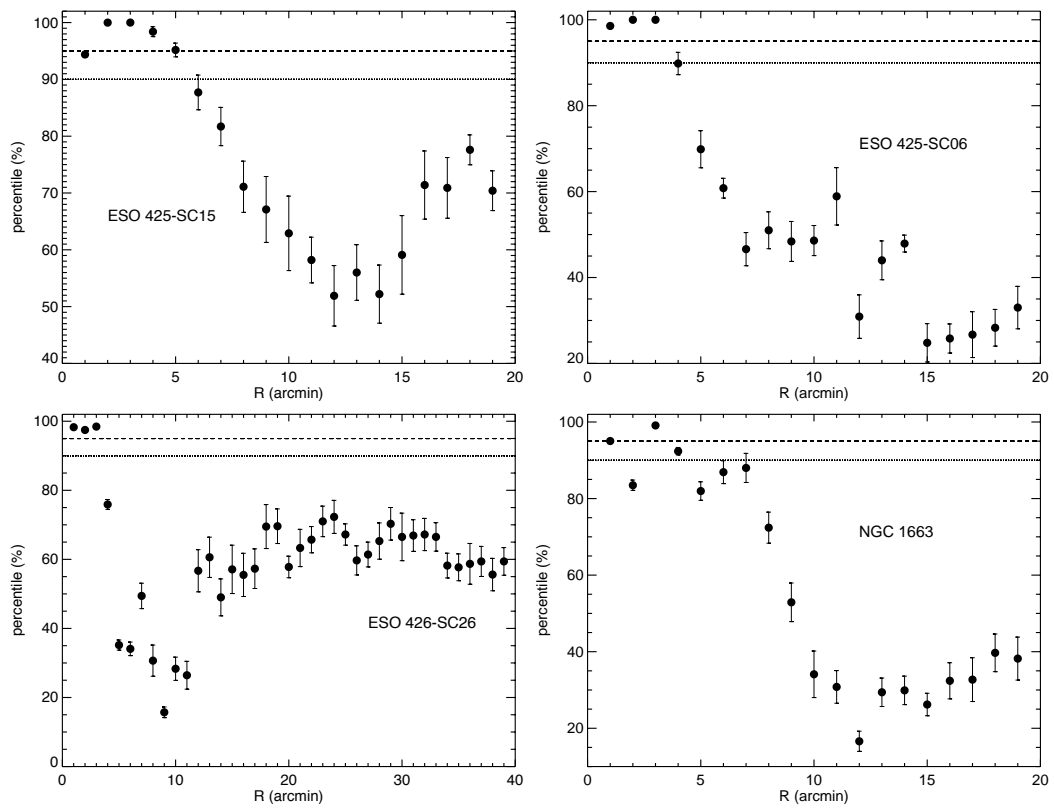


Figura 6.17: O mesmo da Figura 6.13, porém para ESO 425-SC15, ESO 425-SC06, ESO 426-SC26 e NGC 1663.

($r \leq R_{lim}$) dos objetos estudados. Para cada um deles, também extraímos dados para estrelas em um anel concêntrico externo de mesma área e usamos essa região como campo de controle. A escolha do campo de controle anelar em cada caso foi feita de forma que seu raio interno seja suficientemente distante do centro do objeto (tipicamente $r \gtrsim 2 \times R_{lim}$). Assim, minimizamos a possibilidade da presença de estrelas membro no interior do anel externo. No entanto, o anel externo não deve ser selecionado a uma distância excessivamente grande do centro do alvo, do contrário perdemos representatividade das estrelas de campo na direção do objeto (devido a, por exemplo, valores muito discrepantes de extinção interestelar nas direções do objeto e do campo de controle). No nosso caso temos, tipicamente, $r \lesssim 1^\circ$.

Construímos CMDs $K_s \times (J - K_s)$ para nossos objetos (Tabelas 6.1 e 6.2) e para os respectivos campos de controle. Em seguida, executamos uma rotina que avalia a sobredensidade de estrelas em cada região do CMD do alvo em comparação com a região correspondente no CMD do campo de controle, estabelecendo assim probabilidades de pertinência fotométrica (P). O algoritmo é descrito com detalhes em MSC10. As Figuras 6.18 a 6.22 mostram os CMDs dos objetos analisados via aplicação dessa rotina. As barras de cor indicam probabilidades de pertinência.

Grupos de estrelas com valores elevados de P contrastam significativamente com o campo e fornecem vínculos úteis para o ajuste de isócronas. Adotando valores da literatura para os parâmetros fundamentais (idade, distância e avermelhamento interestelar) como tentativas iniciais, ajustamos isócronas PARSEC (linhas contínuas nas Figuras 6.18 a 6.22) de metalicidade solar (exceto para os aglomerados observados espectroscopicamente; ver indicações e referências na Tabela 6.2) às estrelas com $P \geq 50\%$. Para cada objeto, a isócrona foi avermelhada e deslocada verticalmente até ajustar-se à sequência principal, dessa forma refinando as estimativas de $(m - M)_0$ e $E(B - V)$. Utilizamos as relações de extinção de RL85 para obter A_{K_s} e $E(J - K_s)$ a partir de $E(B - V)$ (eq. 4.1). As idades foram estimadas através do ajuste das isócronas às estrelas mais brilhantes, próximas ao *turnoff*, ramo de subgigantes e gigantes. Os resultados constam na Tabela 6.1. As distâncias Galactocêntricas (R_G) foram obtidas considerando que o Sol está localizado a $8,0 \pm 0,5$ kpc do Centro Galáctico (Reid, 1993).

Uma estrela é considerada membro fotométrica se satisfaz o critério $P \geq 50\%$ e se a mesma dista do ponto mais próximo sobre a isócrona por, no máximo, $3\sigma_{K_s}$ e $3\sigma_{(J-K_s)}$ (σ_{K_s} e $\sigma_{(J-K_s)}$ são as incertezas na magnitude e índice de cor, respectivamente). Seguindo o mesmo procedimento adotado nos capítulos anteriores, levamos em conta o efeito de possíveis binárias deslocando a isócrona em passos de 0,01 mag na direção decrescente de K_s até um limite de 0,75 mag, limite este que corresponde a binárias não resolvidas

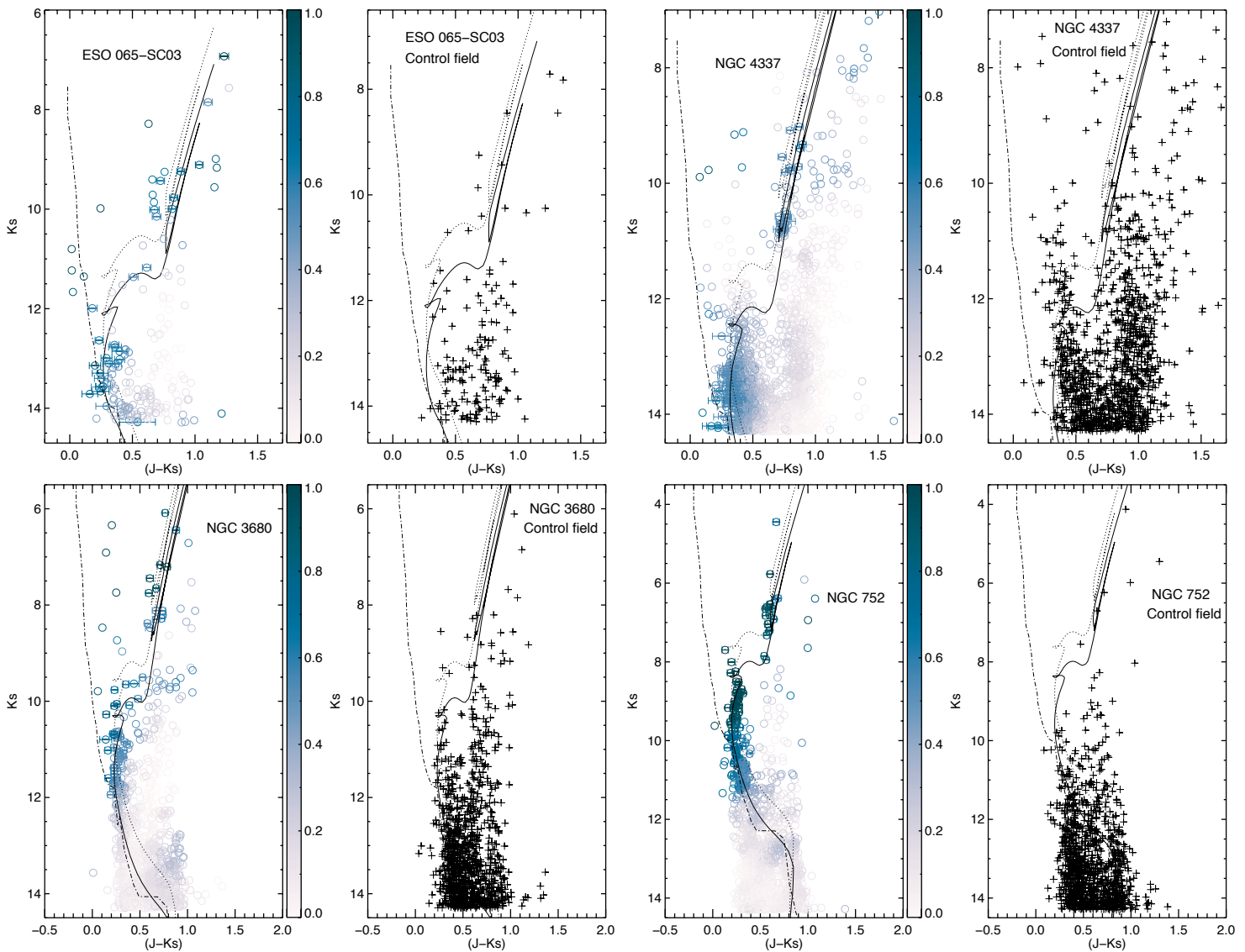


Figura 6.18: CMDs $K_s \times (J - K_s)$ de ESO 065-SC03, NGC 4337, NGC 3680 e NGC 752 após a execução do algoritmo de MSC10. As barras de cor indicam probabilidades de pertinência. As membros fotométricas são representadas com barras de erro em $(J - K_s)$. À direita do CMD de cada objeto é mostrado o CMD do campo de controle. As linhas contínuas são isócronas PARSEC de metalicidade solar (exceto para NGC 4337 e NGC 752; ver Tabela 6.2) e as linhas pontilhadas representam o *locus* de binárias não resolvidas com componentes de mesma massa. As linhas ponto-tracejadas são a sequência principal intrínseca de K83, convertida para os filtros 2MASS de acordo com as relações de Carpenter (2001) e deslocada conforme os valores estimados de distância e avermelhamento em cada caso.

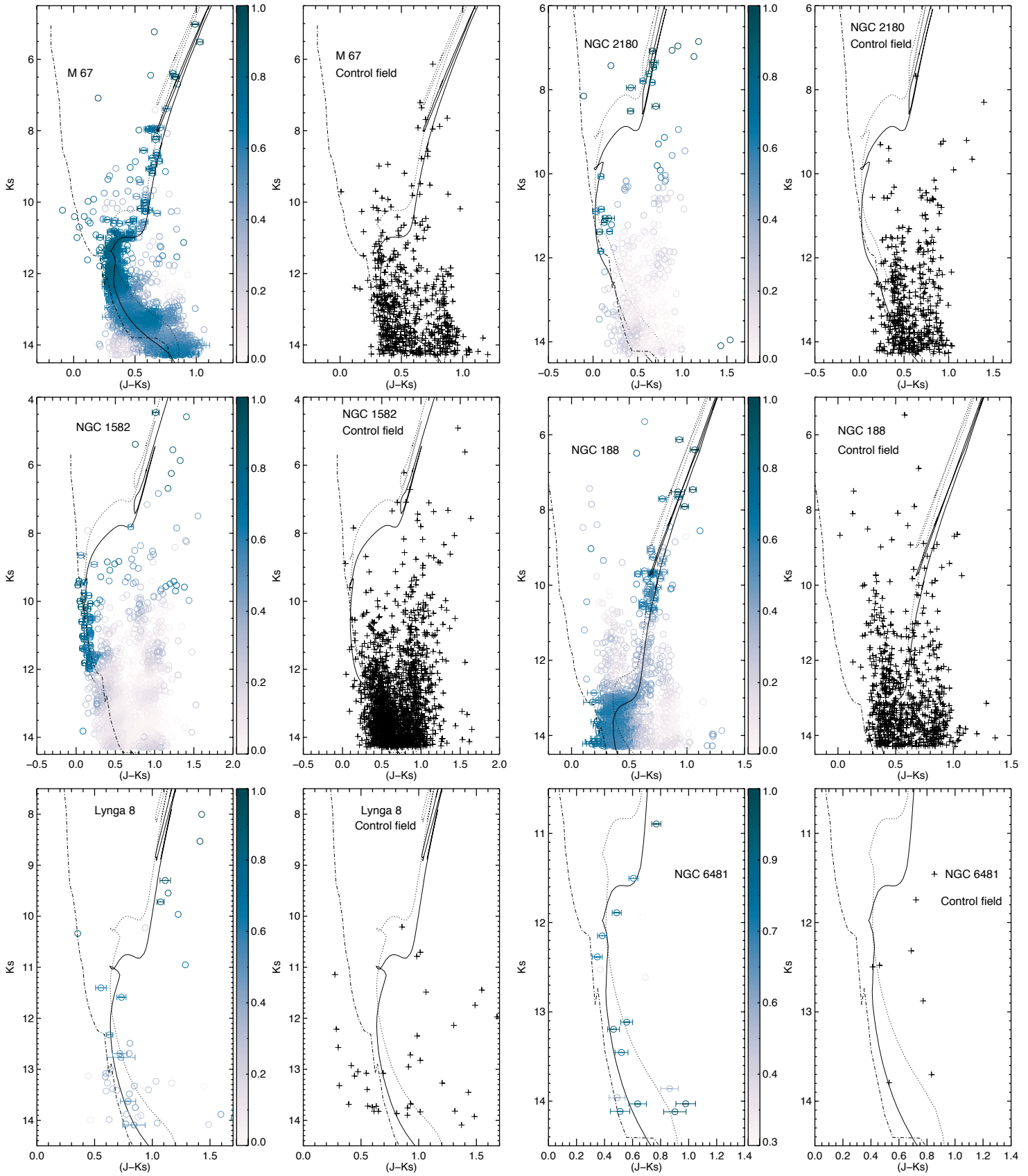


Figura 6.19: O mesmo da Figura 6.18, porém mostrando os CMDs de M 67, NGC 2180, NGC 1582, NGC 188, Lynga 8 e NGC 6481.

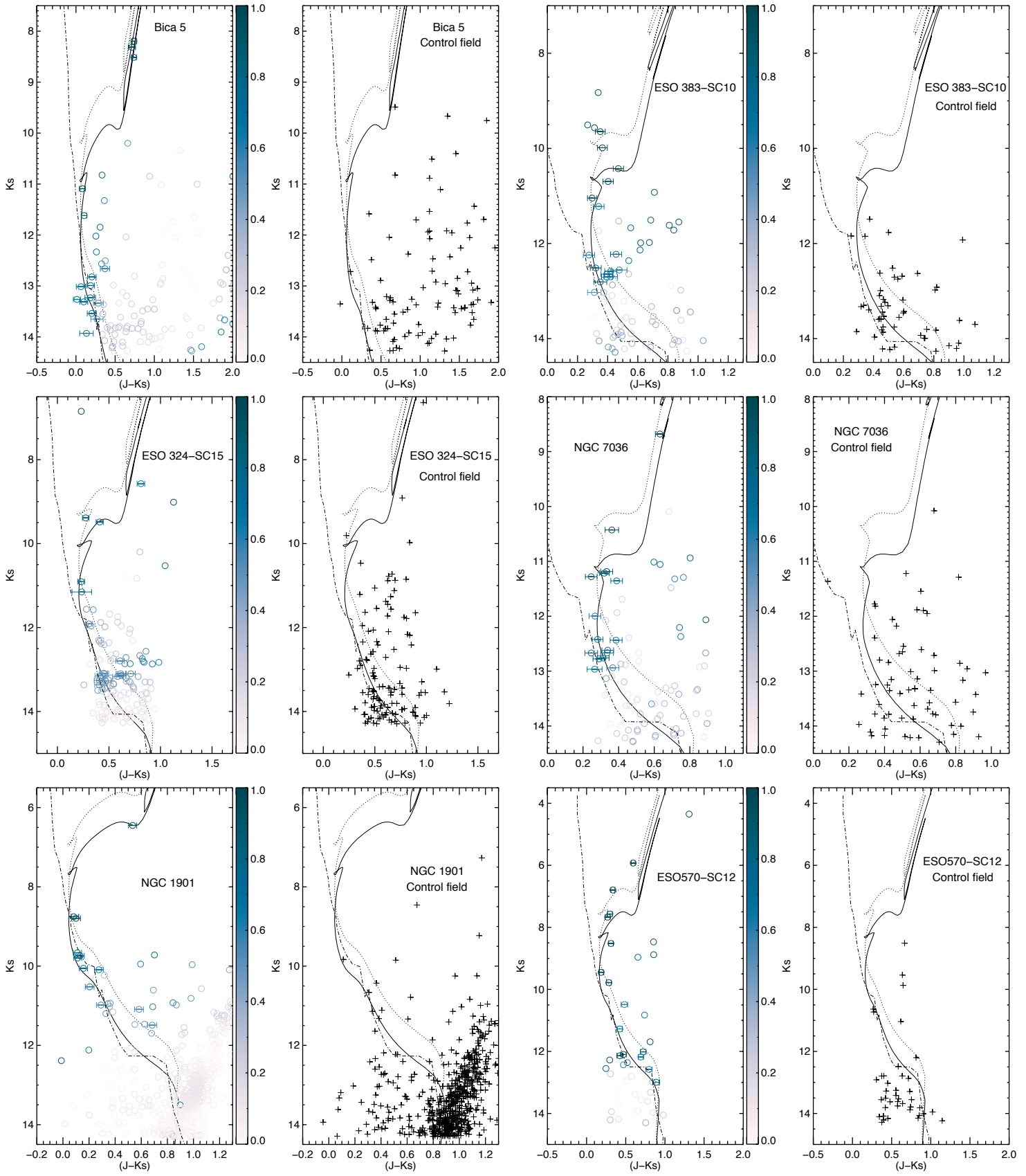


Figura 6.20: O mesmo da Figura 6.18, porém mostrando os CMDs de Bica 5, ESO 383-SC10, ESO 324-SC15, NGC 7036, NGC 1901 e ESO 570-SC12.

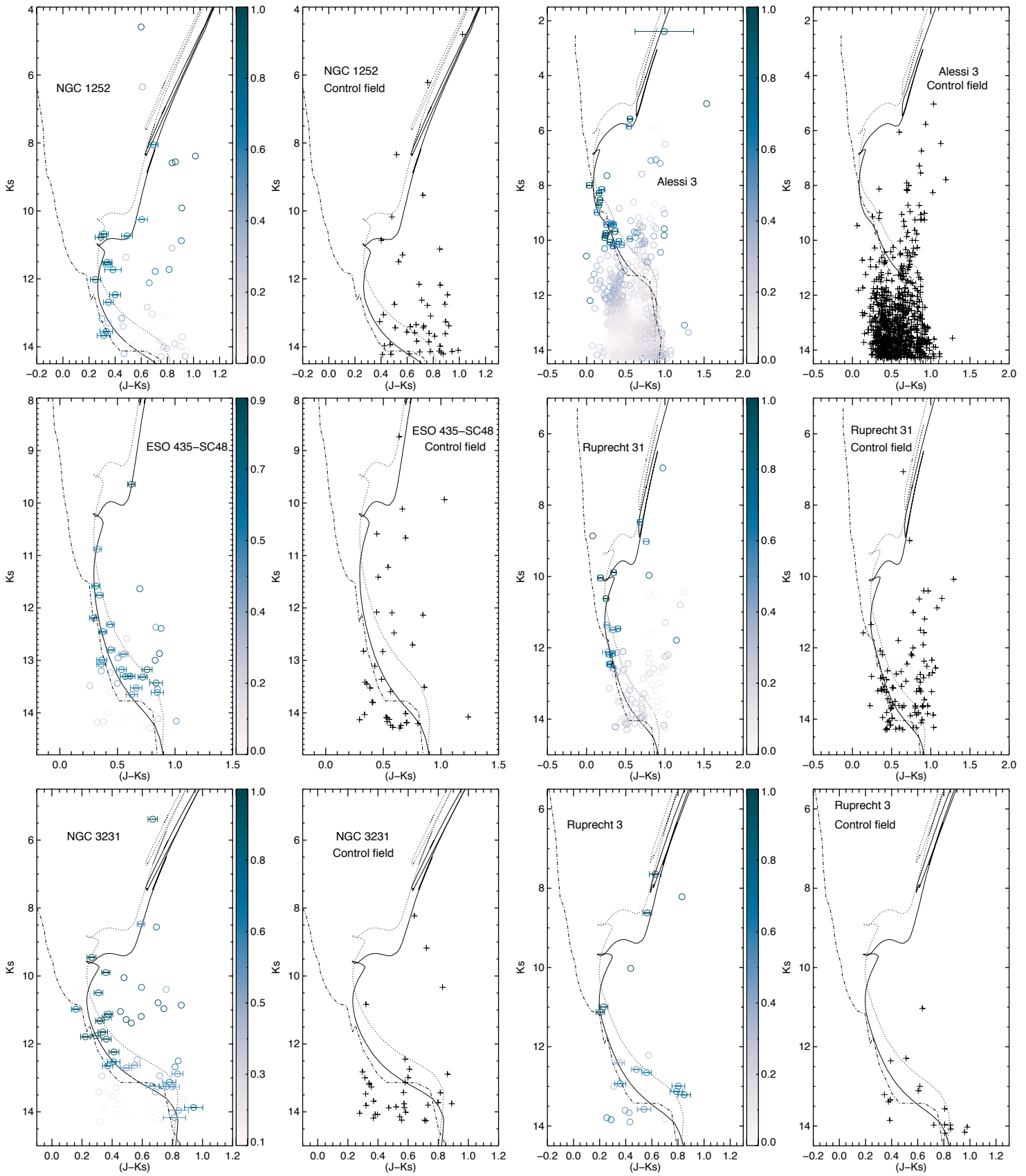


Figura 6.21: O mesmo da Figura 6.18, porém mostrando os CMDs de NGC 1252, Alessi 3, ESO 435-SC48, Ruprecht 31, NGC 3231 e Ruprecht 3.

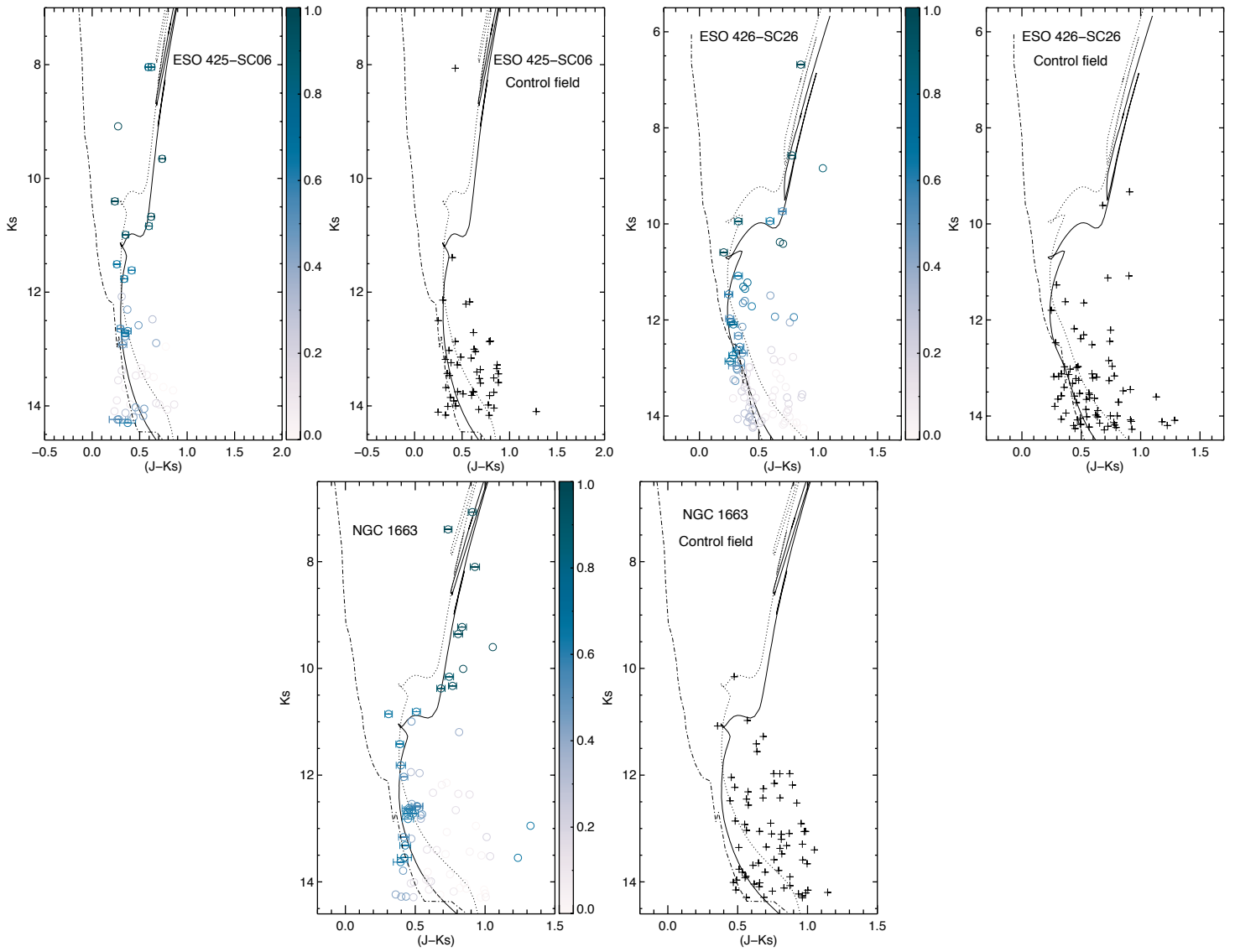


Figura 6.22: O mesmo da Figura 6.18, porém mostrando os CMDs de ESO 425-SC06, ESO 426-SC26 e NGC 1663.

com componentes de mesma massa (linhas pontilhadas nas Figuras 6.18 a 6.22). Estrelas compatíveis com os *loci* de binárias foram incluídas na lista de membros fotométricas. A restrição imposta aos valores de P é útil, uma vez que a contaminação por estrelas de campo se torna mais severa para magnitudes menos brilhantes no CMD do alvo, onde as incertezas fotométricas são maiores e as probabilidades de pertinência são menores, em geral. Estrelas membro fotométricas são representadas com barras de erro em $(J - K_s)$ nas Figuras 6.18 a 6.22.

No caso dos aglomerados para os quais há informação espectroscópica (NGC 7193, NGC 7772 e ESO 425-SC15, estudados neste trabalho; NGC 1252, NGC 1901 e Ruprecht 3, estudados previamente na literatura; referências na Tabela 6.2), temos listas publicadas de estrelas membro, selecionadas mediante estudos que envolveram a análise conjunta da fotometria, velocidades radiais, conteúdos metálicos e movimentos próprios. Nesses casos, construímos as funções de luminosidade e massa (Seção 6.4) e obtivemos as dispersões de velocidade (Seção 6.7) a partir das listas de estrelas membro.

Para efeito de comparação e validação do nosso método, aplicamos a metodologia de trabalho descrita nesta seção e na 6.2 para seleção de membros de NGC 1901, NGC 1252 e Ruprecht 3, via probabilidades de pertinência fotométrica. Os parâmetros fundamentais de cada um foram determinados via ajuste de isócronas PARSEC de metalicidade solar. Nossos resultados apresentam concordância com os da literatura, exceto no caso do raio limite de Ruprecht 3, para o qual encontramos um valor mais elevado no presente trabalho (Tabela 6.3).

Tabela 6.3: Parâmetros fundamentais obtidos da literatura e neste trabalho para NGC 1901, NGC 1252 e Ruprecht 3.

Objeto	$\log(t/\text{anos})$	$(m - M)_0$ (mag)	$E(B - V)$ (mag)	R_{lim} (pc)	Ref.
NGC 1901	8,7±0,1	8,1±0,2	0,10±0,05	0,97±0,09	Este trabalho
	8,6±0,1	8,0±0,3	0,04±0,01	1,00±0,12	Carraro et al. (2007)
NGC 1252	9,5±0,1	10,0±0,2	0,00±0,05	2,62±0,24	Este trabalho
	9,5±0,1	10,2±0,3	0,02±0,02	2,88±0,40	MMM13
Ruprecht 3	9,2±0,2	9,3±0,3	0,04±0,04	0,63±0,09	Este trabalho
	9,2±0,1	9,3±0,1	0,04±0,04	0,31±0,01	Pavani et al. (2003)

6.4 Funções de luminosidade e massa

Os dados fotométricos das estrelas membro foram utilizados para construção das funções de luminosidade e massa e para determinação da massa

total dos nossos alvos. As funções de luminosidade são mostradas nos painéis esquerdos das Figuras 6.23 a 6.32. Tipos espectrais representativos ao longo da sequência principal (obtidos de SL09) são mostrados ao lado das barras de erro de Poisson. A magnitude absoluta do *turnoff* (TO) é indicada em cada caso.

A função de luminosidade de cada objeto foi comparada à IMF de Kroupa, a qual foi convertida em função de luminosidade (linhas vermelhas nas Figuras 6.23 a 6.32) mediante uso da eq. 2.11. Para isso, utilizamos a isócrona correspondente e a respectiva relação massa-luminosidade. A constante de normalização da IMF foi obtida a partir da massa do objeto em estrelas de sequência principal (ver a seguir) e as magnitudes aparentes foram convertidas em absolutas através dos valores de módulos de distância e avermelhamento derivados via ajuste de isócrona (Tabela 6.1).

Restringimos então as funções de luminosidade às estrelas de sequência principal e obtivemos as funções de massa, mostradas nas Figuras 6.23 a 6.32, coluna da direita. Representamos também a IMF de Kroupa (linhas vermelhas nas figuras). A massa total de cada objeto em estrelas de sequência principal foi estimada a partir da integração discreta da sua função de massa (eq. 2.10); as massas das estrelas com magnitudes K_s mais brilhantes do que $K_{s,TO}$ foram estimadas tomando-se o ponto mais próximo sobre a isócrona. As massas totais são registradas na Tabela 6.2 e as incertezas foram obtidas via propagação de erro da função de massa.

Em vários casos (ESO 065-SC03, NGC 4337, NGC 3680, NGC 752, M 67, NGC 2180, NGC 1582, Bica 5, NGC 7193, NGC 1901, NGC 1252, NGC 7772, NGC 3231, Ruprecht 3, ESO 425-SC15, NGC 1663), as funções de luminosidade e massa exibem depleção de estrelas na baixa sequência principal. Enfatizamos que essa depleção não é devido à incompletude da amostra, mas sim consequência da evaporação de estrelas de baixa massa, o que é uma assinatura de OCs dinamicamente evoluídas (M97; PZMH01). Outros objetos (NGC 6481, ESO 383-SC10, ESO 570-SC12, ESO 435-SC48, Ruprecht 31 ESO 426-SC26) apresentam funções de massa aproximadamente compatíveis com a IMF de Kroupa, até o limite em que são distinguíveis estatisticamente do campo.

6.5 Massas, idades e raios limite

Comparações entre (i) OCs evoluídos e (ii) remanescentes são úteis no sentido de identificarmos possíveis conexões evolutivas (Bonatto et al., 2004). Nesse sentido, empregamos parâmetros intimamente associados ao estado dinâmico de uma população estelar: idade, raio limite, massa estelar e dis-

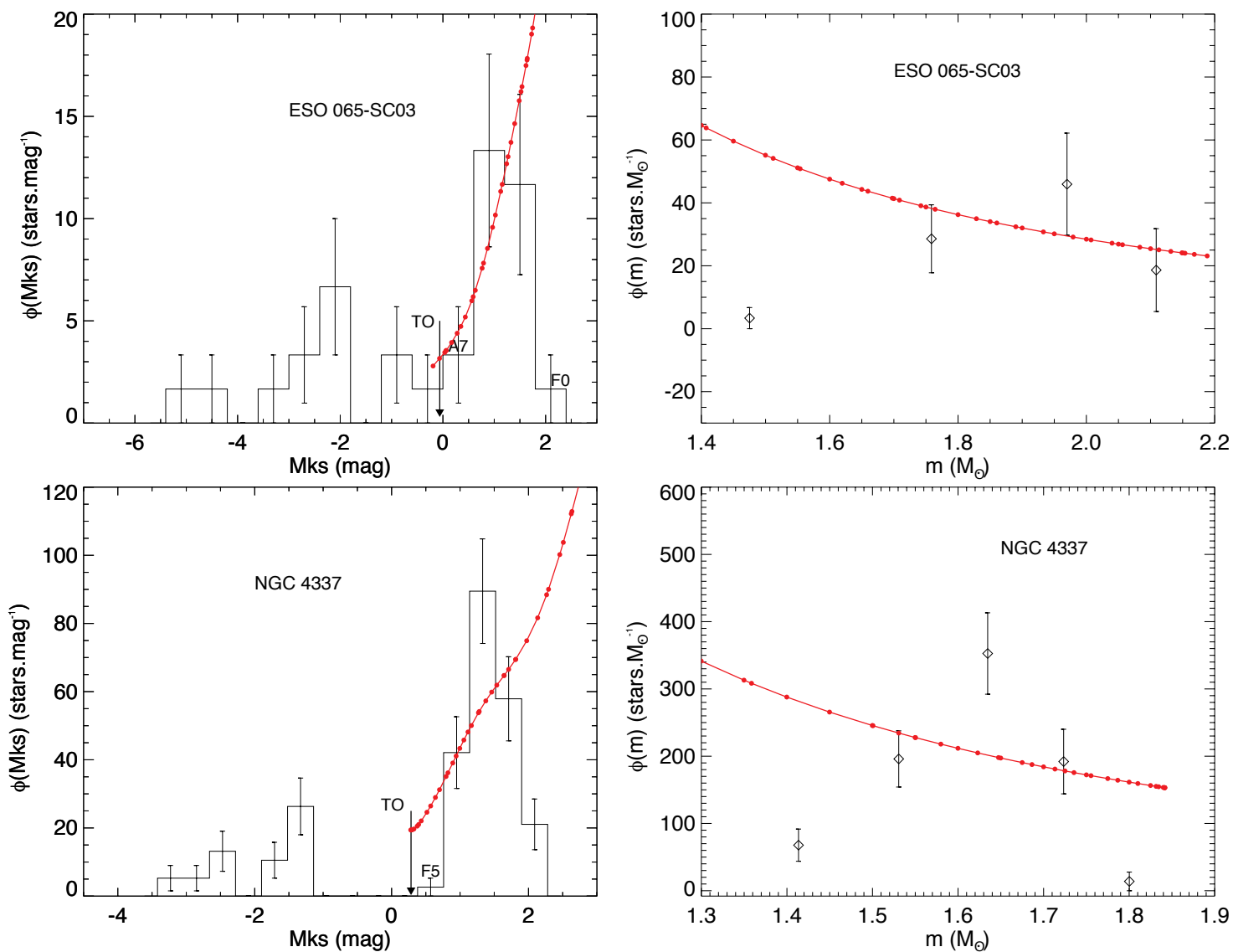


Figura 6.23: Coluna esquerda: Função de luminosidade de ESO 065-SC03 e NGC 4337. A magnitude absoluta do *turnoff* e alguns tipos espectrais representativos ao longo da sequência principal são mostrados, assim como as incertezas obtidas da estatística de Poisson. Para comparação, a função de massa inicial de Kroupa foi convertida em função de luminosidade e representada na figura (linha vermelha). Coluna direita: Função de massa para estrelas de sequência principal dos mesmos objetos.

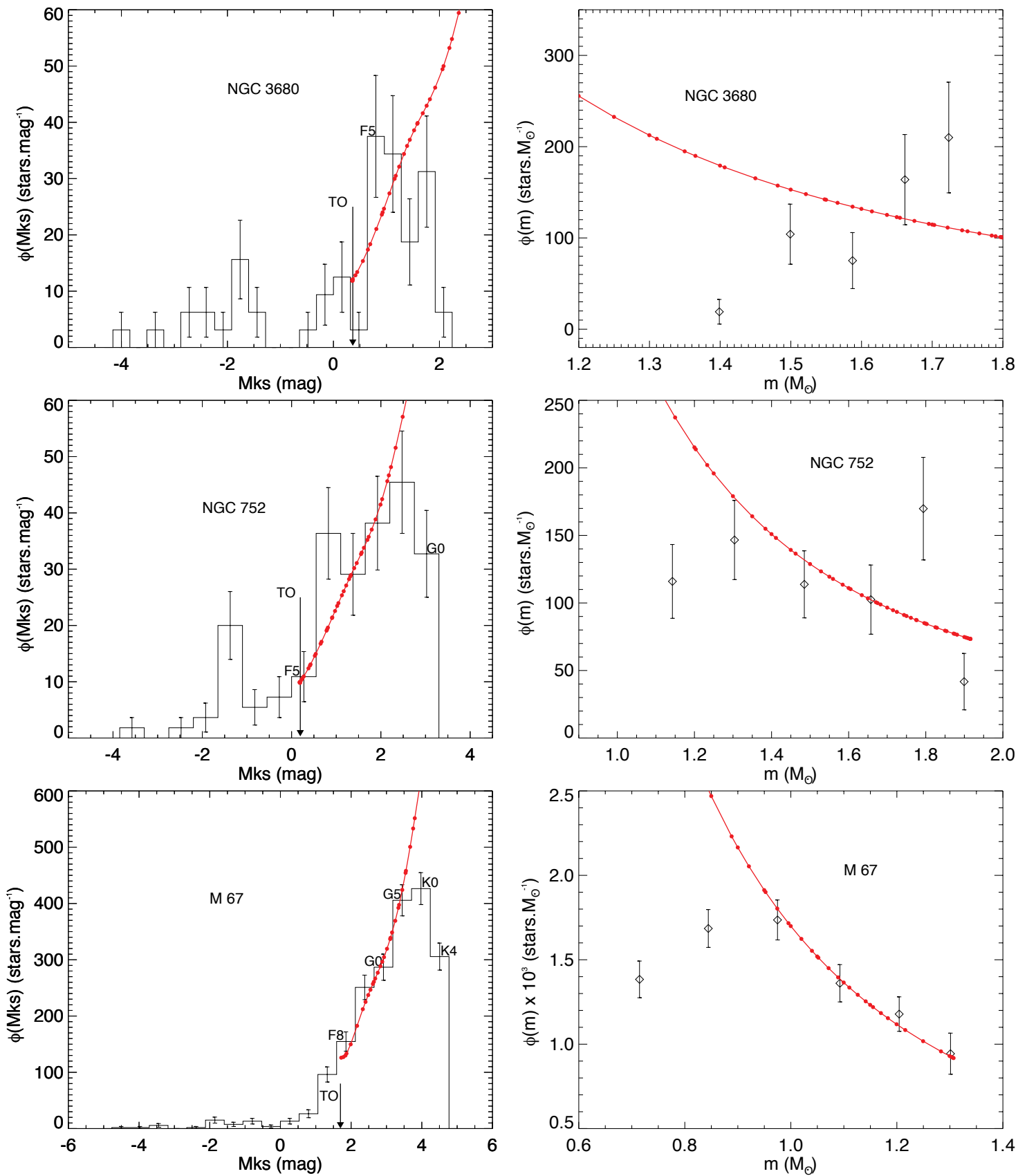


Figura 6.24: O mesmo da Figura 6.23, porém para NGC 3680, NGC 752 e M 67.

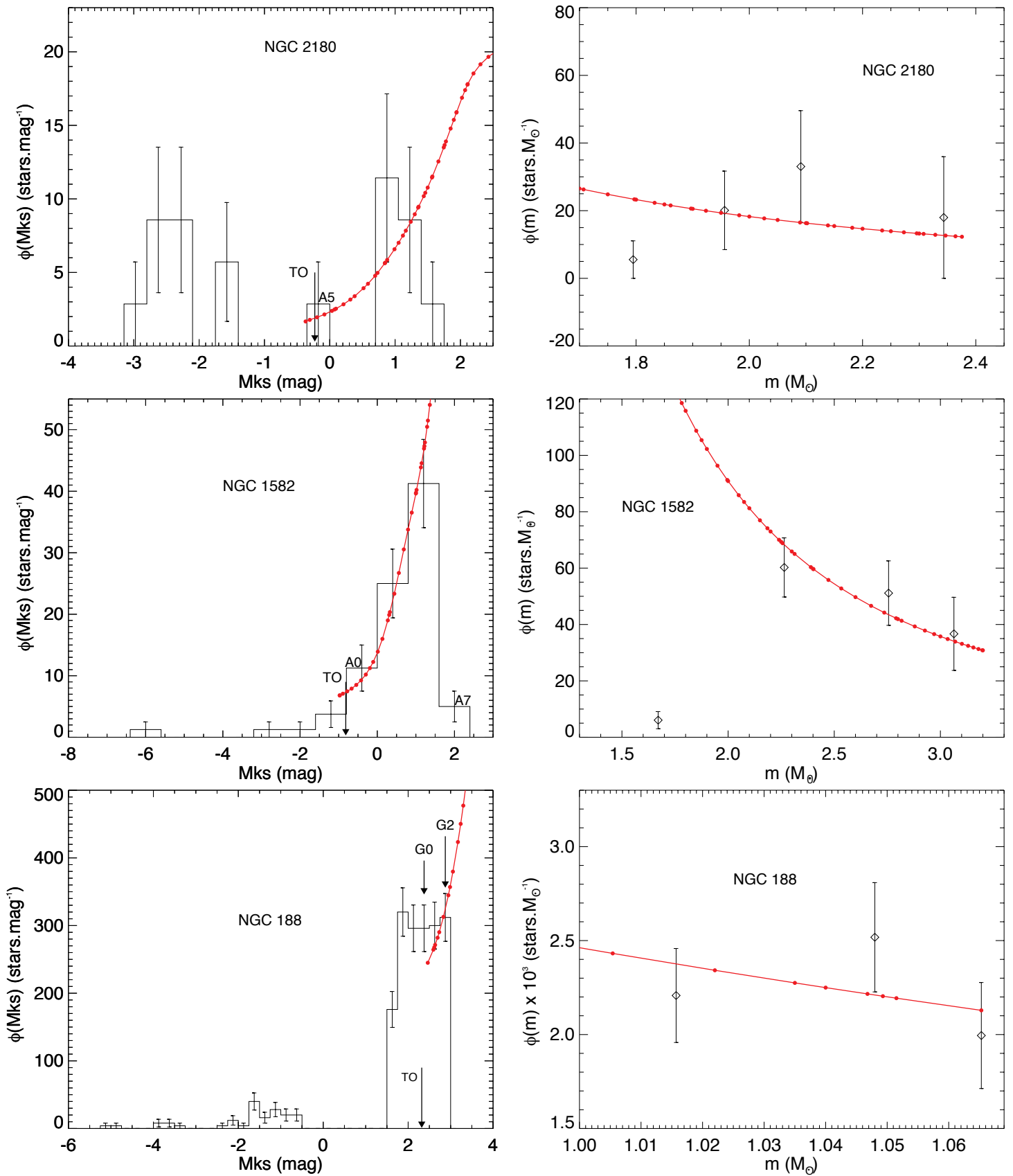


Figura 6.25: O mesmo da Figura 6.23, porém para NGC 2180, NGC 1582 e NGC 188.

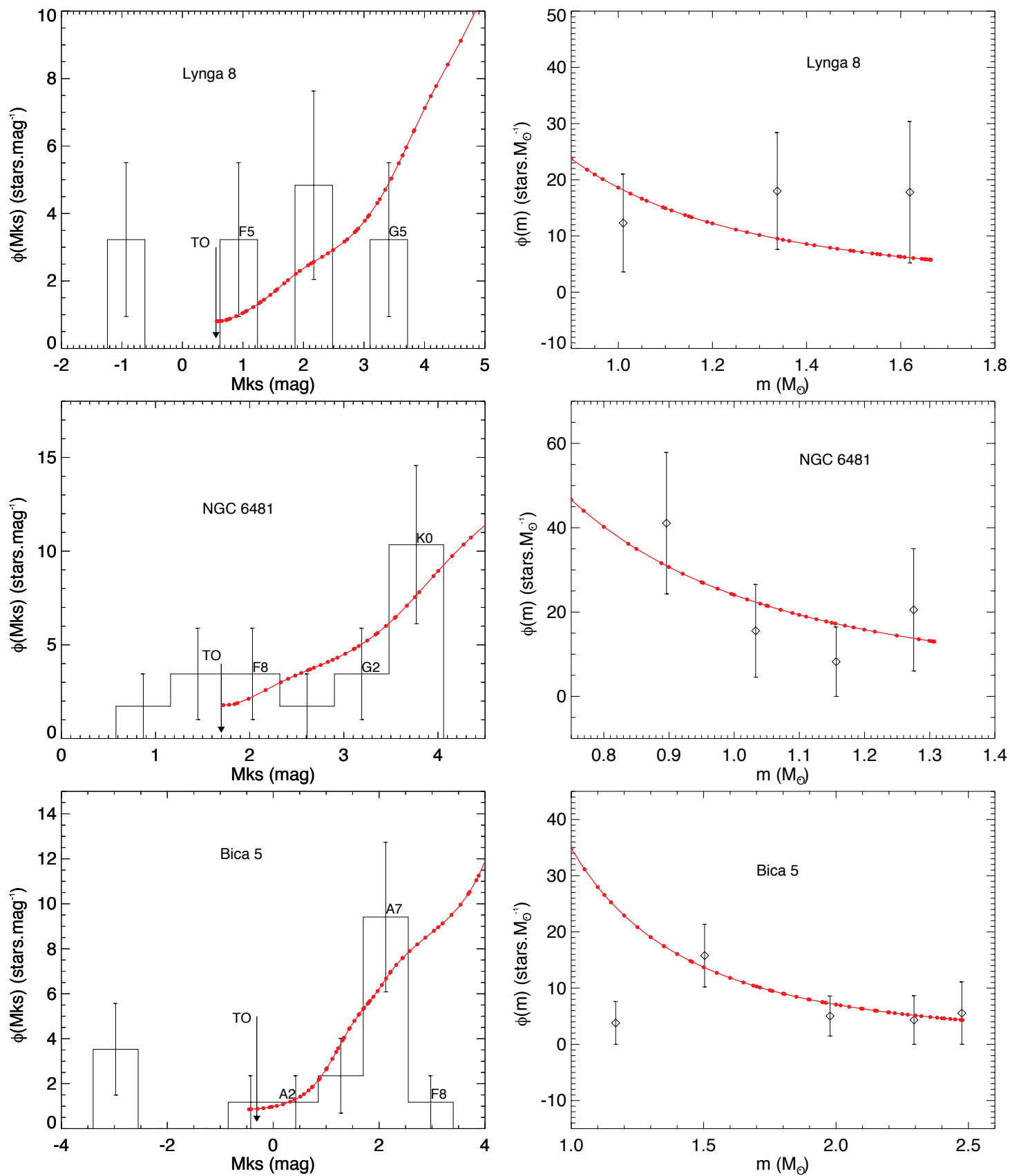


Figura 6.26: O mesmo da Figura 6.23, porém para Lynga 8, NGC 6481 e Bica 5.

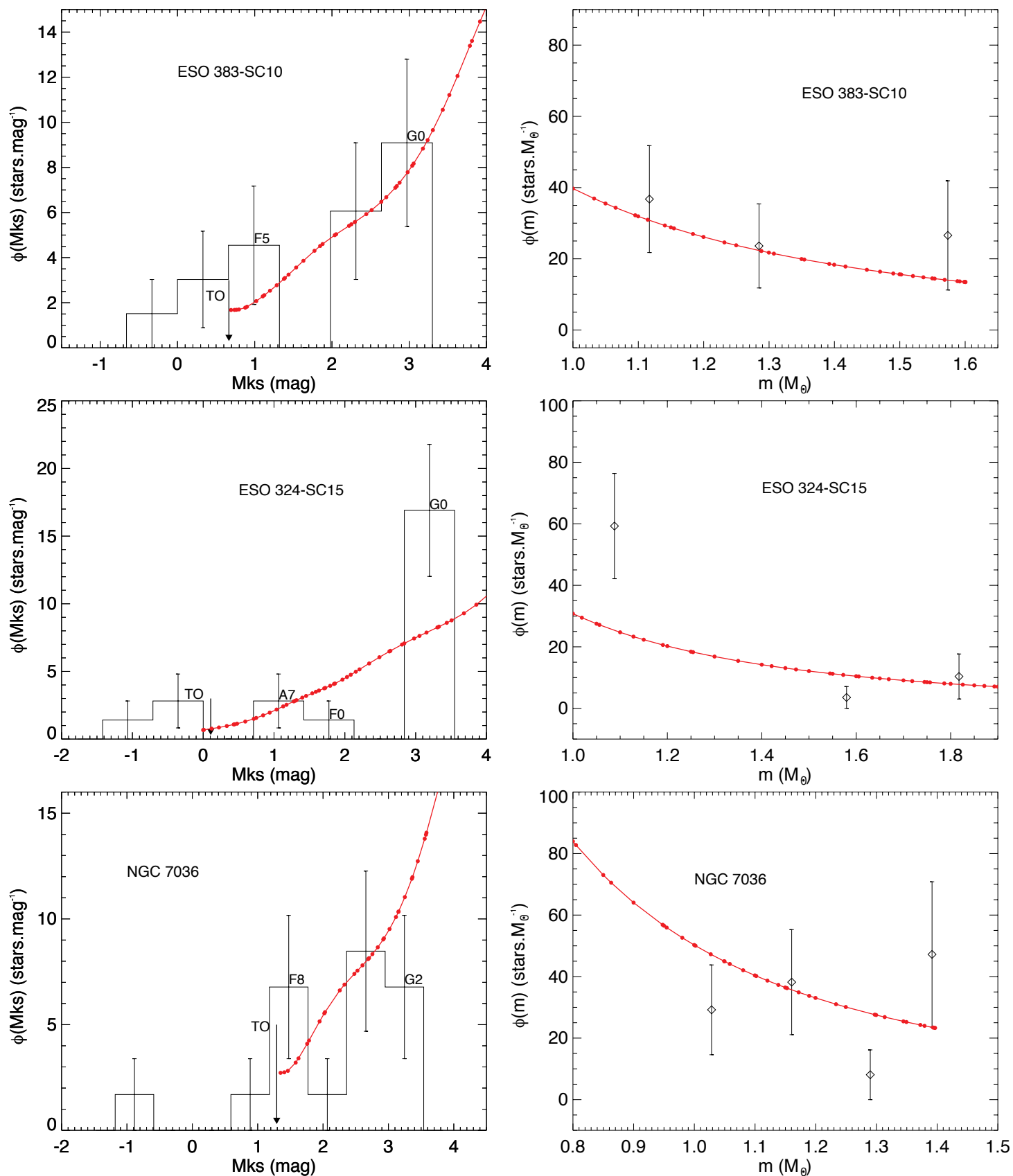


Figura 6.27: O mesmo da Figura 6.23, porém para ESO 383-SC10, ESO 324-SC15 e NGC 7036.

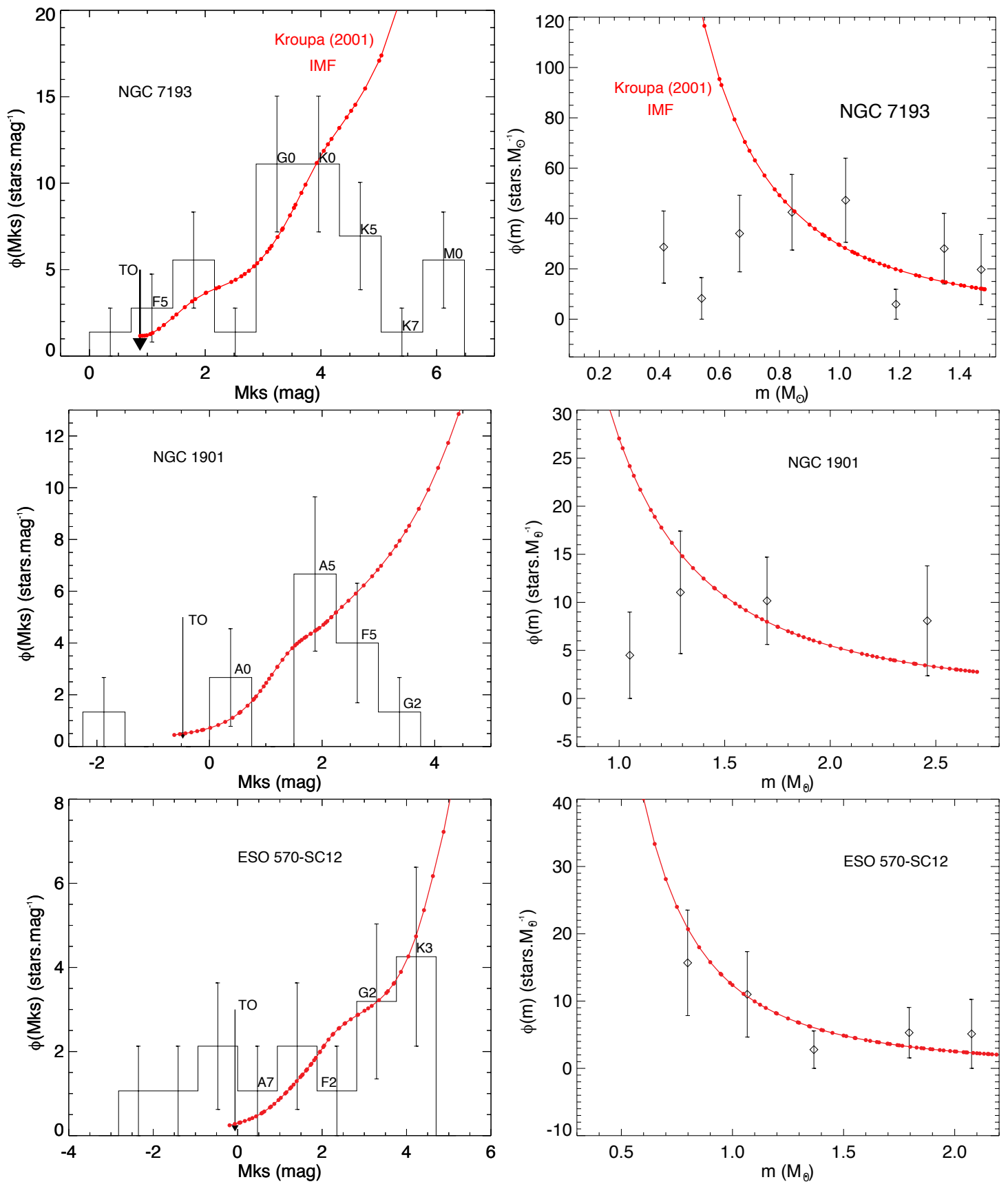


Figura 6.28: O mesmo da Figura 6.23, porém para NGC 7193, NGC 1901 e ESO 570-SC12.

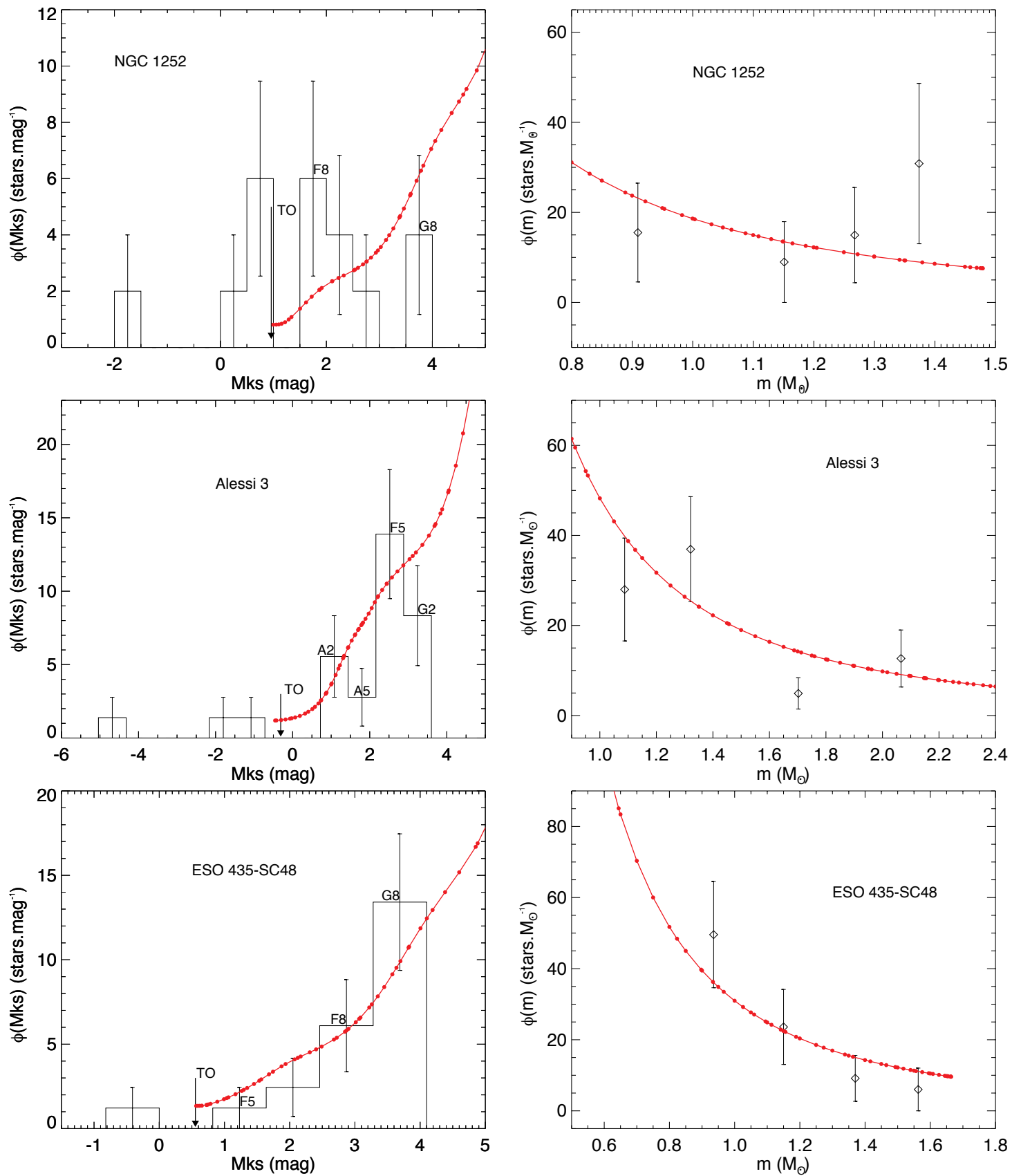


Figura 6.29: O mesmo da Figura 6.23, porém para NGC 1252, Alessi 3 e ESO 435-SC48.

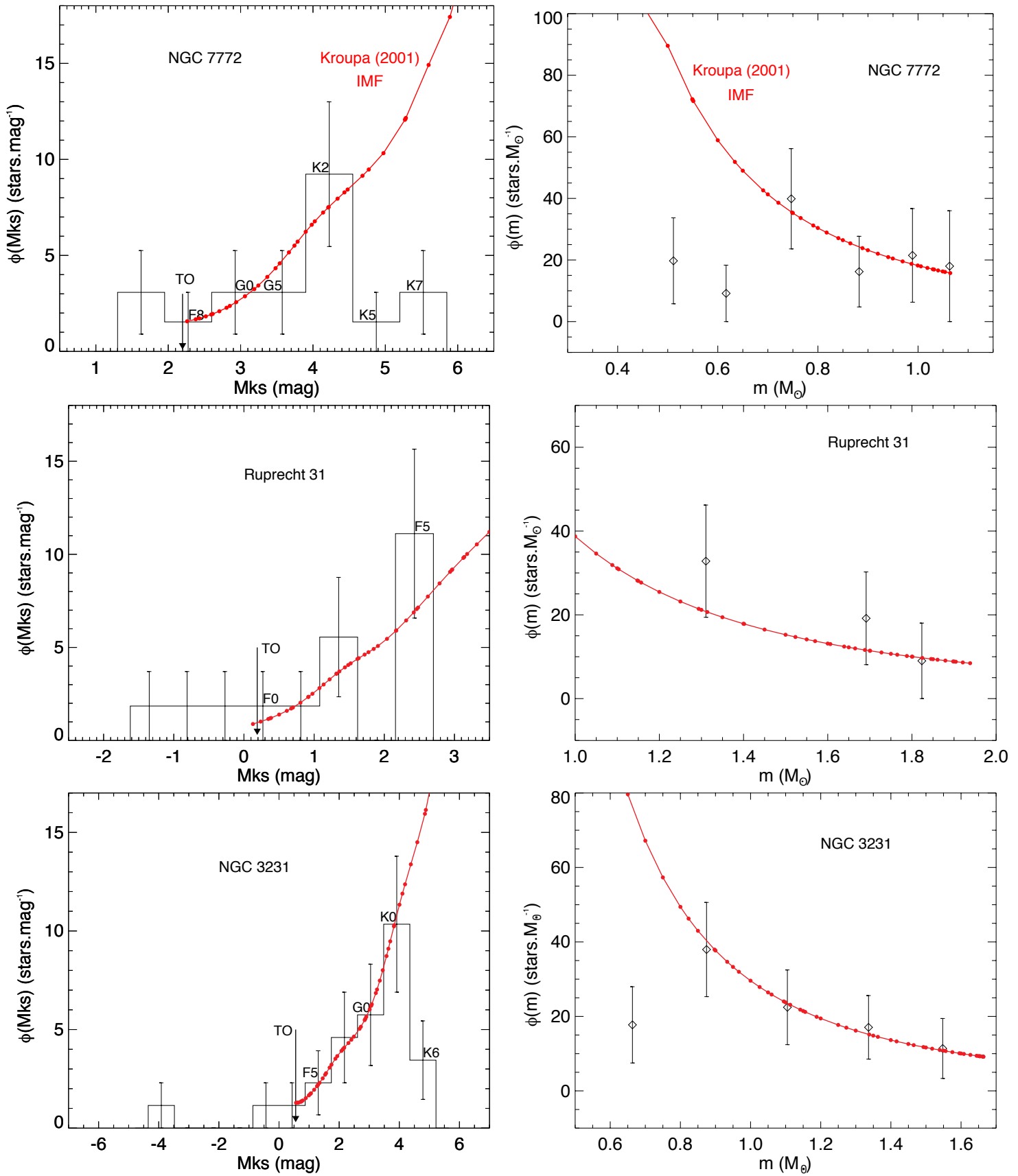


Figura 6.30: O mesmo da Figura 6.23, porém para NGC 7772, Ruprecht 31 e NGC 3231.

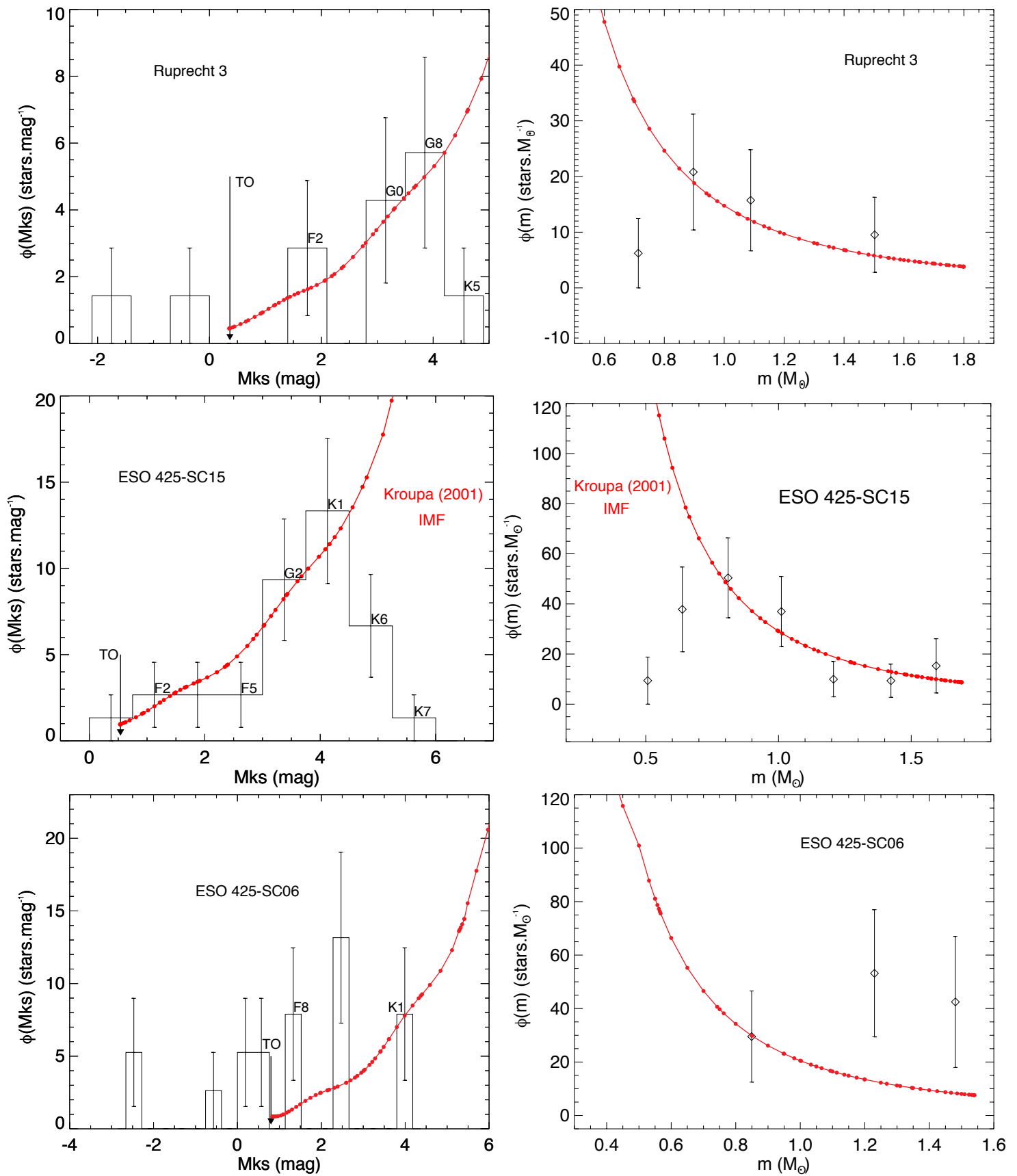


Figura 6.31: O mesmo da Figura 6.23, porém para Ruprecht 3, ESO 425-SC15 e ESO 425-SC06.

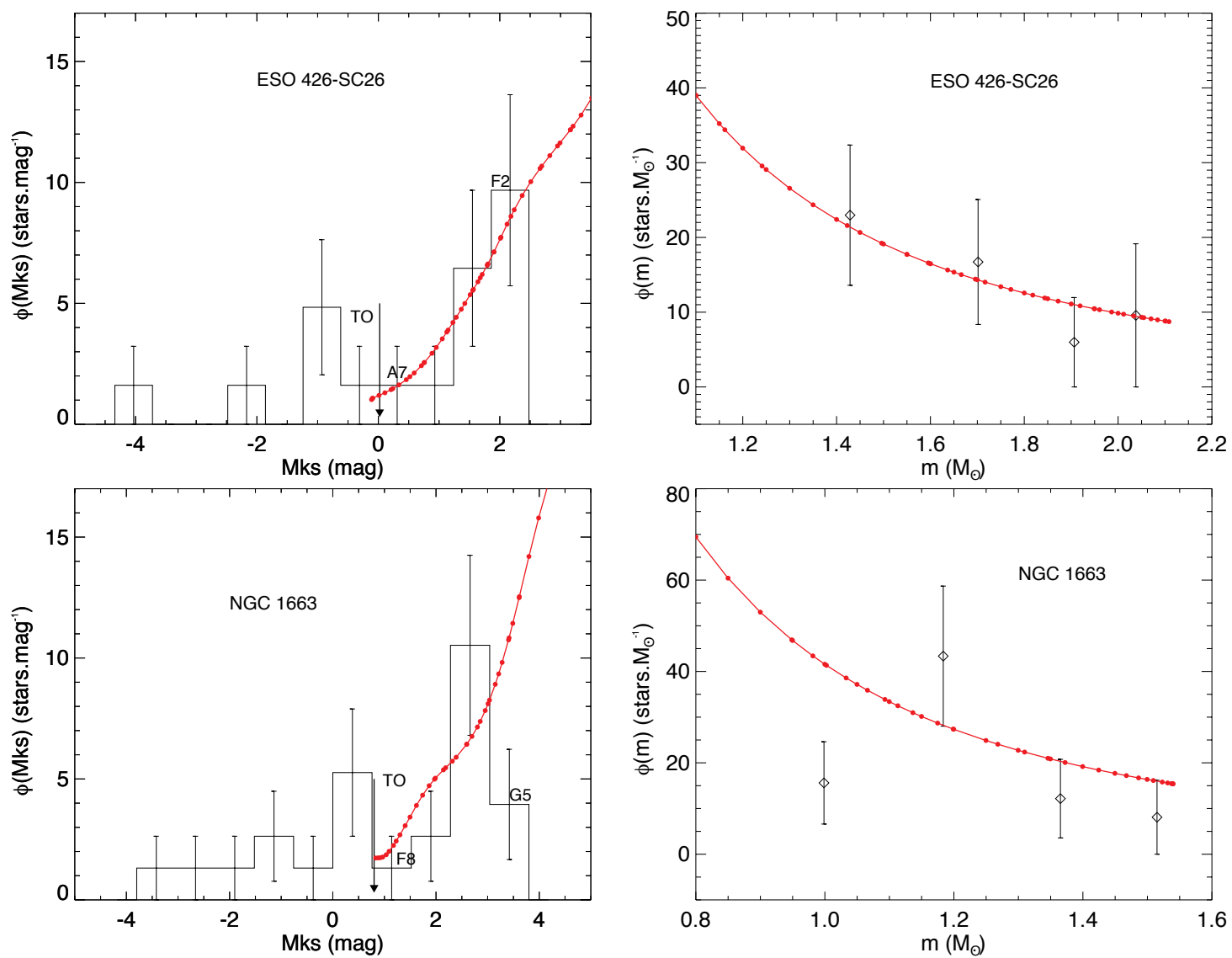


Figura 6.32: O mesmo da Figura 6.23, porém para ESO 426-SC26 e NGC 1663.

persão de velocidades. Esse último parâmetro será explorado na Seção 6.7.

A Figura 6.33 exibe o diagrama massa \times idade (painel esquerdo) e a relação massa-raio (painel direito) para a nossa amostra. As linhas pontilhadas vermelhas delineiam pontos de isodensidade ($\rho = 3M/4\pi R_{lim}^3$), em unidades de M_\odot/pc^3 . Símbolos preenchidos representam OCs; símbolos abertos (incluindo cruzes e asterisco) representam os remanescentes.

Para a amostra (i), aglomerados mais velhos tendem a apresentar valores maiores de massa. De fato, OCs massivos tendem a sobreviver por mais tempo ante os efeitos destrutivos a que estão submetidos devido, por exemplo, à interação com o campo de maré Galáctico e à relaxação dinâmica interna. Conforme os resultados de simulações de N -corpos (e.g., M97; Lammers et al. 2005), há uma forte dependência entre tempo de dissolução de um aglomerado e número inicial de estrelas membro, para uma dada distância Galactocêntrica. Os valores de R_{lim} dos OCs na nossa amostra apresentam um limite inferior de ~ 3 pc.

As massas dos remanescentes restringem-se ao intervalo $\sim 15 - 35 M_\odot$. Com relação a suas densidades, os objetos na amostra (ii) são mais densos do que $10^{-0,5} = 0,32 M_\odot/\text{pc}^3$, à exceção de NGC 1252 ($\rho = 0,12 \pm 0,07 M_\odot/\text{pc}^3$). NGC 1252 é um OCR localizado em uma latitude Galáctica elevada ($|b| \cong 51^\circ$). Apesar de sua baixa densidade estelar, sabemos que o movimento em uma órbita inclinada em relação ao disco Galáctico aumenta a chance de sobrevivência de um aglomerado estelar (MMM13). Aparentemente, o fato de NGC 1252 ter passado a maior parte de sua vida distante do plano da Galáxia permitiu que esse OCR relaxasse sua distribuição de massa dentro de um raio limite acima dos demais remanescentes, sem dispersar completamente seu conteúdo estelar.

Os valores de R_{lim} dos OCRs estudados são, tipicamente, inferiores a $\sim 2,5$ pc e não apresentam tendência com a idade (Figura 6.34). Os valores de R_{lim} encontrados para esses objetos são compatíveis com os raios de núcleo obtidos por M98 via simulações de N -corpos para aglomerados com populações iniciais $N_0 \sim 10^3 - 10^4$ e contendo binárias primordiais. Esse resultado sugere, reafirmando o que foi dito na Seção 5.2, que aglomerados inicialmente massivos tendem a deixar como resíduo “fóssil” de sua evolução apenas um núcleo denso, com a maior parte de seu conteúdo estelar disperso em meio ao campo. Mesmo pobremente povoados, as densidades elevadas dos OCRs permitiram que os mesmos mantivessem seu conteúdo estelar gravitacionalmente coeso ante os efeitos destrutivos internos e externos ao longo de sua evolução dinâmica.

Conforme M98, considerando-se a vizinhança solar, OCRs de aglomerados simulados inicialmente massivos ($N_0 \sim 10^4$), submetidos aos efeitos da evolução estelar, campo de maré Galáctico e apresentando funções de massa

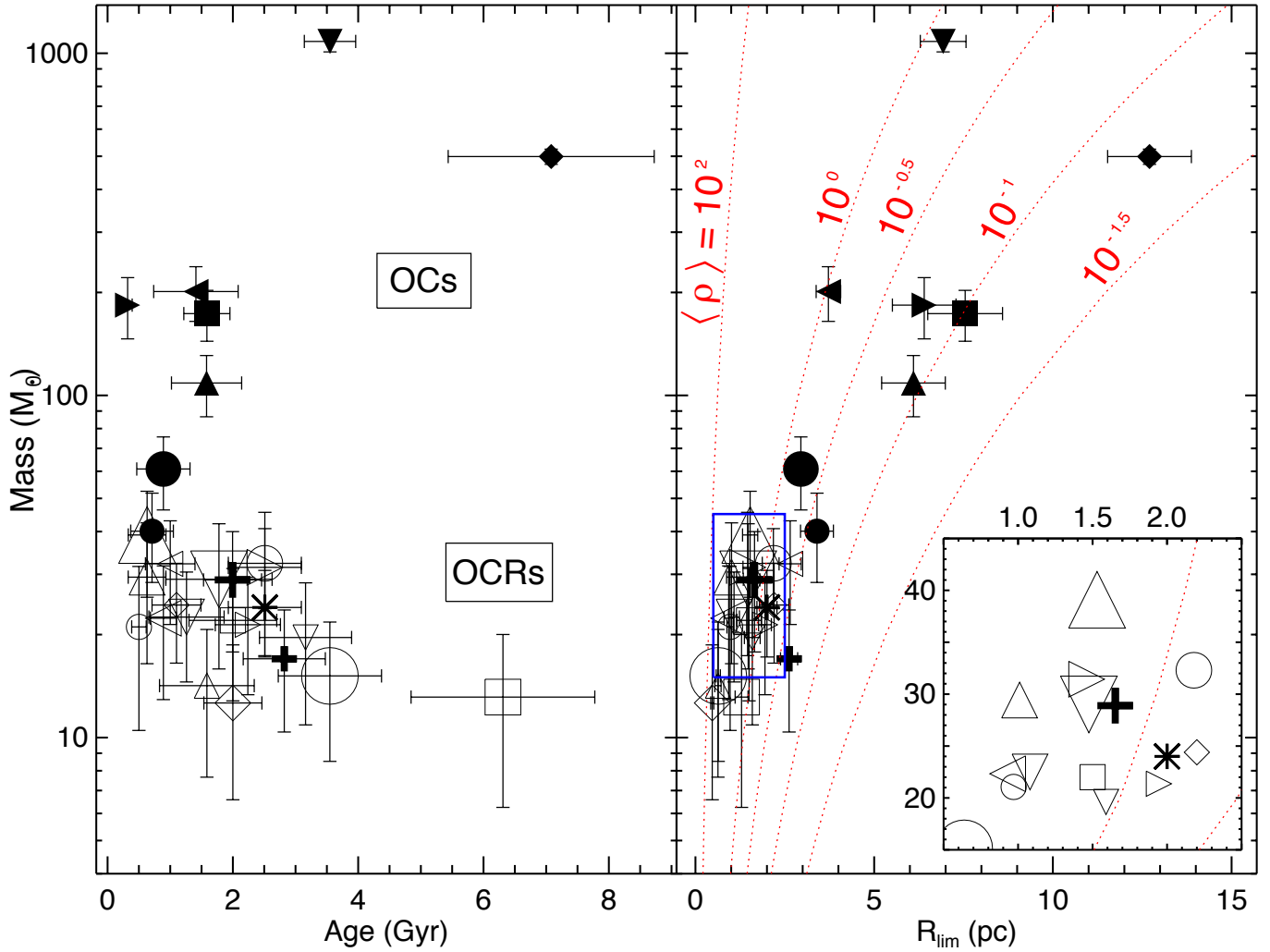


Figura 6.33: Massa em função da idade e relação massa-raio (painéis esquerdo e direito, respectivamente) para um conjunto de 8 OCs e 20 remanescentes. As linhas vermelhas representam pontos de mesma densidade. O diagrama interno mostra a região demarcada com um retângulo azul; para melhor visualização dos dados, barras de erro foram colocadas apenas no diagrama principal. OCs e seus respectivos símbolos são: ● ESO 065-SC03, ■ NGC 4337, ▲ NGC 3680, ◀ NGC 752, ▼ M 67, ● NGC 2180, ► NGC 1582 e ◆ NGC 188. Os remanescentes e seus respectivos símbolos são: ◇ Lynga 8, ○ NGC 6481, △ Bica 5, ▷ ESO 383-SC10, ◊ ESO 324-SC15, ▽ NGC 7036, ▷ NGC 7193, ○ NGC 1901, ◁ ESO 570-SC12, + NGC 1252, △ Alessi 3, □ ESO 435-SC48, □ NGC 7772, ▽ Ruprecht 31, + NGC 3231, △ Ruprecht 3, ▽ ESO 425-SC15, * ESO 425-SC06, ◁ ESO 426-SC26 e ○ NGC 1663.

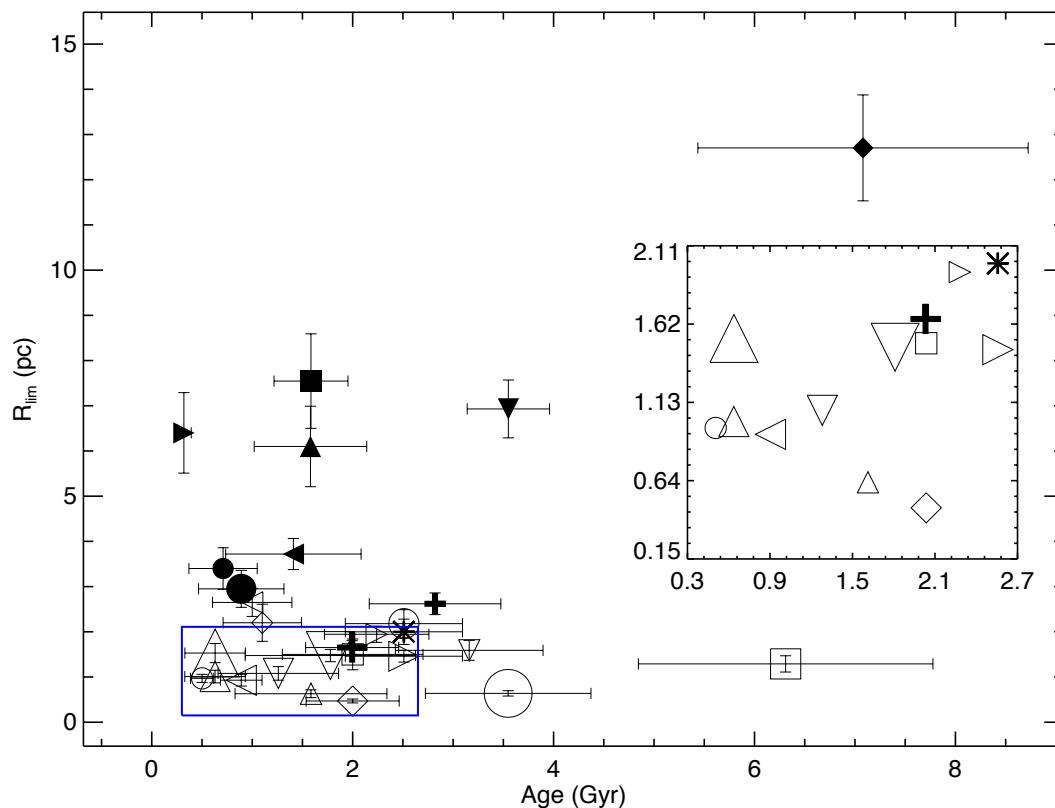


Figura 6.34: Raio limite em função da idade para a amostra estudada. Foram utilizados os mesmos símbolos da Figura 6.33. O gráfico interno é uma ampliação da região demarcada com retângulo azul (para maior clareza, as barras de erro não foram representadas).

inicial realísticas (Salpeter 1955; Miller & Scalo 1979; Taff 1974; Kroupa et al. 1993), além de binárias primordiais, apresentam densidades estelares superiores a $\rho_c = 0,08 M_{\odot}/\text{pc}^3$ mesmo quando a população remanescente é da ordem de 30 estrelas. ρ_c é a densidade crítica para estabilidade de um aglomerado contra os efeitos destrutivos devido ao campo de maré Galáctico. Do total de 20 remanescentes estudados (Tabelas 6.1 e 6.2), dezoito encontram-se na vizinhança solar, conseqüentemente próximos ao círculo solar (Figura 6.35), considerando-se as incertezas. Esses 18 objetos apresentam densidades $\gtrsim 10 \rho_c$, à exceção de NGC 1252, objeto mais distante do plano Galáctico dentro da nossa amostra (Figura 6.35, painel direito).

Com relação a NGC 2180, nossos resultados concordam com aqueles apresentados por Bonatto et al. (2004). Esse aglomerado aparenta representar um estágio evolutivo intermediário entre OCs e OCRs, visto que se encontra consistentemente mais próximo aos remanescentes nas Figuras 6.33 e 6.34. Observação análoga pode ser feita para ESO 065-SC03, o qual apresenta,

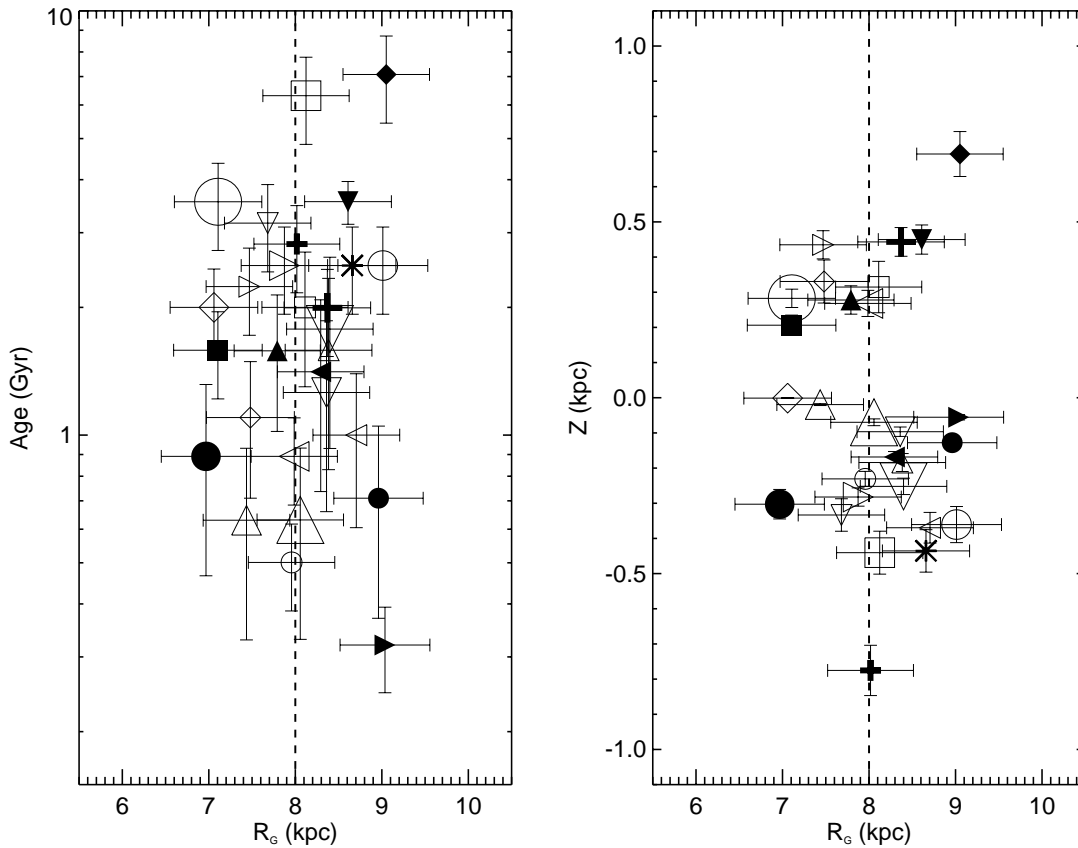


Figura 6.35: Diagramas Idade $\times R_G$ (painel esquerdo) e $Z \times R_G$ (painel direito) para a amostra estudada (Tabelas 6.1 e 6.2). O raio do círculo solar vale $R_G = 8,0$ kpc (linha tracejada).

idade, raio limite e densidade compatíveis com NGC 2180, dentro das incertezas.

Neste ponto, é esclarecedor realizarmos uma comparação entre NGC 2180 e NGC 1582. Ambos apresentam idades compatíveis entre si e estão localizados a uma mesma distância Galactocêntrica (Tabela 6.1). Ou seja, é razoável considerarmos que ambos foram submetidos a aproximadamente os mesmos efeitos externos ao longo de suas histórias evolutivas. Apesar disso, NGC 1582 é consideravelmente mais massivo. Essa comparação sugere que a diferença entre seus estados dinâmicos pode ser atribuída aos respectivos aglomerados estelares progenitores. Como colocado por Bonatto et al. (2004), a natureza menos massiva de NGC 2180 provavelmente acelerou sua escala de tempo evolutiva, colocando-o em um estado dinamicamente mais avançado em relação a NGC 1582. Observações análogas podem ser feitas para os pares OC–OCR: NGC 4337–Lynga 8, NGC 752–Ruprecht 31 e

NGC 3680–NGC 7193. Os aglomerados de cada um desses pares apresentam idades e distâncias Galactocêntricas compatíveis entre si, considerando as incertezas, mas possuem massas consideravelmente diferentes ($m_{\text{NGC 4337}}/m_{\text{Lynga 8}} \cong 14$; $m_{\text{NGC 752}}/m_{\text{Ruprecht 31}} \cong 9$; $m_{\text{NGC 3680}}/m_{\text{NGC 7193}} \cong 3,5$). Novamente, essas diferenças podem ser atribuídas aos aglomerados estelares que os originaram.

6.6 Tempos de dissolução e populações iniciais

Baseando-nos no escalonamento aproximado entre t_{dis} e N_0 (eq. 1.13) para aglomerados na vizinhança solar e considerando que os OCRs de nossa amostra encontram-se, de fato, no limiar de dissolução em meio ao campo Galáctico (isto é, idade(OCRs) $\sim t_{dis}$), podemos estimar o conteúdo estelar de suas populações progenitoras. Dezoito dos nossos OCRs encontram-se na vizinhança solar ($d_{\odot} \lesssim 1$ kpc, considerando as incertezas em d_{\odot}). Treze deles devem ter sido tão populosos quanto $N_0 \sim 10^4$ no passado. Esse resultado é consistente com M98, cujas simulações para um aglomerado com população estelar inicial dessa ordem são capazes de reproduzir quantidades observáveis em aglomerados Galácticos (Figura 5.7).

Os demais cinco OCRs (a saber, ESO 324-SC15, NGC 1901, ESO 570-SC12, Alessi 3 e Ruprecht 31) devem ter sido tão ricos quanto $N_0 \sim 10^3$ quando formados. Esses cinco OCRs têm idades estimadas no intervalo $\sim 0,4 - 1,3$ Ganos (Tabela 6.1). Esse resultado é compatível com aqueles apresentados por M97, cujos tempos de dissolução para aglomerados simulados com populações iniciais da ordem de 10^3 estrelas (incluindo binárias primordiais) encontram-se no intervalo $0,5 - 1,1$ Ganos, dependendo da forma da IMF considerada. As escalas de tempo de evaporação previstas por M97 são comparáveis àquelas encontradas por PZMH01, cujos aglomerados simulados com $N_0 = 3000$ estrelas dissolvem em $\sim 1,0 - 1,6$ Ganos, dependendo do perfil de densidade inicial adotado (Capítulo 1).

6.7 Dispersão de velocidades

Movimentos próprios do catálogo UCAC4 foram extraídos para a lista de estrelas membro de cada objeto estudado. Quando necessário, complementamos as informações de movimento próprio com dados do catálogo PPMXL. Seguindo o mesmo procedimento da Seção 5.6, construímos a distribuição de velocidades angulares projetadas ($V_p = \sqrt{\mu_{\alpha}^2 * \cos^2 \delta + \mu_{\delta}^2}$) para cada objeto,

como mostrado nas Figuras 6.36 a 6.40. Os *bins* dos histogramas valem tipicamente $1 \times \Delta V_p$, onde ΔV_p é a incerteza média em V_p para a amostra de membros de cada aglomerado.

Primeiramente, uma rotina de exclusão iterativa (*sigma-clipping*) foi aplicada aos dados exibidos nas Figuras 6.36 a 6.40, para identificação de picos muito desviantes em relação aos valores médios (histogramas hachurados). Os critérios de exclusão adotados variaram de $1,5$ a $3,5 \sigma$ e o critério de convergência adotado foi simplesmente a estabilidade da amostra final sob novas iterações de exclusão. Conforme BB05, picos de alta velocidade são majoritariamente produzidos por sistemas binários (ou múltiplos) não resolvidos. Ao final do procedimento, obtivemos distribuições de V_p residuais, representadas pelos histogramas abertos. Em seguida, a dispersão σ_{V_p} das velocidades projetadas foi determinada para cada histograma residual. As dispersões de velocidades tridimensionais (σ_v) foram obtidas considerando-se que as componentes de velocidade das estrelas são isotropicamente distribuídas, isto é, $\sigma_v = \sqrt{3/2} \sigma_{V_p}$.

Os valores de σ_v para nossos objetos são registrados na quarta coluna da Tabela 6.2. Incertezas provêm de propagação de erros. Preferiu-se a determinação das dispersões amostrais de σ_v ao invés do ajuste de gaussianas aos picos de menores velocidades (como realizado por BB05) em função da escassez de estrelas e assimetrias no caso dos remanescentes, o que dificulta ajustes estatisticamente significativos. Dessa forma, garantimos uniformidade no tratamento do conjunto de objetos estudados.

6.7.1 Checando a aproximação isotrópica

Os OCRs NGC 1901, NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772 foram observados espectroscopicamente (referências na Tabela 6.2). Nesses casos, podemos restringir suas listas de membros àquelas estrelas para as quais há informação de velocidade radial (V_r) e verificar a validade da aproximação isotrópica. Há também informações espectroscópicas para outros 2 OCRs: Ruprecht 3 e NGC 1252. No primeiro caso, Pavani et al. (2003) não obtiveram V_r para as estrelas membro e, no segundo caso, apenas 2 estrelas membro identificadas por MMM13 apresentam medidas de V_r . Assim, para esses dois OCRs, não foi possível checar a aproximação de isotropia das velocidades.

Cinco das 14 membros de NGC 1901 identificadas por Carraro et al. (2007) foram consideradas estrelas únicas, com base em medidas de V_r multiépoca. A dispersão das velocidades espaciais ($v = \sqrt{V_r^2 + \mu_\alpha^2 \cos^2 \delta + \mu_\delta^2}$) para essa subamostra resultou $4,9 \pm 1,9$ km/s. Considerando a aproximação isotrópica ($\sigma_v = \sqrt{3/2} \sigma_{V_p}$) para essas 5 estrelas, temos $\sigma_v = 5,9 \pm 1,9$ km/s. Considerando todas as estrelas membro, com ou sem espectros, obtivemos, dentro

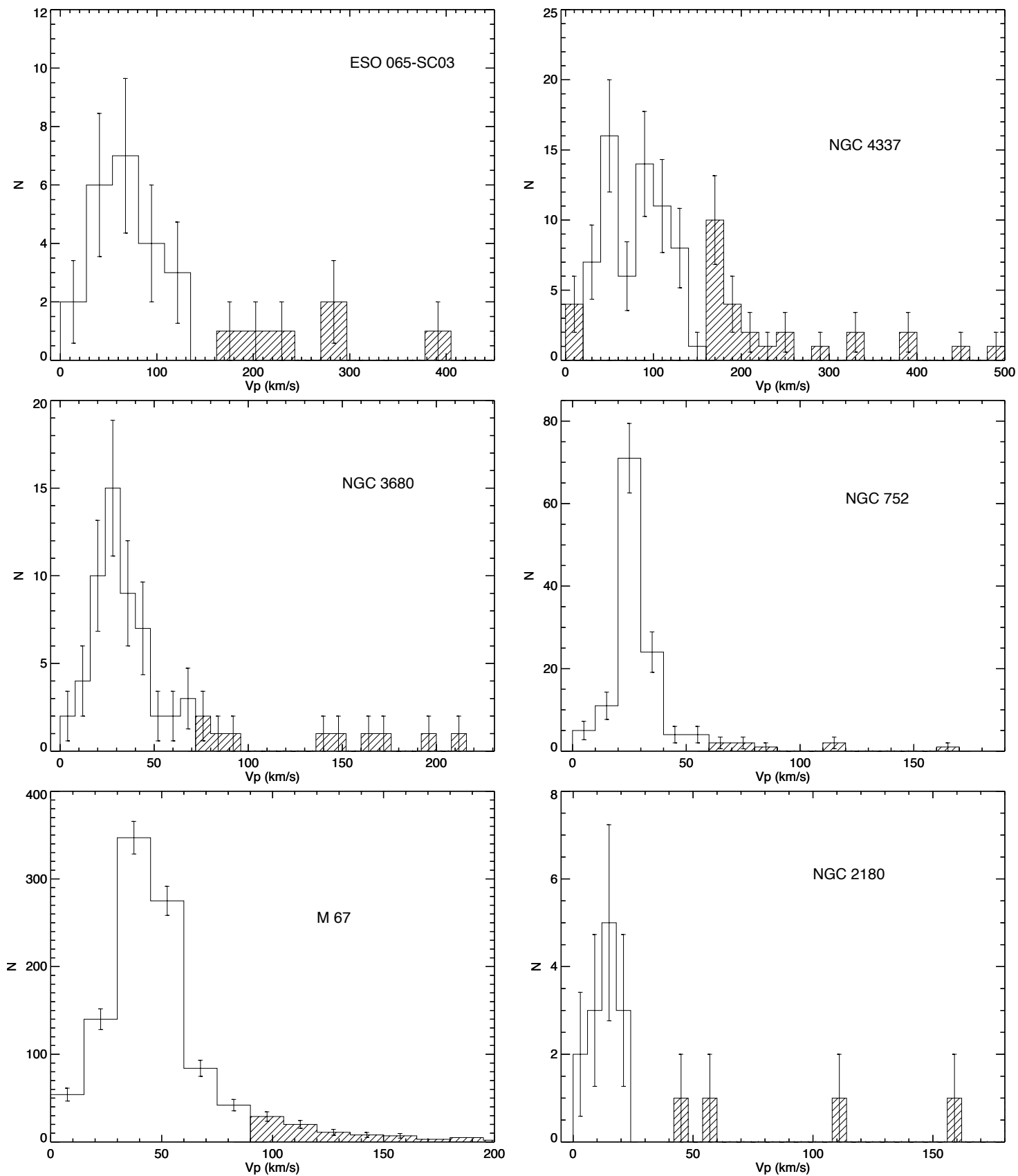


Figura 6.36: Distribuições de velocidades angulares projetadas para estrelas membro de ESO 065-SC02, NGC 4337, NGC 3680, NGC 752, M 67 e NGC 2180. Os histogramas preenchidos representam picos altamente desviantes dos valores médios, identificados após a rotina *sigma-clipping*. Os histogramas abertos foram utilizados para o cálculo de σ_{v_p} e σ_v . Barras de erro de Poisson são mostradas.

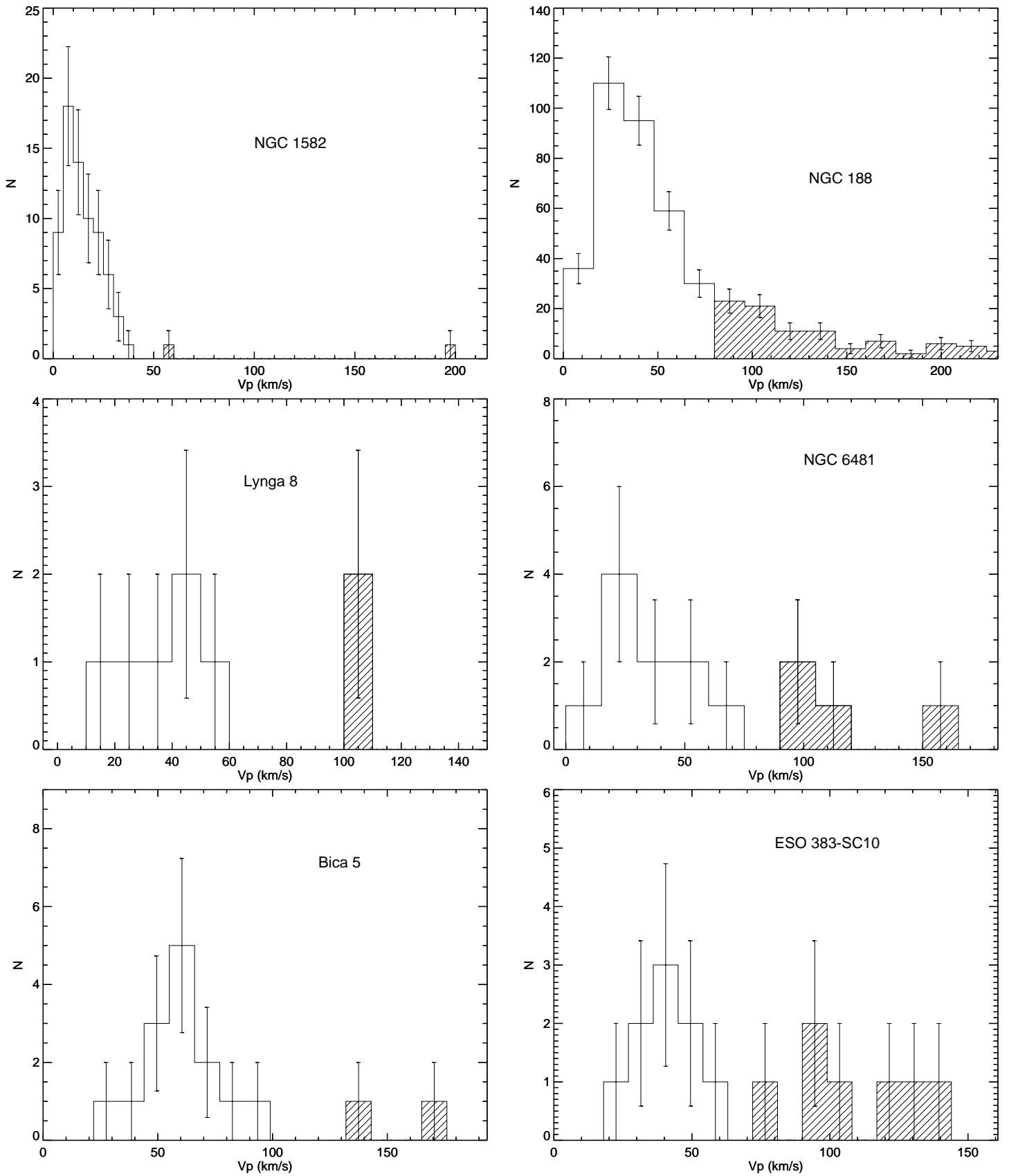


Figura 6.37: O mesmo da Figura 6.36, porém para NGC 1582, NGC 188, Lynga 8, NGC 6481, Bica 5 e ESO 383-SC10.

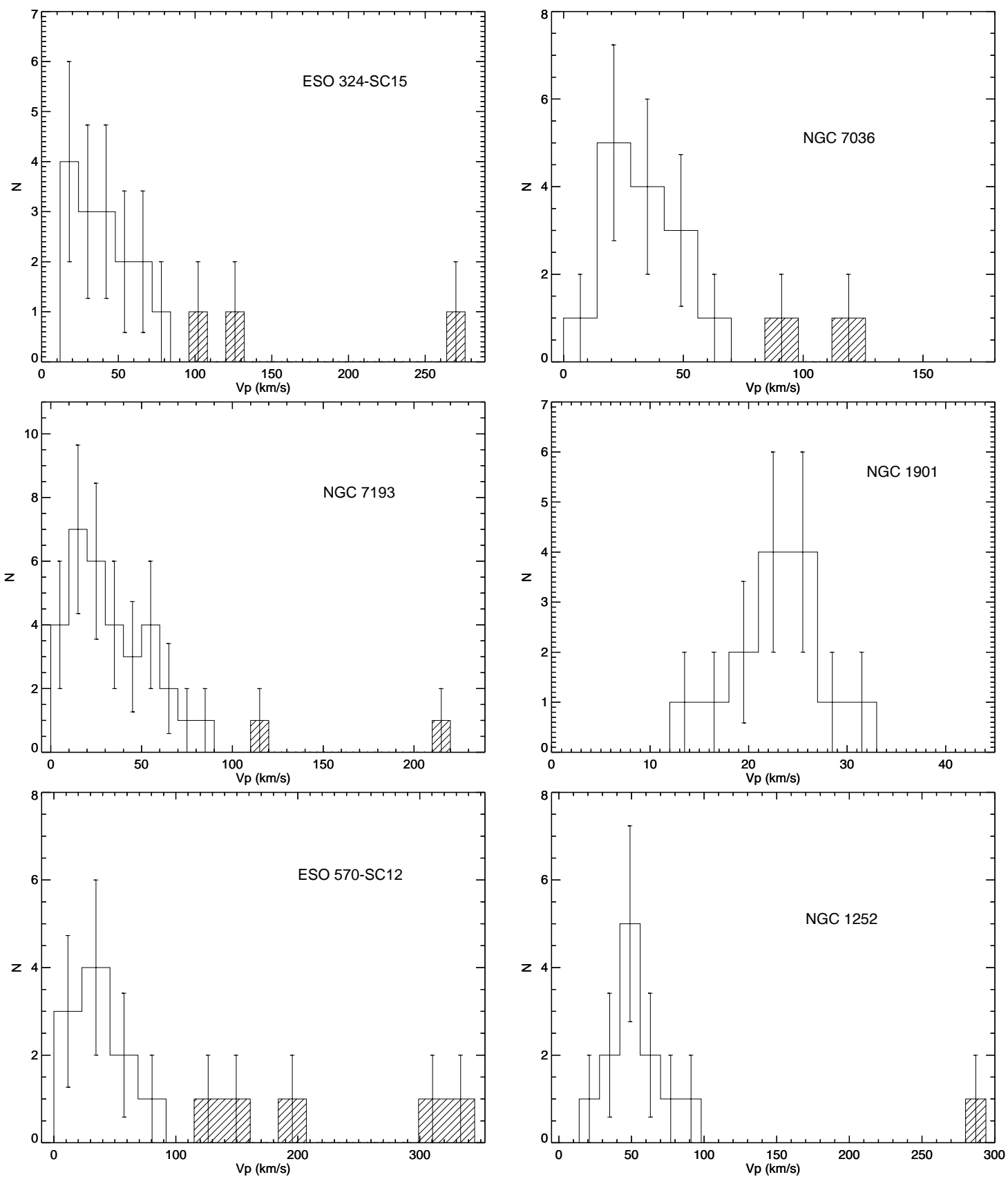


Figura 6.38: O mesmo da Figura 6.36, porém para ESO 324-SC15, NGC 7036, NGC 7193, NGC 1901, ESO 570-SC12 e NGC 1252.

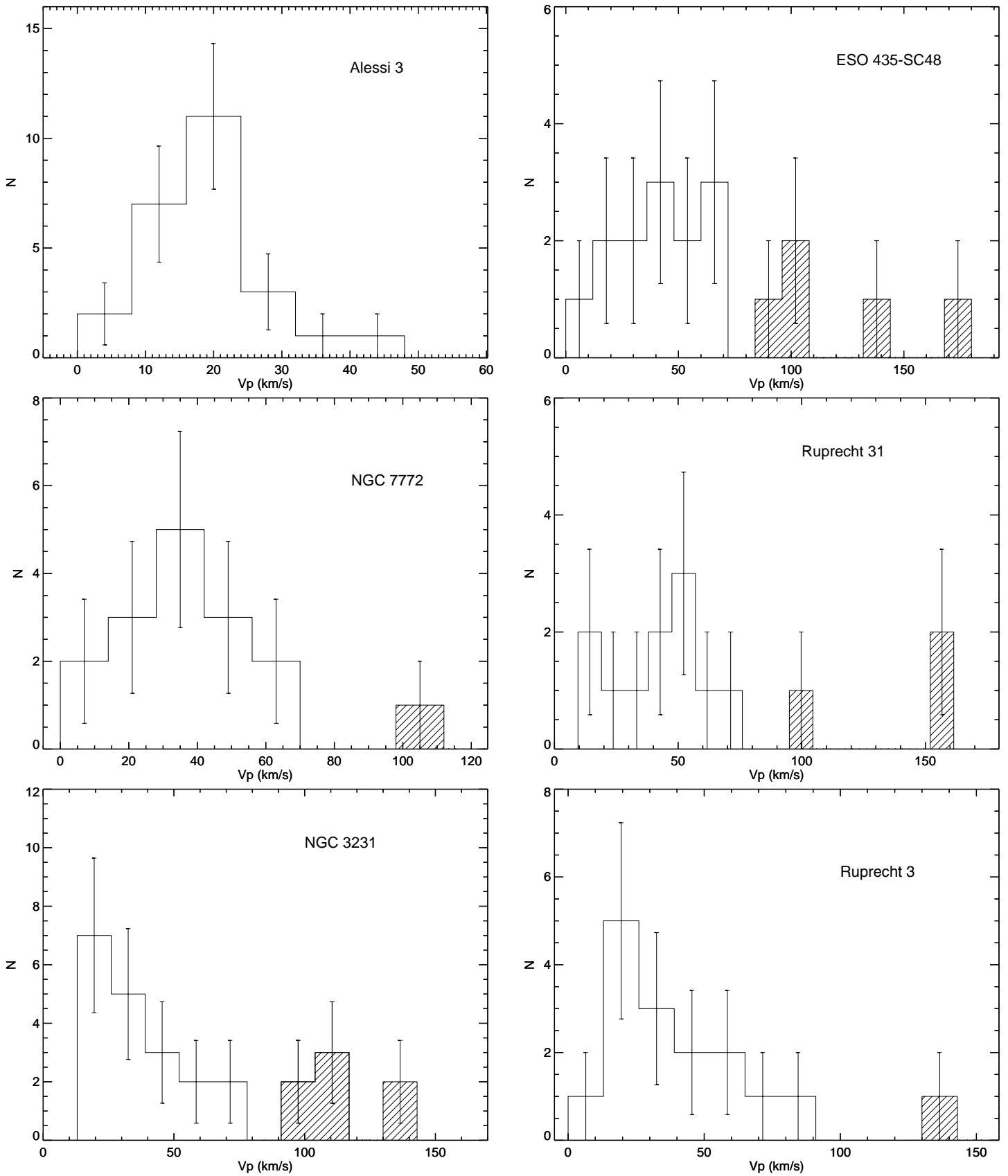


Figura 6.39: O mesmo da Figura 6.36, porém para Alessi 3, ESO 435-SC48, NGC 7772, Ruprecht 31, NGC 3231 e Ruprecht 3.

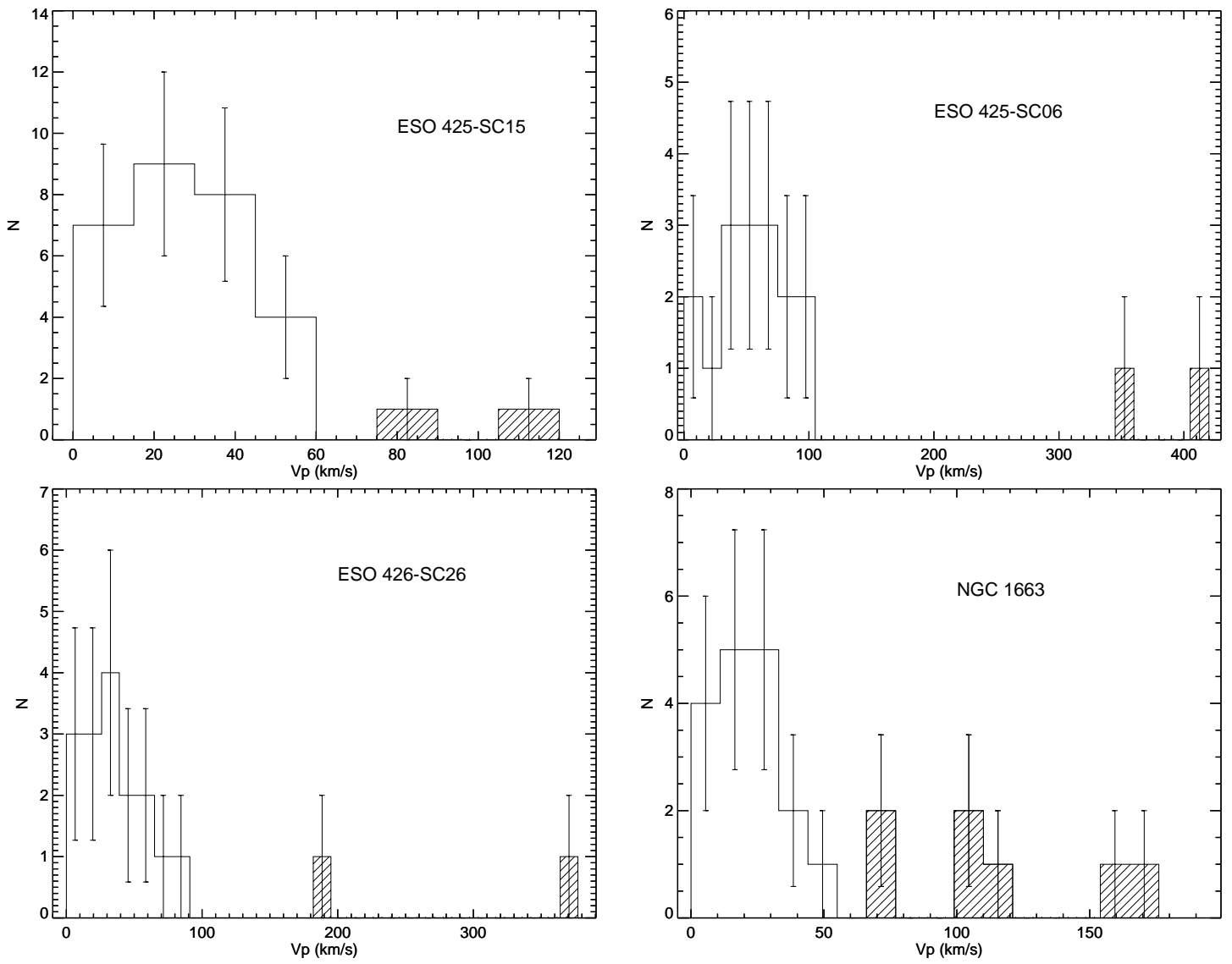


Figura 6.40: O mesmo da Figura 6.36, porém para ESO 425-SC15, ESO 425-SC06, ESO 426-SC26 e NGC 1663.

da aproximação isotrópica, $\sigma_v = 5,3 \pm 1,0$ km/s (Tabela 6.2).

Tabela 6.4: Checando a aproximação isotrópica para NGC 1901, NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772

Objeto	$\sigma_{v,isot}$ (km/s)	$\sigma_{v,esp}$ (km/s)
NGC 1901	$5,3 \pm 1,0$	$4,9 \pm 1,9$
NGC 7193	$25,6 \pm 2,7$	$20,9 \pm 1,7$
ESO 425-SC15	$20,4 \pm 2,9$	$26,0 \pm 2,6$
NGC 7772	$21,4 \pm 2,5$	$21,5 \pm 1,7$

Nos casos de NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772, a aproximação isotrópica foi verificada na Seção 5.6. Reproduzimos na Tabela 6.4, por completudeza, os resultados; em cada caso, determinamos a dispersão de velocidades via aproximação isotrópica ($\sigma_{v,isot}$) e via velocidades espaciais ($\sigma_{v,esp}$). Vemos que a aproximação isotrópica provou ser adequada à nossa análise, dado que em todos os casos os valores de σ_v derivados por ambos os métodos resultaram em valores compatíveis entre si.

6.8 Comparando propriedades dinâmicas de remanescentes

Na Figura 6.41, as densidades estelares dos nossos objetos foram representadas em função das dispersões de velocidade σ_v . A amostra foi dividida em três intervalos de idade: $t(\text{Ganos}) \leq 1,5$ (vermelho), $1,5 < t(\text{Ganos}) \leq 3$ (verde) e $t(\text{Ganos}) > 3$ (azul). Mesmo com densidades que variam consideravelmente entre si, os valores típicos de σ_v para os OCRs encontram-se no intervalo $\sim 15 - 35$ km/s, como indicado pelos histogramas hachurados na parte inferior esquerda da figura. Esse intervalo de dispersão é comparável àquele encontrado por PB07, os quais construíram histogramas compostos $V_p - V_M$ (velocidades angulares projetadas no céu reduzidas ao repouso; V_M é a mediana de velocidades derivada para um dado aglomerado) para uma amostra de OCRs. Nos histogramas compostos para os grupos “A” e “B” de PB07 (Figuras 5.35 e 5.34 do presente trabalho), os picos de menores velocidades de $V_p - V_M$ apresentam larguras a meia altura da ordem de ~ 12 km/s e ~ 25 km/s, respectivamente. Considerando isotropia, esses valores convertem-se em σ_v da ordem de ~ 15 e ~ 30 km/s (Seção 5.6).

A massa dinâmica (M_{din}) de um sistema gravitacionalmente coeso, isotrópico e em equilíbrio de virial é dada pela expressão (e.g., PZMG10)

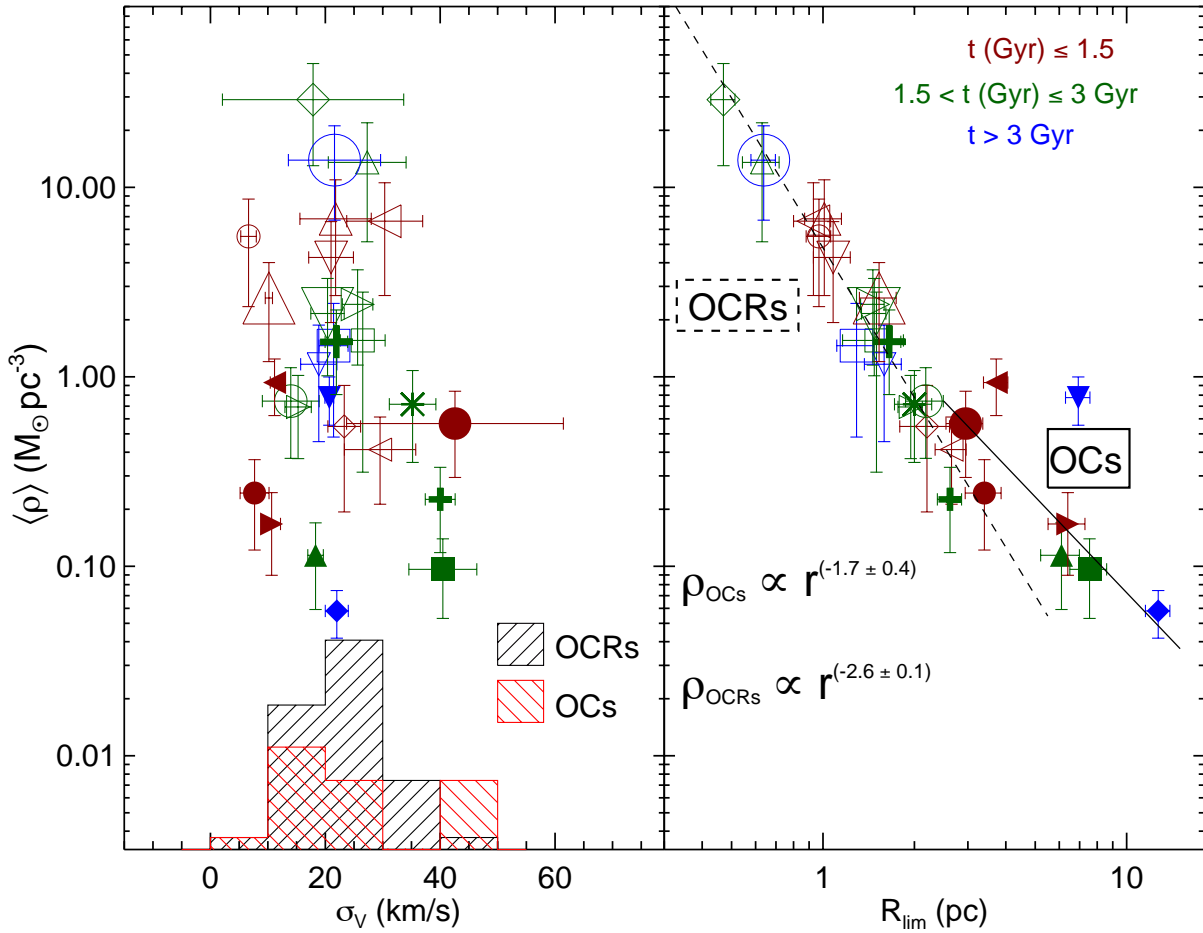


Figura 6.41: Painel esquerdo: Densidade estelares m3dias ($\langle \rho \rangle = 3M/4\pi R_{lim}^3$) em fun3o das dispers3es de velocidade (σ_v) para os aglomerados das Tabelas 6.1 e 6.2. Os s3mbolos s3o os iguais aos utilizados nas Figuras 6.33 e 6.34. A amostra foi dividida em tr3s intervalos de idade, conforme a legenda. Os histogramas foram normalizados para que possam ser visualizados na mesma figura. Painel direito: Densidade em fun3o do raio limite (R_{lim}). As linhas tracejada e cont3nua representam ajustes aos *loci* de dados definidos pelos OCRs e OCs, respectivamente. Indicou-se tamb3m a lei de pot3ncia ($\rho \propto r^\alpha$) ajustada em cada caso.

$$M_{din} = 6\sigma_{1D}^2 R/G \quad (6.1)$$

onde σ_{1D} é a dispersão de velocidades ao longo da linha de visada e R é o raio de virial (ou raio gravitacional efetivo, eq. 1.1). Tomando os dados da Tabela 6.2 e considerando a aproximação em primeira ordem $R = R_{lim}$, juntamente à relação $\sigma_{1D} = \sigma_v/\sqrt{3}$ (aproximação isotrópica), obtivemos valores de M_{din} que diferem das massas fotométricas por várias ordens de magnitude. De fato, espera-se que a evolução dinâmica dos OCRs conduza a configurações estáveis, como binárias ou mesmo sistemas triplos de longa-duração, o que eleva as dispersões de velocidade. Simulações numéricas (M97) mostram que a fração total de binárias aumenta com o tempo quando a população remanescente do aglomerado atinge valores inferiores a 1/3 de sua população inicial.

Os resultados mostrados nas Figuras 6.33, 6.34 e 6.41 sugerem que, independentemente de suas idades e densidades, aglomerados localizados próximo ao círculo solar (R_G entre $\sim 7 - 9$ kpc; Figura 6.35) e que se encontram à beira de sua completa dissolução em meio ao campo Galáctico tendem a apresentar massas, raios limite e dispersões de velocidade dentro de intervalos razoavelmente bem definidos (M entre $\sim 10 - 35M_\odot$, $R_{lim} \lesssim 2,5$ pc, σ_v entre $\sim 15 - 35$ km/s). Dessa forma, pode-se interpretar que a evolução dinâmica de longo-termo de populações estelares inicialmente populosas tem como consequência remanescentes cujos estados dinâmicos são semelhantes entre si.

Na Figura 6.41, painel direito, as densidades estelares médias ($\langle\rho\rangle = 3M/4\pi R_{lim}^3$) são representadas em função de R_{lim} . Dado que os OCRs apresentam massas semelhantes entre si, suas densidades seguem, de forma aproximada, a relação

$$\rho \propto R^{-3}, \quad (6.2)$$

como esperado; o ajuste da função $\rho(R)$ ao conjunto de dados dos OCRs resultou

$$\rho \propto R^{(-2,8\pm 0,1)}. \quad (6.3)$$

Podemos ver que os dados não são segregados em idade ao longo do *locus* ocupado pelos OCRs (linha pontilhada ajustada aos dados na Figura 6.41, painel direito), visto que os R_{lim} desses objetos não apresentam tendência com suas idades (Figura 6.34). Os OCs ocupam um *locus* diferente, para o qual uma tentativa de ajuste (linha contínua) resultou:

$$\rho \propto R^{(-1,7\pm 0,4)}. \quad (6.4)$$

Essa relação será melhor delimitada ao elevarmos o número de objetos investigados, o que será feito em trabalhos futuros.

Um argumento possível, porém incorreto, poderia ser colocado contra a hipótese de os OCRs serem, de fato, concentrações estelares reais: objetos tão pobremente povoados deveriam, a princípio, evaporar-se em uma escala de tempo relativamente curta, proporcional ao tempo de relaxação do sistema (eq. 1.9). Tomando o número de estrelas membro estimado para cada um dos OCRs estudados, juntamente a seus respectivos valores de R_{lim} , σ_v (Tabela 6.2) e adotando a eq. 1.1 para o tempo de cruzamento, os tempos de dissolução resultaram entre 3 – 30 Manos. Com escalas de tempo tão curtas em comparação com as idades estimadas para os OCRs, seria bastante improvável observarmos essas estruturas em seus estágios finais de dissolução. Devemos enfatizar, no entanto, que esse raciocínio está correto no caso de OCs nascidos com poucas dezenas de estrelas (MMM13). OCRs observados hoje são descendentes de populações progenitoras consideravelmente mais massivas; conseqüentemente, a análise colocada acima não se aplica aos remanescentes. Como mencionamos anteriormente, espera-se que aglomerados com populações iniciais N_0 entre $10^3 - 10^4$ estrelas sobrevivam por escalas de tempo longas; como mostrado por M98, um aglomerado simulado com $N_0 = 10\,010$ resulta em um OCR com 32 estrelas após 5,4 Ganos.

Capítulo 7

Considerações finais e conclusões

No presente trabalho, tivemos a oportunidade de caracterizar uma amostra de objetos previamente catalogados na literatura como OCRs ou candidatos a OCR. Quatro deles (NGC 7193, ESO 425-SC15, NGC 7772 e ESO 429-SC02; Capítulo 5) foram observados espectroscopicamente com o telescópio Gemini-Sul. Para o estudo desses quatro objetos, aplicamos uma metodologia uniforme que provou ser útil à análise de concentrações estelares pobremente povoadas. Nosso método combina diferentes tipos de dados (fotometria, tipos espectrais, metalicidades, velocidades radiais e movimentos próprios), os quais são analisados conjuntamente. Em cada caso, levando em conta aspectos evolutivos, estruturais e cinemáticos, verificamos a coerência entre as propriedades das estrelas observadas e identificamos membros. Em seguida, caracterizamos o estado evolutivo dos objetos que provaram ser concentrações estelares reais (NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772), determinando parâmetros físicos intimamente associados à evolução dinâmica: massa, idade, raio limite, densidade e dispersão de velocidades. ESO 429-SC02, por sua vez, provou ser um asterismo.

Outros 14 remanescentes foram estudados via fotometria e movimentos próprios (Capítulo 6); nesses casos, a seleção de estrelas membro foi realizada através da aplicação de um algoritmo de descontaminação (MSC10). Derivamos os parâmetros astrofísicos de cada objeto tomando os dados das estrelas com maiores probabilidades de pertença e que definem sequências evolutivas ao longo de seus respectivos CMDs. Outros três OCRs (NGC 1252, NGC 1901 e Ruprecht 3) apresentam listas de membros publicadas na lite-

ratura, a partir das quais seus parâmetros astrofísicos foram determinados. Sete objetos considerados OCs em estágios evolutivos/dinâmicos avançados também foram estudados, para comparação. Um objeto adicional (ESO 065-SC03), catalogado previamente na literatura como um OCR, foi considerado neste trabalho um objeto em estágio evolutivo intermediário entre OCs e OCRs.

É notável que, embora pobremente povoados, os remanescentes exibem contraste estelar significativo comparativamente ao campo, com relação ao número de estrelas contadas em seu interior. Essa é uma condição necessária no sentido de estabelecermos sua natureza física. Notamos que o raio limite desses objetos é comparável ao raio nuclear previsto por simulações de N -corpos para aglomerados na vizinhança solar com populações iniciais entre $N_0 \sim 10^3 - 10^4$ estrelas. Esse resultado é compatível com um cenário em que, ao longo de sua evolução dinâmica, o aglomerado vai gradativamente perdendo seu conteúdo estelar por evaporação preferencial das estrelas de baixa massa, enquanto que as mais massivas tendem a deslocar-se para as regiões centrais. Esse efeito fica evidente ao verificarmos, nas funções de massa, severa depleção do conteúdo estelar dos nossos OCRs ao longo da baixa sequência principal.

De fato, a relaxação interna devido às interações de dois corpos tem como consequência a evaporação de estrelas de baixa massa (as quais tendem a adquirir maiores velocidades, conforme o princípio de equipartição da energia interna: $mv^2 \sim \text{constante}$) e colapso do núcleo (PZMG10 e referências nele contidas). Em seus estágios evolutivos finais, não verificamos a existência de halos estendidos (Figuras 6.33 e 6.34), visto que a natureza física pouco massiva dos OCRs exige compactação de seus conteúdos estelares, isto é, valores elevados de densidade, capazes de mantê-los coesos gravitacionalmente.

Mesmo sendo poucas (da ordem de algumas dezenas), as estrelas membro dos OCRs apresentam características que denotam uma origem em comum, como a definição de sequências evolutivas nos diagramas fotométricos de forma consistente com seus tipos espectrais, coerência nos dados cinemáticos (movimentos próprios e velocidades radiais), levando-se em conta a presença de possíveis binárias e/ou múltiplas não resolvidas, e metalicidades compatíveis entre si. Esses aspectos foram explorados no estudo que apresentamos sobre NGC 7193, ESO 425-SC15 e NGC 7772, no sentido de estabelecermos a natureza física real dos mesmos. É notável que, independentemente do método adotado para seleção de estrelas membro (via análise conjunta espectroscópica+fotométrica+cinemática ou via aplicação do algoritmo de MSC10), os OCRs apresentam aspectos em comum, ocupando *loci* característicos nos diagramas massa-raio (Figura 6.33), $R_{lim} \times \text{idade}$ (Figura 6.34), $\rho \times \sigma_v$ e $\rho \times R_{lim}$ (Figura 6.41). A disposição dos dados nesses diagramas

não exibe tendência com a idade dos remanescentes.

OCRs são caracterizados como estruturas cujos valores de massa, raio limite, densidade estelar e dispersão de velocidades encontram-se, tipicamente, nos intervalos M entre $\sim 10 - 35 M_{\odot}$, $R_{lim} \lesssim 3 \text{ pc}$, $\rho \gtrsim 0,32 M_{\odot}/\text{pc}^3$, σ_v entre $\sim 15 - 35 \text{ km/s}$. A maioria dos objetos estudados encontram-se na vizinhança solar, região na qual a densidade crítica (ρ_c) para sobrevivência ante os efeitos destrutivos de maré da Galáxia é da ordem de $\sim 0,1 M_{\odot}/\text{pc}^3$. Nossos OCRs satisfazem esse critério de estabilidade, visto que $\rho_{OCRs} > \rho_c$. Os OCs dinamicamente evoluídos, por sua vez, são estruturas mais estendidas, em geral. A natureza mais massiva desses objetos aparentemente permitiu-os estender sua influência gravitacional por distâncias $R_{lim} \gtrsim 3 \text{ pc}$ (Figura 6.34), o que é consequência da interação com o campo gravitacional Galáctico em conjunto com o aquecimento dinâmico interno.

Esses resultados sugerem que, após um longo histórico evolutivo envolvendo perda de massa por evolução estelar, nos estágios iniciais, e efeitos puramente dinâmicos em estágios mais avançados (efeitos estes que incluem relaxação interna, interações externas e efeitos estocásticos, como encontros com nuvens densas e choques com o disco), os aglomerados perdem a “memória” de suas condições iniciais de formação e atingem um estágio evolutivo final (remanescente) no qual seus parâmetros dinâmicos encontram-se dentro de limites razoavelmente restritos. Ou seja, concluímos que os estados evolutivos/dinâmicos dos OCRs são compatíveis entre si. Alguns de nossos OCRs apresentam idades e distâncias Galactocêntricas semelhantes a alguns dos OCs evoluídos estudados no Capítulo 6, como é o caso dos pares OC – OCR: NGC 4337 – Lynga 8, NGC 752 – Ruprecht 31 e NGC 3680 – NGC 7193. Embora esses objetos tenham sido submetidos, supostamente, a interações externas semelhantes, os OCRs se encontram em um estágio dinâmico mais avançado em relação aos OCs correspondentes. Essas diferenças podem ser atribuídas às condições iniciais de formação desses objetos. Pudemos verificar que NGC 2180 e ESO 065-SC03 representam estados evolutivos de transição entre OCs e OCRs.

Partindo de resultados de simulações de N -corpos, utilizamos um escalonamento aproximado entre tempo de dissolução e número inicial de estrelas de aglomerados na vizinhança solar (eq. 1.13). Nossos resultados sugerem que OCRs observados hoje são, de fato, remanescentes de aglomerados inicialmente populosos ($N_0 \sim 10^3 - 10^4$ estrelas), em concordância com os resultados de M97 e M98. As dispersões de velocidade encontradas para nossos OCRs são comparáveis aos valores determinados para os OCs evoluídos (histogramas da Figura 6.41) e são consistentes com o intervalo de σ_v obtido por PB07 a partir de histogramas compostos de velocidades angulares projetadas (Figuras 5.34 e 5.35). Nossos valores de σ_v são, no entanto, consideravelmente

maiores do que os valores típicos encontrados para OCs ($\sigma_v \sim 1$ km/s; Binney & Tremaine 2008). Isso é consequência do efeito de equipartição de energia, o qual leva à evaporação de estrelas e faz com que haja um aumento da dispersão de velocidades. A elevada fração de binárias (primordiais ou formadas dinamicamente) nas partes centrais de aglomerados evoluídos contribui para elevar a dispersão de velocidades, visto que, em um sistema binário, a presença de uma estrela secundária perturba apreciavelmente o movimento da estrela primária dentro do aglomerado (a velocidade típica das estrelas em um sistema binário é ~ 20 km/s; Binney & Merrifield 1998).

Os valores elevados de σ_v encontrados para os OCRs, em conjunto com o fato de esses sistemas serem intrinsecamente pobremente povoados, poderiam levar à conclusão equivocada de que seria altamente improvável observar tais estruturas em seus estágios evolutivos finais, em razão de seus tempos de relaxação serem muito curtos. No entanto, como dito acima, os remanescentes observados hoje são resíduos da evolução de populações progenitoras muito mais ricas e que, portanto, foram capazes de sobreviver por longos períodos.

Por fim, o presente trabalho nos permitiu responder a um questionamento fundamental: de fato é possível observar estruturas marginalmente distinguíveis do campo e que são o registro “fóssil” da evolução de aglomerados abertos Galácticos, visto que cada um desses objetos ainda guarda consigo características de um agrupamento de estrelas com origem comum. Além disso, pudemos caracterizá-los e, dessa forma, estabelecer vínculos observacionais para modelos evolutivos. Em trabalhos futuros, pretendemos aumentar a amostra, aplicando nosso método a um conjunto maior de candidatos a remanescente dispostos em diferentes localizações dentro da Galáxia, não limitando nossa compreensão apenas à vizinhança solar. O refinamento do processo de seleção de membros será possível mediante o uso, dentre outras bases de dados, das informações espectroscópicas a serem disponibilizadas pela missão observacional Gaia (Gaia Collaboration et al., 2016).

Dessa forma, teremos condições de estabelecer conclusões com uma fundamentação ainda mais sólida acerca das propriedades gerais desses desafiadores objetos. O estudo dos OCRs é um assunto de grande interesse, visto que são essenciais para a compreensão do processo de dissolução dos aglomerados e são importantes para nosso entendimento a respeito da formação e evolução do disco Galáctico.

Referências Bibliográficas

- Anderson E., Francis C., 2012, *Astronomy Letters*, 38, 331
- Angelo M. S., 2012, Master's thesis, Universidade Federal de Minas Gerais
- Angelo M. S., Corradi W. J. B., Santos Jr. J. F. C., Maia F. F. S., 2015, in SAB ed., *Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira Vol. 33*, Investigação de remanescentes de aglomerados abertos galácticos: os casos de ngc 7193 e ngc 7772. p. 238
- Angelo M. S., Santos Jr. J. F. C., Corradi W. J. B., Maia F. F. S., Piatti A. E., 2017, *RAA*, 17, 4
- Baumgardt H., Makino J., 2003, *MNRAS*, 340, 227
- Bessell M. S., Brett J. M., 1988, *PASP*, 100, 1134
- Bica E., Bonatto C., 2005, *A&A*, 431, 943 (BB05)
- Bica E., Bonatto C., Blumberg R., 2006, *A&A*, 460, 83
- Bica E., Santiago B. X., Dutra C. M., Dottori H., de Oliveira M. R., Pavani D., 2001, *A&A*, 366, 827
- Binney J., Merrifield M., 1998, *Galactic Astronomy*. Princeton University Press
- Binney J., Tremaine S., 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition*. Princeton University Press
- Blackwell D. E., Petford A. D., Arribas S., Haddock D. J., Selby M. J., 1990, *A&A*, 232, 396
- Bonatto C., Bica E., Girardi L., 2004, *A&A*, 415, 571
- Bonatto C., Bica E., Pavani D. B., 2004, *A&A*, 427, 485
- Bonatto C., Bica E., Santos Jr. J. F. C., 2005, *A&A*, 433, 917

Bonatto C., Kerber L. O., Bica E., Santiago B. X., 2006, *A&A*, 446, 121

Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127 (BMG12)

Campos F., Kepler S. O., Bonatto C., Ducati J. R., 2013, *MNRAS*, 433, 243

Carpenter J. M., 2001, *AJ*, 121, 2851

Carraro G., 2002, *A&A*, 385, 471 (C02)

Carraro G., de La Fuente Marcos R., Villanova S., Moni Bidin C., de La Fuente Marcos C., Baumgardt H., Solivella G., 2007, *A&A*, 466, 931

Carraro G., Dinescu D. I., Girard T. M., van Altena W. F., 2005, *A&A*, 433, 143

Carraro G., Monaco L., Villanova S., 2014, *A&A*, 568, A86

Casagrande L., Ramírez I., Meléndez J., Asplund M., 2012, *ApJ*, 761, 16

Casagrande L., Schönrich R., Asplund M., Cassisi S., Ramírez I., Meléndez J., Bensby T., Feltzing S., 2011, *A&A*, 530, A138

Chen B., Stoughton C., Smith J. A., Uomoto A., Pier J. R., Yanny B., Ivezić Ž., York D. G., Anderson J. E., Annis J., Brinkmann J., Csabai I., Fukugita M., Hindsley R., Lupton R., Munn J. A., SDSS Collaboration 2001, *ApJ*, 553, 184

Ciddor P., 1996, *Appl. Opt.*, 35, 1566

Coelho P. R. T., 2014, *MNRAS*, 440, 1027

Cohen M., Wheaton W. A., Megeath S. T., 2003, *AJ*, 126, 1090

de La Fuente Marcos R., 1996, *A&A*, 314, 453

de La Fuente Marcos R., 1997, *A&A*, 322, 764 (M97)

de La Fuente Marcos R., 1998, *A&A*, 333, L27 (M98)

de la Fuente Marcos R., de la Fuente Marcos C., Moni Bidin C., Carraro G., Costa E., 2013, *MNRAS*, 434, 194 (MMM13)

de Wit W. J., Testi L., Palla F., Zinnecker H., 2005, *A&A*, 437, 247

Delgado Mena E., Bertrán de Lis S., Adibekyan V. Z., Sousa S. G., Figueira

- P., Mortier A., González Hernández J. I., Tsantaki M., Israelian G., Santos N. C., 2015, *A&A*, 576, A69
- Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lépine J. R. D., 2002, *A&A*, 389, 871 (DAML02)
- Eggleton P., 2006, *Evolutionary Processes in Binary and Multiple Stars*. Cambridge University Press
- ESA ed. 1997, *The HIPPARCOS and TYCHO catalogues. Astrometric and photometric star catalogues derived from the ESA HIPPARCOS Space Astrometry Mission Vol. 1200 of ESA Special Publication*
- Francis C., Anderson E., 2012, *Astronomy Letters*, 38, 681 (FA12)
- Gaia Collaboration Prusti T., de Bruijne J. H. J., Brown A. G. A., Vallenari A., Babusiaux C., Bailer-Jones C. A. L., Bastian U., Biermann M., Evans D. W., et al. 2016, *A&A*, 595, A1
- Gieles M., 2010, in de Grijs R., Lépine J. R. D., eds, *IAU Symposium Vol. 266 of IAU Symposium, Star cluster disruption*. pp 69–80
- Gies D. R., 1987, *ApJS*, 64, 545
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 2000, *A&AS*, 141, 371
- González Hernández J. I., Bonifacio P., 2009, *A&A*, 497, 497 (GB09)
- Harris W. E., 1996, *AJ*, 112, 1487
- Henden A. A., Welch D. L., Terrell D., Levine S. E., 2009, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts #214 Vol. 214 of American Astronomical Society Meeting Abstracts, The AAVSO Photometric All-Sky Survey (APASS)*. p. 669
- Herwig F., 2005, *ARA&A*, 43, 435
- Hills J. G., 1980, *ApJ*, 235, 986
- Høg E., Fabricius C., Makarov V. V., Urban S., Corbin T., Wycoff G., Bastian U., Schwekendiek P., Wicenec A., 2000, *A&A*, 355, L27
- Hogan E., 2010, in *Gemini Data Workshop What to do when things go wrong: Gemini help desk*. Tucson, Arizona
- Holmberg J., Flynn C., 2000, *MNRAS*, 313, 209

Holmberg J., Nordström B., Andersen J., 2009, *A&A*, 501, 941

Horne K., 1986, *PASP*, 98, 609

Husser T.-O., Wende-von Berg S., Dreizler S., Homeier D., Reiners A., Barman T., Hauschildt P. H., 2013, *A&A*, 553, A6

Joshi G. C., Joshi Y. C., Joshi S., Chowdhury S., Tyagi R. K., 2015, *PASA*, 32, e022

Kaler J. B., 1997, *Stars and their Spectra*. Cambridge University Press

Katz D., Soubiran C., Cayrel R., Adda M., Cautain R., 1998, *A&A*, 338, 151

Kerber L. O., Javiel S. C., Santiago B. X., 2001, *A&A*, 365, 424

King I., 1962, *AJ*, 67, 471

King I. R., 1966, *AJ*, 71, 64

Koornneef J., 1983, *A&A*, 128, 84 (K83)

Krause M. G. H., Charbonnel C., Bastian N., Diehl R., 2016, *A&A*, 587, A53

Kroupa P., 2001, *MNRAS*, 322, 231

Kroupa P., Tout C. A., Gilmore G., 1993, *MNRAS*, 262, 545

Kučinskas A., Hauschildt P. H., Ludwig H.-G., Brott I., Vansevičius V., Lindegren L., Tanabé T., Allard F., 2005, *A&A*, 442, 281

Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57

Lamers H. J. G. L. M., Gieles M., Bastian N., Baumgardt H., Kharchenko N. V., Portegies Zwart S., 2005, *A&A*, 441, 117

Lamers H. J. G. L. M., Gieles M., Portegies Zwart S. F., 2005, *A&A*, 429, 173

Leggett S. K., 1992, *ApJS*, 82, 351

Luck R. E., 2014, *AJ*, 147, 137

Luck R. E., 2015, *AJ*, 150, 88

Lynga G., , 1987, *Fifth Catalogue of Open Cluster Data (CDS)*

Maia F. F. S., 2012, PhD thesis, Universidade Federal de Minas Gerais, Belo Horizonte, MG

- Maia F. F. S., Corradi W. J. B., Santos Jr. J. F. C., 2010, MNRAS, 407, 1875 (MSC10)
- Maia F. F. S., Santos Jr. J. F. C., Corradi W. J. B., 2011, in SAB ed., XXXVI Reunião Anual da Sociedade Astronômica Brasileira Vol. 1, ESO442-SC04: A dissolving star cluster?. Águas de Lindóia
- Maia F. F. S. M., Santos Jr. J. F. C., Corradi W. J. B., Piatti A. E., 2009, in Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía Vol. 52, Caracterización de cúmulos abiertos a través de correlaciones cruzadas con librerías de espectros. p. 109 (MSCP09)
- McMillan S., Hut P., 1994, ApJ, 427, 793
- Mermilliod J.-C., 1996, in Milone E. F., Mermilliod J.-C., eds, The Origins, Evolution, and Destinies of Binary Stars in Clusters Vol. 90 of Astronomical Society of the Pacific Conference Series, The Open Cluster DataBase. p. 475
- Miller G. E., Scalo J. M., 1979, ApJS, 41, 513
- Moultaka J., Ilovaisky S. A., Prugniel P., Soubiran C., 2004, PASP, 116, 693
- Newton E. R., Charbonneau D., Irwin J., Berta-Thompson Z. K., Rojas-Ayala B., Covey K., Lloyd J. P., 2014, AJ, 147, 20
- Nordström B., Mayor M., Andersen J., Holmberg J., Pont F., Jørgensen B. R., Olsen E. H., Udry S., Mowlavi N., 2004, A&A, 418, 989
- Ostlie D. A., Carroll B. W., 1996, An Introduction to Modern Stellar Astrophysics. Addison-Wesley
- Pavani D. B., Bica E., 2007, A&A, 468, 139 (PB07)
- Pavani D. B., Bica E., Ahumada A. V., Clariá J. J., 2003, A&A, 399, 113
- Pavani D. B., Kerber L. O., Bica E., Maciel W. J., 2011, MNRAS, 412, 1611
- Portegies Zwart S. F., McMillan S. L. W., Gieles M., 2010, ARA&A, 48, 431 (PZMG10)
- Portegies Zwart S. F., McMillan S. L. W., Hut P., Makino J., 2001, MNRAS, 321, 199 (PZMH01)
- Prugniel P., Soubiran C., 2001, A&A, 369, 1048
- Prugniel P., Vauglin I., Koleva M., 2011, A&A, 531, A165

- Rayner J. T., Cushing M. C., Vacca W. D., 2009, *ApJS*, 185, 289
- Reid M. J., 1993, *ARA&A*, 31, 345
- Reid N., Majewski S. R., 1993, *ApJ*, 409, 635
- Rieke G. H., Lebofsky M. J., 1985, *ApJ*, 288, 618 (RL85)
- Roeser S., Demleitner M., Schilbach E., 2010, *AJ*, 139, 2440
- Rojas-Ayala B., Covey K. R., Muirhead P. S., Lloyd J. P., 2012, *ApJ*, 748, 93
- Salpeter E. E., 1955, *ApJ*, 121, 161
- Sánchez-Blázquez P., Peletier R. F., Jiménez-Vicente J., Cardiel N., Cenarro A. J., Falcón-Barroso J., Gorgas J., Selam S., Vazdekis A., 2006, *MNRAS*, 371, 703
- Santiago B. X., Gilmore G., Elson R. A. W., 1996, *MNRAS*, 281, 871
- Santos Jr. J. F. C., Frogel J. A., 1997, *ApJ*, 479, 764
- Scalo J. M., 1986, *Fund. Cosmic Phys.*, 11, 1
- Schmidt-Kaler T., ed. 1982, *Landolt-Börnstein: Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology - New Series "Gruppe/Group 6 Astronomy and Astrophysics" Volume 2 Schaifers/Voigt: Astronomy and Astrophysics / Astronomie und Astrophysik "Stars and Star Clusters / Sterne und Sternhaufen (SK82)*
- Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening R., Weinberg M. D., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Spitzer L., 1987, *Dynamical evolution of globular clusters*. Princeton University Press
- Spitzer Jr. L., 1958, *ApJ*, 127, 17
- Spitzer Jr. L., 1969, *ApJ*, 158, L139
- Straizys V., Lazauskaitė R., 2009, *Baltic Astronomy*, 18, 19 (SL09)
- Tadross A. L., 2011, *Journal of Korean Astronomical Society*, 44, 1 (T11)
- Taff L. G., 1974, *AJ*, 79, 1280
- Terlevich E., 1987, *MNRAS*, 224, 193

- Theuns T., 1991, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 62, 909
- Tody D., 1993, in R. J. Hanisch, R. J. V. Brissenden, & J. Barnes ed., *Astronomical Data Analysis Software and Systems II* Vol. 52 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, IRAF in the Nineties. p. 173
- Tonry J., Davis M., 1979, *AJ*, 84, 1511 (TD79)
- Urban S. E., Corbin T. E., Wycoff G. L., Martin J. C., Jackson E. S., Zacharias M. I., Hall D. M., 1998, *AJ*, 115, 1212
- Vallee J. P., 1995, *ApJ*, 454, 119
- Vesperini E., McMillan S. L. W., Portegies Zwart S., 2009, *ApJ*, 698, 615
- Zacharias N., Finch C. T., Girard T. M., Henden A., Bartlett J. L., Monet D. G., Zacharias M. I., 2013, *AJ*, 145, 44
- Zacharias N., Urban S. E., Zacharias M. I., Wycoff G. L., Hall D. M., Monet D. G., Rafferty T. J., 2004, *AJ*, 127, 3043
- Zuiderwijk E., Knapen J., 1989, *ING La Palma Technical Note 70*, A spectral atlas of calibration lamps in use with the INT IDS. RGO, Groningen

Apêndice A

Redução dos dados espectroscópicos

Os dados espectroscópicos utilizados neste trabalho foram coletados a partir de observações feitas tanto em modo multi-objeto quanto em modo fenda longa. Os procedimentos gerais de redução são semelhantes para ambos, porém o modo multi-objeto apresenta algumas particularidades. Ao longo deste capítulo, utilizaremos observações realizadas em modo multi-objeto para ilustrar os procedimentos gerais de redução.

A.1 Atualização dos cabeçalhos das imagens

Os registros das observações são estruturados no formato FITS (*Flexible Image Transport System*). Esse formato organiza os arquivos de dados em duas partes distintas: a primeira consiste em um cabeçalho, o qual contém palavras-chave (*keywords*) cujos conteúdos trazem informações referentes ao sítio observacional, instrumento e detalhes das observações; a segunda parte contém a matriz de dados. No caso de arquivos no formato MEF (*Multi-Extension fits*), temos múltiplas matrizes de dados.

A primeira etapa dos procedimentos de redução consiste em atribuir, a cada uma das imagens, o arquivo de definição da máscara (*Mask Definition File*, ou MDF) adequado. Os arquivos MDF são tabelas onde constam o posicionamento, orientação e tamanho das fendas sobre uma determinada máscara de fendas utilizada na aquisição de um conjunto de espectros. Os nomes dos arquivos MDF devem ser adicionados aos cabeçalhos das imagens de ciência (*keyword* MDFFILE), o que é feito através da tarefa GPREPARE.

Além disso, a tarefa identifica quais extensões dos arquivos *.fits* contêm dados de ciência e qual extensão deverá armazenar a tabela MDF correspondente.

A.2 Processamento das imagens de *bias* e *flat field*

Imagens de *bias* (ou “zero”) são obtidas no telescópio com tempos de integração nulos e com o obturador (ou *shutter*, o qual regula a entrada de luz sobre os detectores) fechado. Elas permitem identificar, ao longo da superfície dos CCDs, o nível de ruído adicionado às contagens durante o processo de leitura e digitalização das imagens. Sobreposto a esse nível “zero” de contagens, adiciona-se um nível pedestal, chamado de *overscan*, o qual pode apresentar variações ao longo das linhas dos detectores. Esse padrão de *overscan* + ruído de leitura deve ser subtraído pixel a pixel das imagens de ciência.

A Figura A.1 (parte superior) mostra uma das imagens de *bias* utilizadas em nossas rotinas de redução. Nota-se a presença de *gaps* nas regiões de junção dos detectores (colunas escuras) e de pixels “quentes” (coluna clara à direita do CCD central), isto é, com excessos de contagens em relação às áreas adjacentes. A parte inferior da Figura A.1 ilustra a determinação do nível de *overscan* do CCD2 (central): faz-se um ajuste (*fit*) do número de contagens em função das linhas do detector. Os registros de contagem dos pixels em uma dada linha são então subtraídos do valor do *fit* correspondente, gerando como saída uma imagem de *bias* processada, subtraída de *overscan*. Utilizamos nessa etapa a tarefa GIREDUCE.

Imagens de *flat field* foram obtidas iluminando-se o espectrógrafo uniformemente ao longo do eixo espacial com uma lâmpada de quartzo aquecida (*projector lamp*), a qual apresenta uma intensa assinatura espectral no contínuo. A parte superior da Figura A.2 mostra uma seção (3110×1040 pixels) de uma das imagens de *flat field* utilizadas. Podemos notar a presença de pixels “quentes” ao longo de uma coluna à direita do CCD2 e também nas bordas de alguns dos espectros.

O perfil médio de contagens ao longo de três colunas centrais (colunas 500 a 502 e linhas 340 a 760) do CCD2 é mostrado na parte de baixo da Figura A.2. As regiões com aumento ou queda abrupta do nível contagens correspondem às bordas dos respectivos espectros. As seções que apresentam contagens aproximadamente constantes (entre 30 000 e 40 000 e^-) são as porções iluminadas das fendas.

Após a subtração dos níveis de *bias* e *overscan* (através da tarefa GSREDUCE), os registros de contagem dos pixels dos *flats* são multiplicados pelos

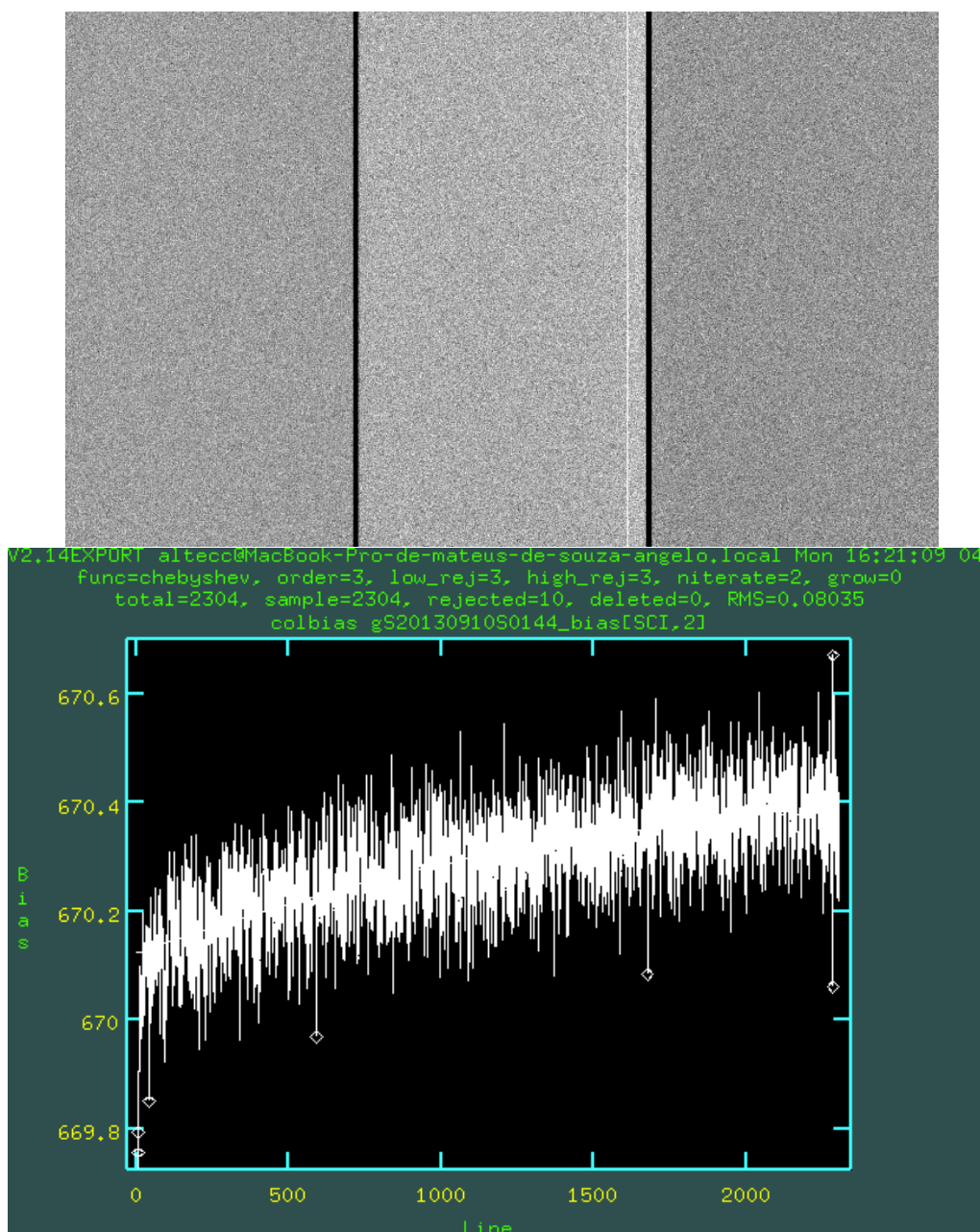


Figura A.1: Pannel superior: Exemplo de imagem de *bias*, mostrando o CCD1 (esquerda), CCD2 (central) e CCD3 (direita), cada um com tamanhos de 1024×2304 pixels (binagem de 2 em ambos os eixos). Pode-se notar a presença de *gaps* (colunas escuras) nas regiões de junção dos detectores e de pixels “quentes” ao longo da coluna clara à direita do CCD central. Pannel inferior: Determinação do nível de *overscan* do CCD2 (central). O cabeçalho do pannel mostra os parâmetros do ajuste, dentre eles: função ajustada (*function*), ordem do polinômio (*order*), critérios de rejeição de pontos (*low_rej* e *high_rej*), número de pontos rejeitados (*rejected*) e desvio médio de contagens (em ADUs). Os pequenos losangos no diagrama indicam pontos excluídos.

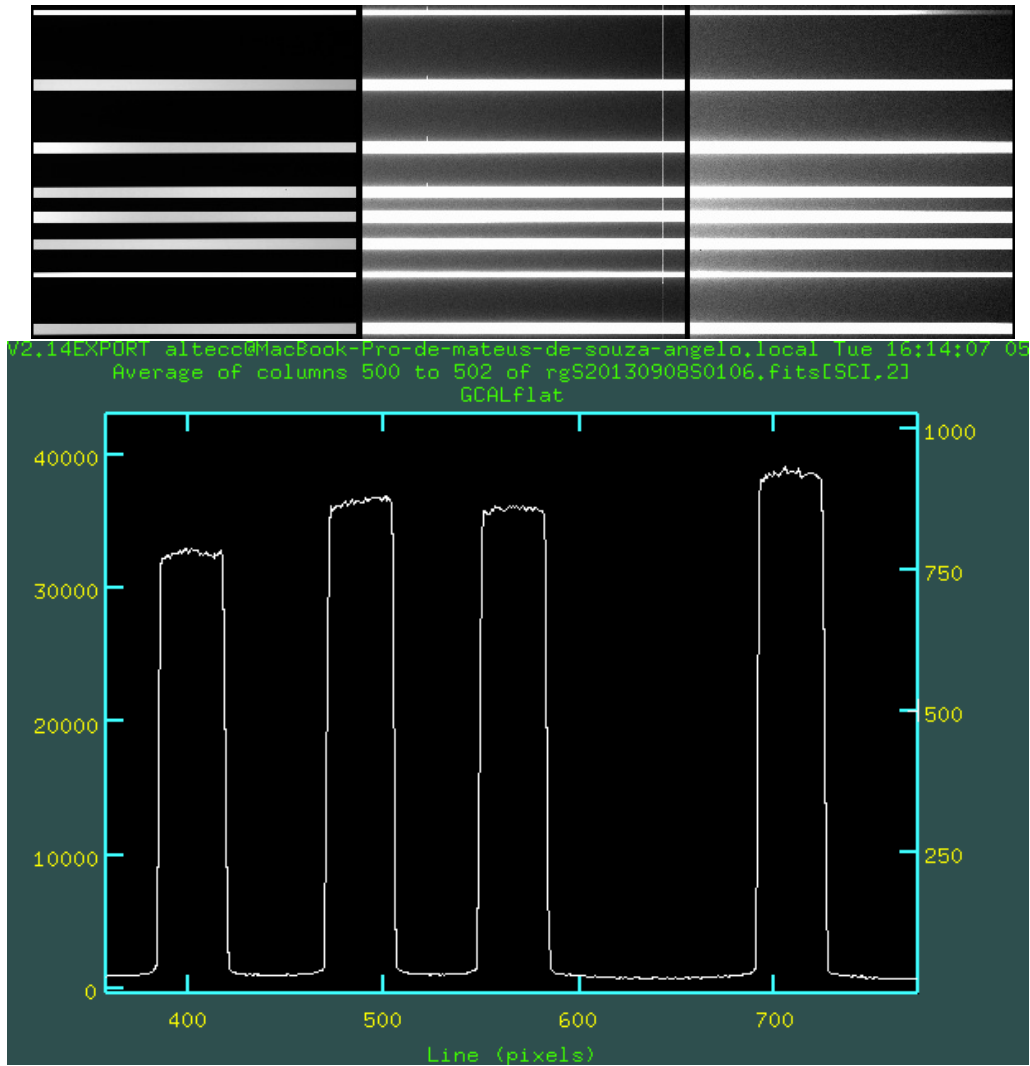


Figura A.2: Em cima: Seção (3110×1040 pixels) de uma das imagens de *flat field* utilizadas, mostrando oito espectros. As fendas foram iluminadas uniformemente ao longo do eixo espacial por uma lâmpada de quartzo aquecida. Embaixo: Perfil médio de contagens ao longo de três colunas centrais (colunas 500 a 502 e linhas 340 a 760) no CCD2.

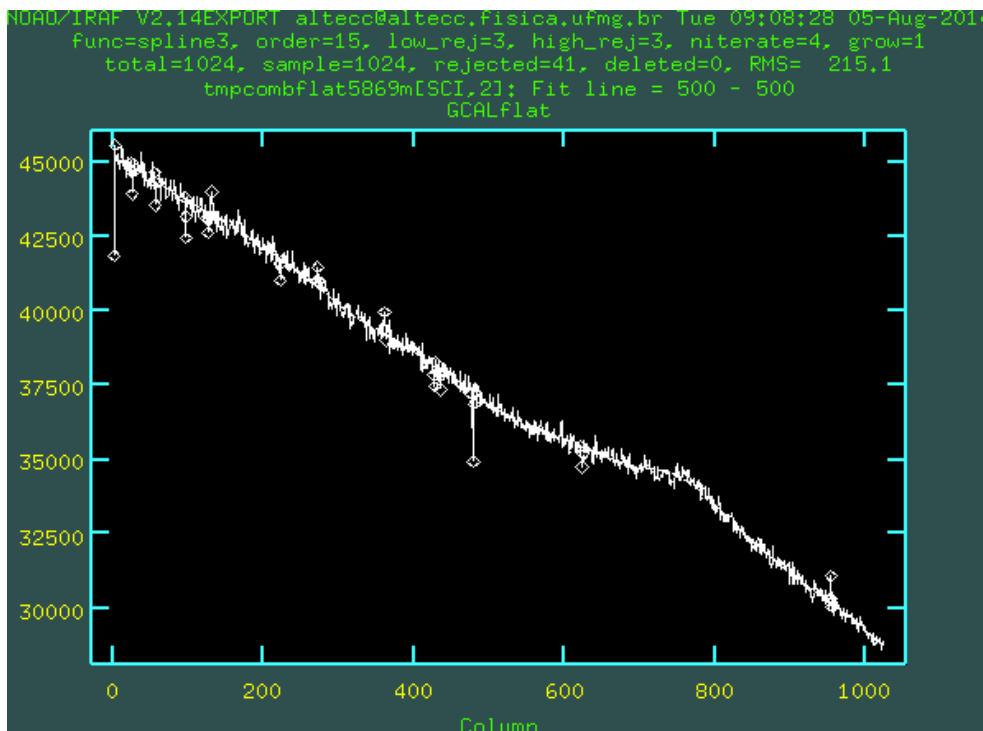


Figura A.3: Ajuste da “função de resposta” na linha 500 do CCD2 (central) para um dos *flat fields* utilizados. O cabeçalho da imagem mostra os parâmetros do ajuste.

respectivos ganhos dos detectores, os quais diferem entre si, gerando imagens de saída em elétrons, ao invés de ADUs. Em seguida, usamos a tarefa GSFLAT para ajustar, em cada uma das linhas das imagens de *flat*, uma “função de resposta” (*response function*), que relaciona número de contagens com a coordenada x (direção de dispersão). Faz-se a divisão do *flat* pelo ajuste, gerando como resultado uma imagem de *flat* normalizada. Esse procedimento tem como objetivo eliminar variações de larga escala das contagens ao longo da direção de dispersão; essas variações ocorrem nos *flats* devido a efeitos de cor introduzidos pela lâmpada, refletividade do arranjo óptico do espectrógrafo, sensibilidade do detector em diferentes comprimentos de onda e não-uniformidades na iluminação das fendas. Desejamos manter apenas as variações pixel a pixel ao longo da superfície dos detectores. A Figura A.3 exibe o ajuste da função de resposta para uma das linhas do CCD2.

Após esse procedimento, temos o fator multiplicativo que deve ser aplicado às contagens registradas em cada pixel, bastando, para isso, dividir as imagens de ciência pelos *flats* normalizados (saída da tarefa GSFLAT). Antes disso, identificamos pixels defeituosos (pixels “quentes” ou “frios”, ou

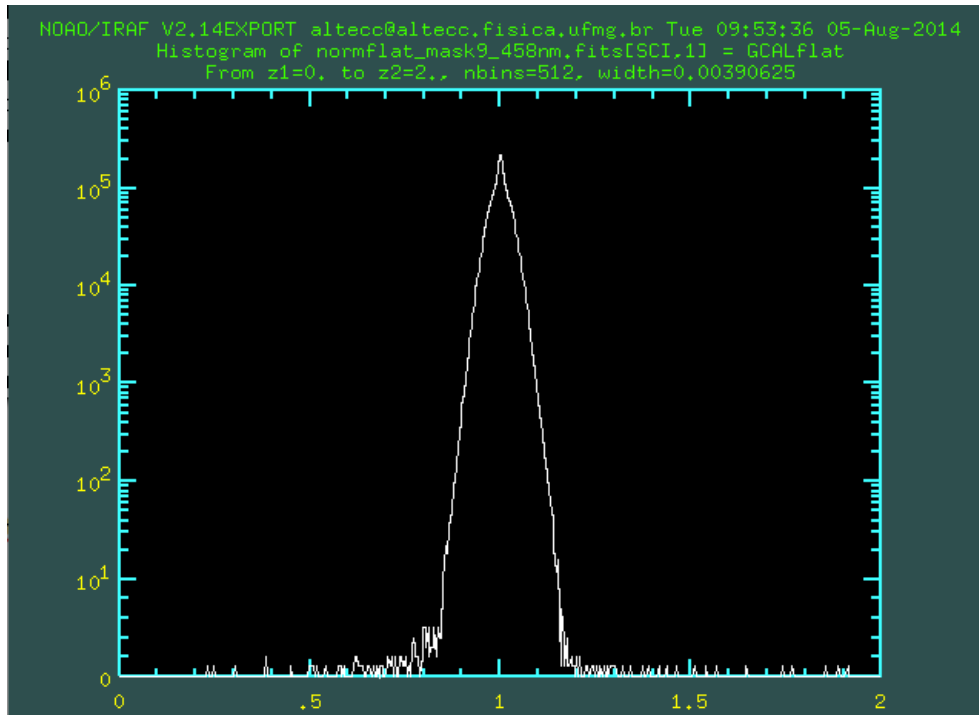


Figura A.4: Histograma de contagens (CCD1) de uma das imagens de *flat field* normalizadas.

seja, apresentando excesso ou ausência de contagens em relação às seções adjacentes) a partir da distribuição de contagens registradas nesses *flats* normalizados. A Figura A.4 mostra o histograma referente ao CCD1 de uma dessas imagens.

Para identificação automática de regiões defeituosas, consideramos que os pixels ruins são aqueles que apresentaram contagens normalizadas abaixo de 0,8 ou acima de 1,2. Essa escolha permitiu a detecção adequada de *bad pixels*. Criamos máscaras de pixels ruins, as quais são imagens contendo o padrão: pixels ruins=0.0, pixels bons=1.0. Usando a tarefa FIXPIX, realizamos interpolações lineares nas regiões defeituosas sobre os *flats* normalizados.

A.3 Processamento das imagens de ciência

O início do processamento das imagens de ciência se dá com a subtração dos níveis de *bias*, *overscan* e divisão de cada imagem pelo *flat* normalizado correspondente (novamente usamos a tarefa GSREDUCE). Em seguida, tomamos as máscaras de pixels ruins identificados a partir dos *flats* (como

descrito na seção anterior) e realizamos interpolações lineares (com o FIXPIX) nas regiões defeituosas.

Usamos a tarefa CRMEDIAN para identificar regiões das imagens onde houve incidência de raios cósmicos. A tarefa identifica pixels cujos registros de contagem desviam significativamente (de acordo com um critério de tolerância especificada pelo usuário) da mediana das contagens nas regiões próximas. Inicialmente, uma caixa de “filtro pela mediana” (cujo tamanho, em pixels, também é um parâmetro de entrada da tarefa) varre a imagem original, substituindo os registros individuais dos pixels pela mediana das contagens em seu interior. A tarefa também calcula a variância das contagens de cada pixel; para isso, a imagem original é dividida em blocos de pixels, no interior dos quais é feita a determinação do desvio-padrão (*sigma*).

O *sigma* estimado para um dado pixel é o valor de *sigma* obtido para o bloco mais próximo. Em seguida, é gerada uma imagem residual fazendo-se a diferença entre a imagem original e a imagem “filtrada” e dividindo-a pela estimativa do sigma de cada pixel. Aqueles que apresentam, na imagem resultante, valores superiores a *hsigma* (um dos parâmetros da tarefa) são identificados. Cria-se então uma máscara de raios cósmicos, a partir das quais são feitas interpolações lineares (tarefa FIXPIX) nas regiões afetadas.

A etapa seguinte consiste em construir o mosaico das imagens processadas, isto é, deve-se converter as múltiplas extensões de ciência (uma para cada detector) em uma única extensão. Para isso, a tarefa GMOSAIC é usada para aplicar um conjunto de transformações que levam em conta os deslocamentos (*shifts*) e orientações dos CCDs 1 e 3 relativamente ao CCD2 (central). Nessa etapa, não fazemos interpolações através dos *gaps* dos detectores, mantendo os mesmos com contagens nulas.

Construídos os mosaicos, aplicamos a tarefa GSCUT para identificar as seções das imagens correspondentes a cada um dos espectros. Para isso, a tarefa utiliza uma “imagem gradiente”, a qual normalmente é um *flat field* subtraído de *bias* e *overscan* e não-normalizado, como o exibido na Figura A.2. Essa imagem é utilizada pela tarefa para identificar as extremidades das regiões iluminadas das fendas a partir dos gradientes de iluminação positivos e negativos ao longo das linhas do detector (ver parte inferior da Figura A.2). Durante a execução da tarefa, são criadas múltiplas extensões de ciência, cada qual armazenando um espectro. No caso de espectros *longslit*, não é necessário executar a tarefa GSCUT, visto que temos uma única extensão de ciência.

A Figura A.5 mostra a parte central (1570×540 pixels) de 5 dos nossos espectros de ciência, ainda em formato bidimensional, sobre uma das imagens processadas. Percebe-se a ausência de pixels “quentes” e de raios cósmicos.

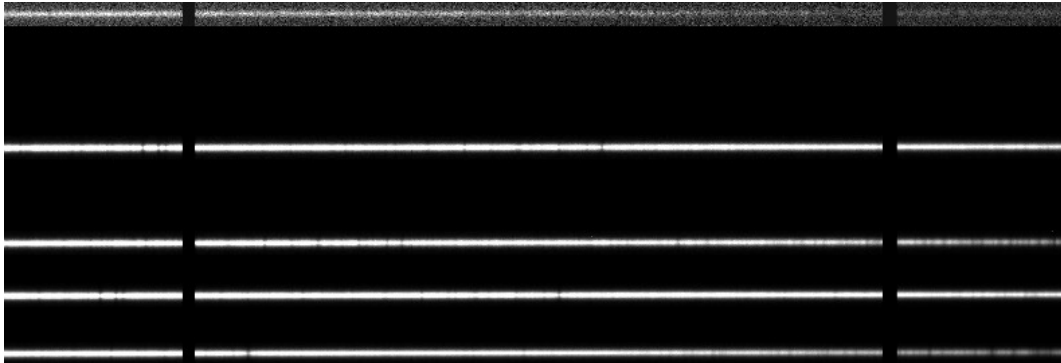


Figura A.5: Seção (1570×540 pixels) de uma das imagens de ciência processada mostrando cinco espectros. Nota-se a ausência de pixels “quentes” e de raios cósmicos.

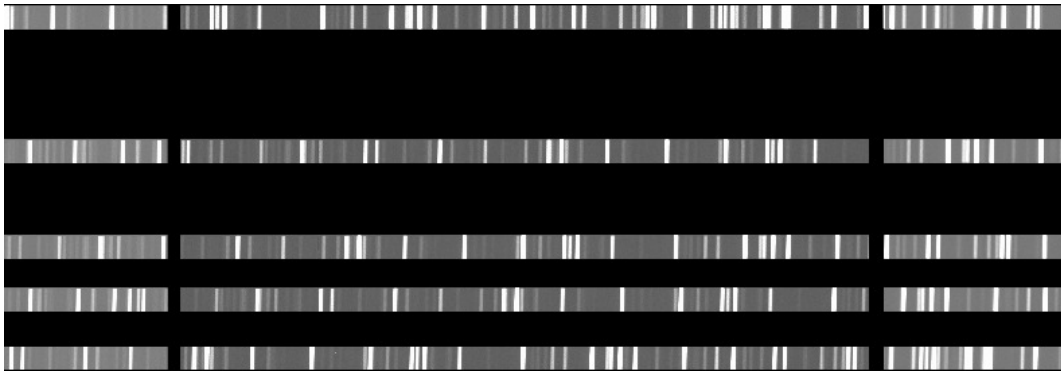


Figura A.6: Seção (1570×540 pixels) de cinco dos espectros de calibração utilizados.

A.4 Calibração em comprimento de onda

O procedimento de calibração em comprimento de onda consiste no ajuste de funções $\lambda(x)$ ao longo das linhas do detector, estabelecendo uma relação entre coordenadas em pixel e comprimentos de onda incidentes. Os ajustes são feitos de forma independente para cada espectro. Para este trabalho, foram coletados espectros de emissão de uma lâmpada de Cu-Ar, utilizando-se o mesmo arranjo instrumental adotado na aquisição das imagens de ciência. A Figura A.6 mostra uma seção (1570×540 pixels) de cinco desses espectros de calibração.

A tarefa GSWAVELENGTH incorpora as tarefas AUTOIDENTIFY e REIDENTIFY do IRAF, as quais contam com algoritmos de identificação automática de linhas espectrais. Para isso, devemos fornecer uma lista contendo os comprimentos de onda centrais das linhas de emissão do espec-

tro da lâmpada de Cu-Ar. Esse catálogo encontra-se disponível no arquivo “CuAr_GMOS.dat”, localizado no diretório de instalação do pacote Gemini (gemini\$gmos/data). Notamos que esse catálogo apresenta poucas linhas identificadas no intervalo $5188 \lesssim \lambda(\text{\AA}) \lesssim 5421$, o que compromete a calibração das estrelas cujas linhas espectrais dentro desse intervalo ficaram localizadas nas bordas do detector. Para contornar essa dificuldade, complementamos a lista de linhas do IRAF com a lista de linhas de emissão encontrada em Zuiderwijk & Knapen (1989), obtida a partir de espectros de Cu-Ar em alta-resolução.

Quando executada em modo interativo, a tarefa GSWAVELENGTH gera diagramas diagnósticos que nos permitem avaliar a qualidade dos ajustes realizados ao longo dos procedimentos de calibração. A Figura A.7 ilustra o algoritmo de identificação automática de linhas espectrais. No painel superior da figura, cada uma das linhas de emissão da lâmpada de Cu-Ar tem seu pico marcado com um traço amarelo. O exemplo mostrado refere-se ao ajuste da função $\lambda(x)$ para a linha $y = 16$ pixels de um dos espectros de calibração. A Figura A.7, parte inferior, mostra a função ajustada. Nesse caso, estamos usando um polinômio com seis termos ($order=6$). No cabeçalho, consta o resíduo médio quadrático (RMS, ou *Root Mean Square*), em Angstrom, e os demais parâmetros do ajuste. A Figura A.8 mostra a componente não-linear da função ajustada. Podemos ver que a calibração obtida estende-se por todo o intervalo espectral de interesse (no caso deste exemplo, $4000 \lesssim \lambda(\text{\AA}) \lesssim 5500$).

Como recomendado no manual da tarefa GSWAVELENGTH, a cada dois pixels ao longo do eixo y do espectro de calibração obtemos uma solução em comprimento de onda. Isso permite determinar as distorções das linhas de emissão ao longo da direção espacial (Hogan, 2010), distorções estas que são introduzidas devido à não exatidão no posicionamento das fendas ao longo do eixo espacial (eixo y). Com a tarefa FITCOORDS (incorporada à tarefa GSWAVELENGTH), ajusta-se uma superfície $\lambda(x,y)$, a qual define comprimento de onda como função das posições x e y . A partir desse mapeamento, a tarefa GSTRANSFORM é então usada para corrigir as distorções geométricas sobre os espectros de ciência (retificação dos espectros) e aplicar as soluções em comprimento de onda.

A.5 Construção das correções de iluminação

Foram obtidas imagens de *flat field* de céu expondo-se o conjunto de fendas à luz de crepúsculo (*twilight flats*). A obtenção dessas imagens tem como objetivo identificar não-uniformidades nos perfis de iluminação ao longo da

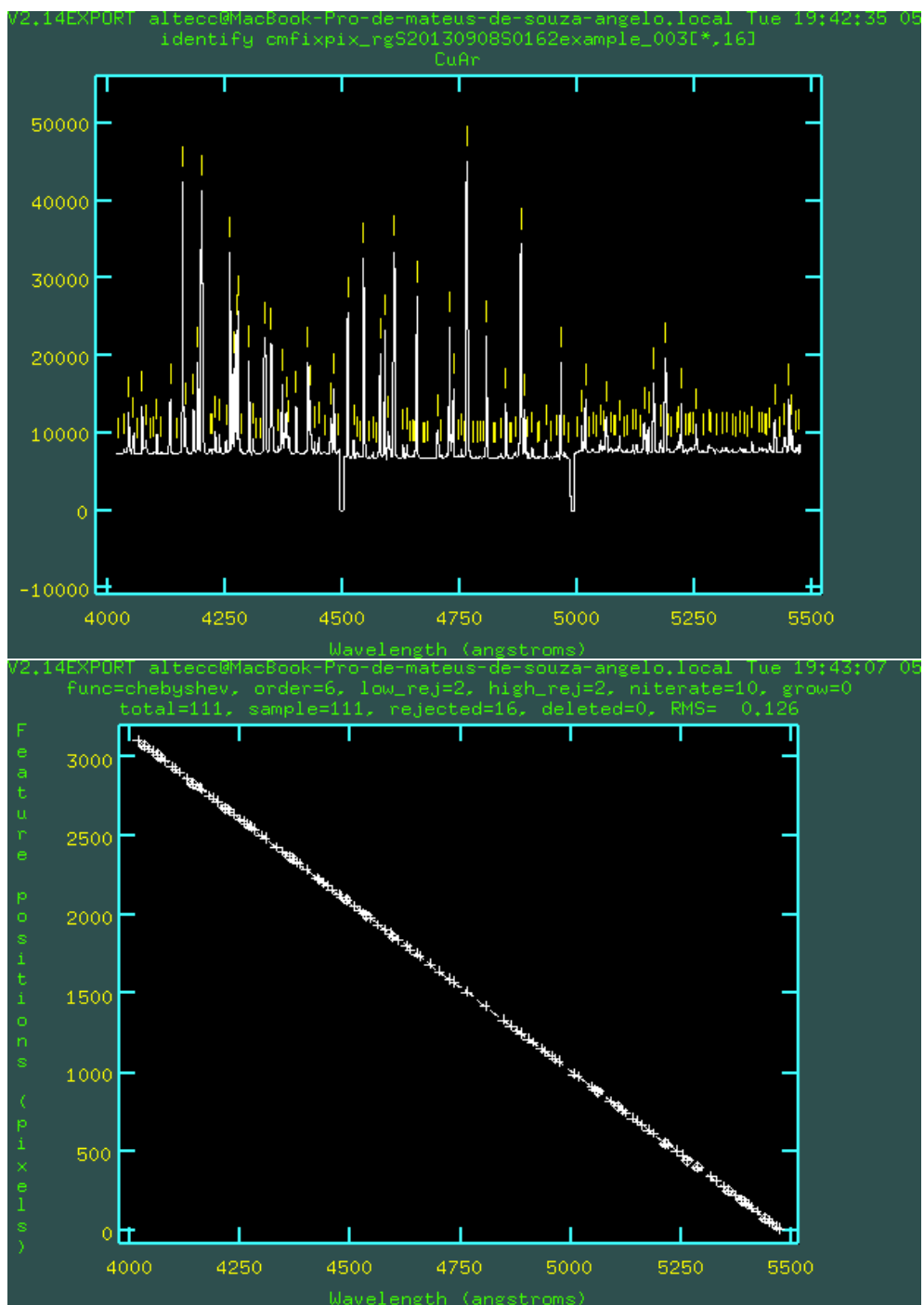


Figura A.7: Parte superior: Identificação automática das linhas de emissão do espectro de Cu-Ar. Parte inferior: Função ajustada $\lambda(x)$ para a linha $y = 16$ pixels de um dos espectros de calibração (lâmpada de Cu-Ar). Ajustou-se um polinômio com seis termos ($order=6$). Os parâmetros do ajuste encontram-se registrados no cabeçalho da imagem.

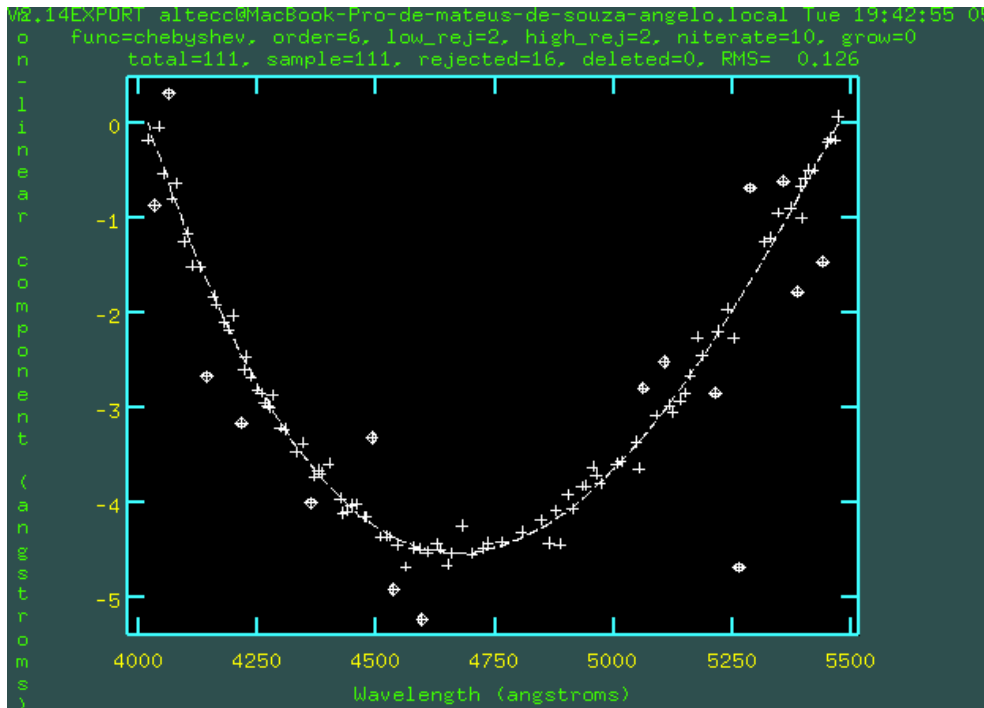


Figura A.8: Componente não linear da função $\lambda(x)$ ajustada. Os pequenos losangos indicam pontos eliminados após 10 iterações de exclusão ($niterate=10$).

direção espacial introduzidas pela óptica do espectrógrafo. A essas imagens, aplicamos procedimentos de redução análogos aos utilizados sobre as imagens de ciência.

A Figura A.9 mostra o perfil de brilho ao longo da direção espacial de um dos espectros de crepúsculo (tomamos a média das 100 colunas centrais). As regiões à esquerda e à direita do gráfico, onde há variação brusca do número de contagens, correspondem à porção não iluminada da fenda. Na porção iluminada, a diferença entre a extremidade mais brilhante (à direita da fenda) e a menos brilhante (à esquerda da fenda) é $\sim 1,5\%$ do valor de contagens no centro da fenda. Construímos então correções de iluminação fazendo uso da tarefa ILLUMINATION.

Essa tarefa divide cada um dos espectros de crepúsculo em um determinado número de *bins* (o valor é um dos parâmetros de entrada da tarefa) ao longo da direção de dispersão (eixo x), já que o perfil de iluminação da fenda pode variar com o comprimento de onda. Em cada um desses *bins*, são ajustadas funções ao longo da direção espacial (eixo y) e, em seguida, essas funções são normalizadas pelo número de contagens no centro da fenda. Esse procedimento de ajuste é ilustrado na parte superior da Figura A.10.

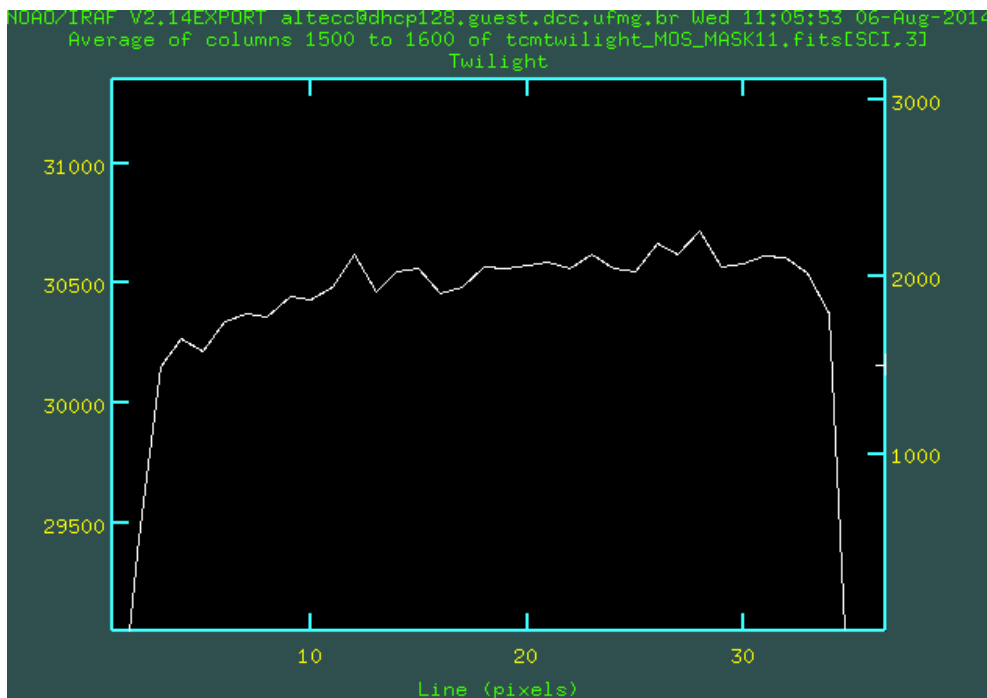


Figura A.9: Perfil de iluminação da fenda de um dos espectros de crepúsculo. Há um gradiente de aproximadamente 1,5% no perfil de contagens entre as extremidades da fenda. As variações bruscas no número de contagens à esquerda e à direita do gráfico correspondem às regiões não iluminadas.

Dividindo-se o *twilight flat* original pela função de iluminação normalizada, temos um “achatamento” do perfil de contagens ao longo da direção espacial. A linha branca na Figura A.10, painel inferior, mostra o mesmo perfil exibido na Figura A.9; a linha vermelha, por sua vez, exhibe o perfil de iluminação da fenda corrigido após a aplicação da tarefa ILLUMINATION. Aplicamos então as devidas correções de iluminação ao conjunto de espectros de ciência.

A.6 Subtração das contagens de céu (*background*)

A importância de estimarmos o nível de céu (*background*, ou “fundo”) sobre os detectores reside no fato de que os mesmos pixels que coletam fótons provenientes dos objetos de interesse também coletam fótons vindos do fundo de céu. Esse nível de contagens deve ser estimado e subtraído dos registros de

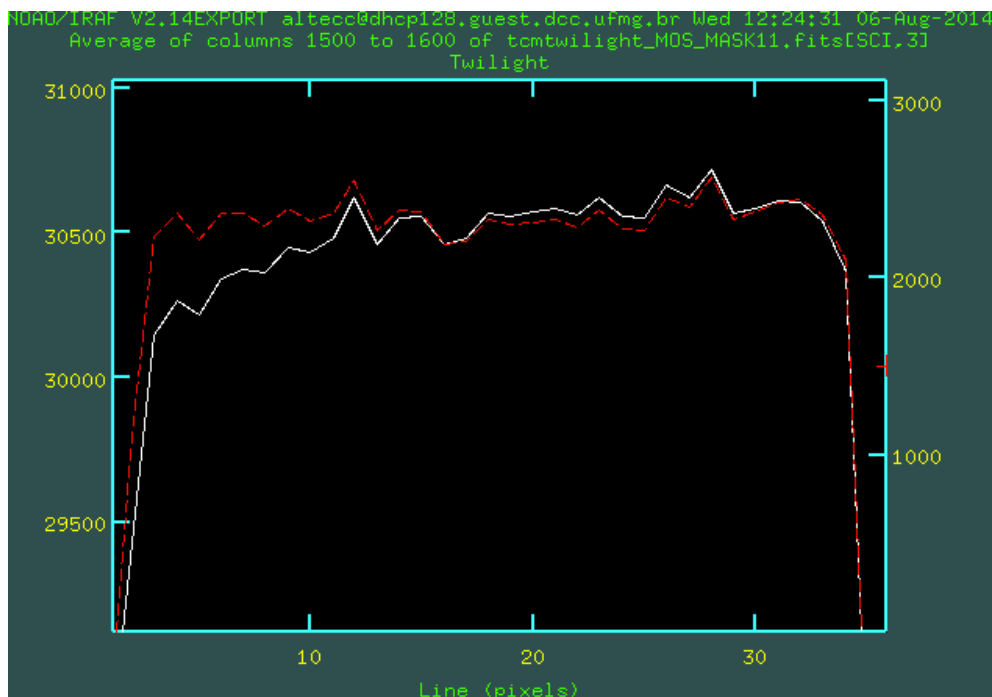
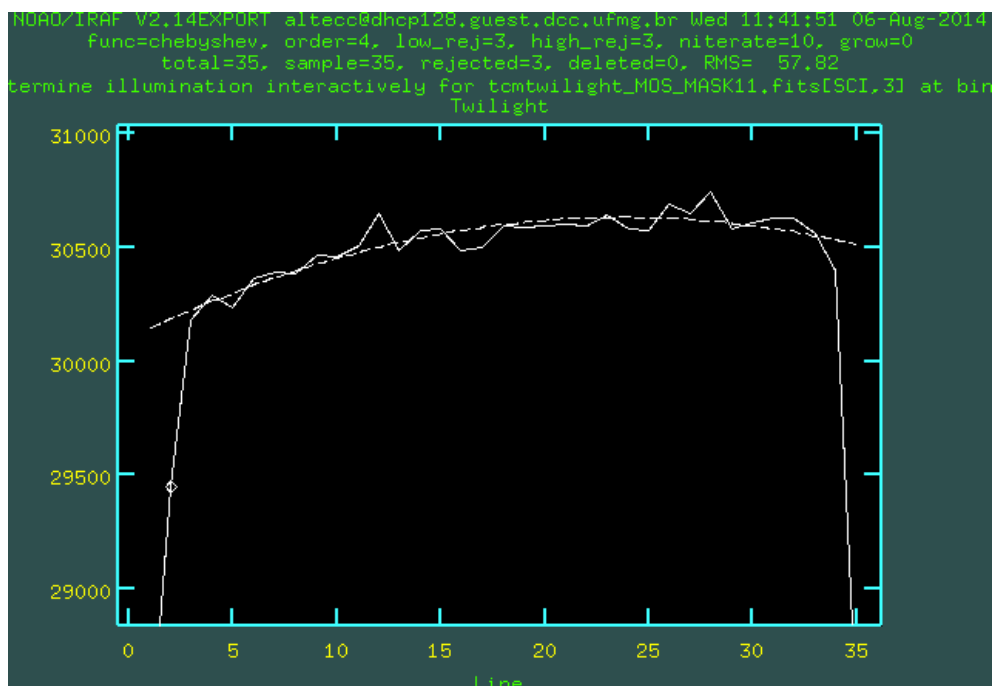


Figura A.10: Paineis superior e inferior: Ajuste do perfil de iluminação da fenda para um dos espectros de crepúsculo. Ajustou-se um polinômio com quatro termos ($order=4$). Os parâmetros do ajuste constam no cabeçalho da imagem. Paineis inferior: Perfil de iluminação original da fenda (linha branca) e perfil corrigido (linha vermelha) após a aplicação da tarefa ILLUMINATION.

contagens nos espectros de ciência. Para isso, fizemos uso da tarefa GSSKY-SUB. Primeiramente, foram selecionadas “janelas” de *background*: usamos duas amostras de linhas ao longo da direção espacial, uma delas próxima à extremidade superior das fendas e outra próxima ao extremo inferior; em seguida, determinou-se a mediana das contagens no interior desses conjuntos de linhas e tomou-se a média. O resultado obtido é o valor de céu a ser subtraído dos pixels ao longo da coluna correspondente. A tarefa realiza esse procedimento por toda a extensão do eixo de dispersão.

A Figura A.11 ilustra o procedimento. O gráfico mostra o perfil de contagens ao longo da coluna 1500 de um dos espectros de ciência de NGC7772. A curva em formato aproximadamente Gaussiano é o perfil de contagens associado à estrela ao longo do eixo espacial, ou seja, sua PSF (*Point-Spread Function*) ou “Função de Espalhamento Puntual”, cuja largura a meia altura (FWHM, ou *Full-Width at Half maximum*) multiplicada pela escala de placa nos dá o valor do *seeing*.

No gráfico mostrado, as janelas utilizados para estimar o nível de contagens de céu são as regiões limitadas por barras verticais à esquerda e à direita da PSF. A linha pontilhada mostra o ajuste do nível de céu.

A.7 Extração dos espectros

A etapa de extração consiste em converter os espectros bidimensionais processados (vide Figura A.5) para o formato convencional contagens *versus* λ . Em geral, devido ao *seeing*, o espectro de uma fonte pontual ocupa duas ou mais linhas do detector (vide Figura A.11); o procedimento de extração consiste em somar (com ou sem atribuição de “pesos”) um conjunto de linhas adjacentes perpendicularmente ao eixo de dispersão.

Além disso, é comum o fato de o centróide do espectro não se localizar precisamente ao longo de uma única linha do detector, apresentando curvaturas que são resultado do arranjo óptico, distorções instrumentais e/ou deformações do CCD. A não determinação do centróide dos espectros pode levar à perda de sinal durante o procedimento de extração. Por essa razão, devemos ajustar uma função que mapeie o “traço” de cada espectro sobre a superfície do detector.

Utilizamos a tarefa GSEXTRACT, a qual divide o eixo de dispersão em *bins* de mesmo tamanho e com espaçamento uniforme (de acordo com valores especificados pelo usuário). A rotina então procura pelo centro do perfil espacial no interior de cada um dos *bins* e, a partir dos *loci* de coordenadas centrais, ajusta-se uma função (“traço”) $y(x)$. A Figura A.12 ilustra esse procedimento para um dos espectros de ciência.

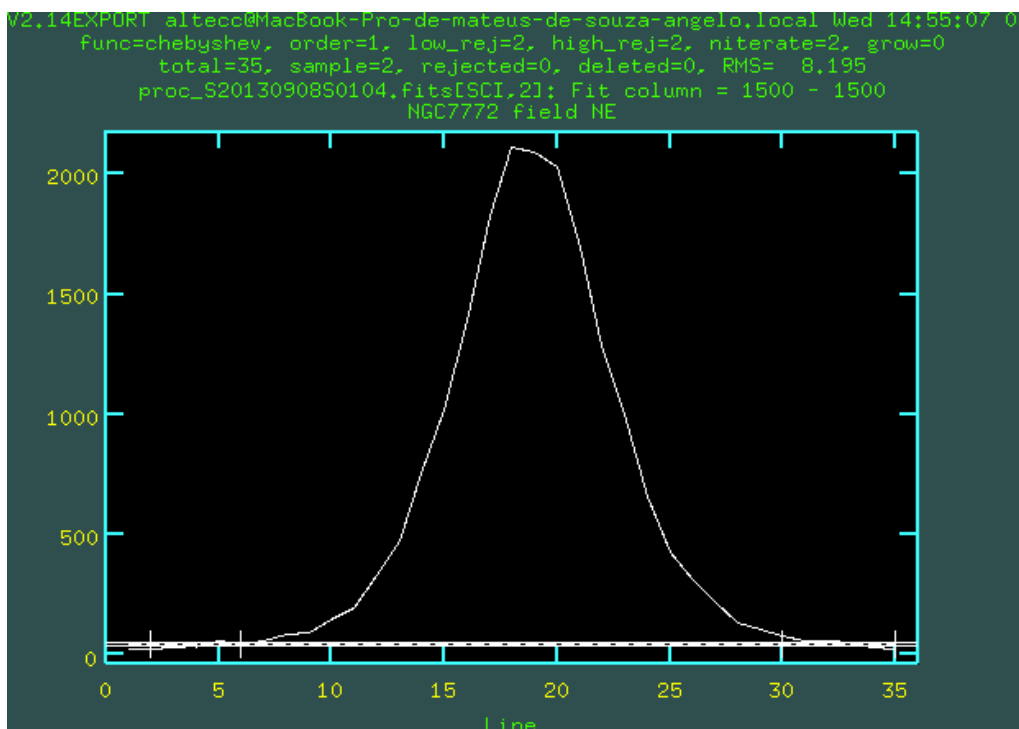


Figura A.11: Determinação do nível de céu em um dos espectros de ciência de NGC7772. A curva em formato aproximadamente Gaussiano é a PSF (*Point-Spread Function*, ou “Função de Espalhamento Puntual”) da estrela. As janelas de *background* selecionadas são identificadas por barras verticais. A linha pontilhada mostra o valor ajustado.

Calculado o traço, a tarefa procede à extração do espectro. A imagem A.13 mostra a janela de edição interativa da tarefa GSEXTRACT, onde consta a PSF da estrela (após feita a soma, neste exemplo, das colunas 1539 a 1568 ao longo da direção de dispersão), a abertura de extração escolhida (indicada pela barra horizontal) e o centro da PSF (indicada pela barra vertical central). Os registros numéricos na parte inferior exibem a coordenada central da PSF ($center = 18,77$ pixels) e o tamanho da abertura, em pixels ($2 \times 7,88 = 15,76$ pixels).

Para extrair os espectros, usamos um algoritmo de otimização, descrito em Horne (1986), no qual são atribuídos pesos de acordo com a variância estatística dos dados no interior da janela de extração. O algoritmo, incorporado à tarefa GSEXTRACT, permite a identificação de raios cósmicos residuais, mesmo aqueles incidentes nas partes centrais do espectro a ser extraído.

A última etapa do procedimento de redução dos dados consiste em eliminarmos os *gaps* registrados nos espectros extraídos devido às regiões de

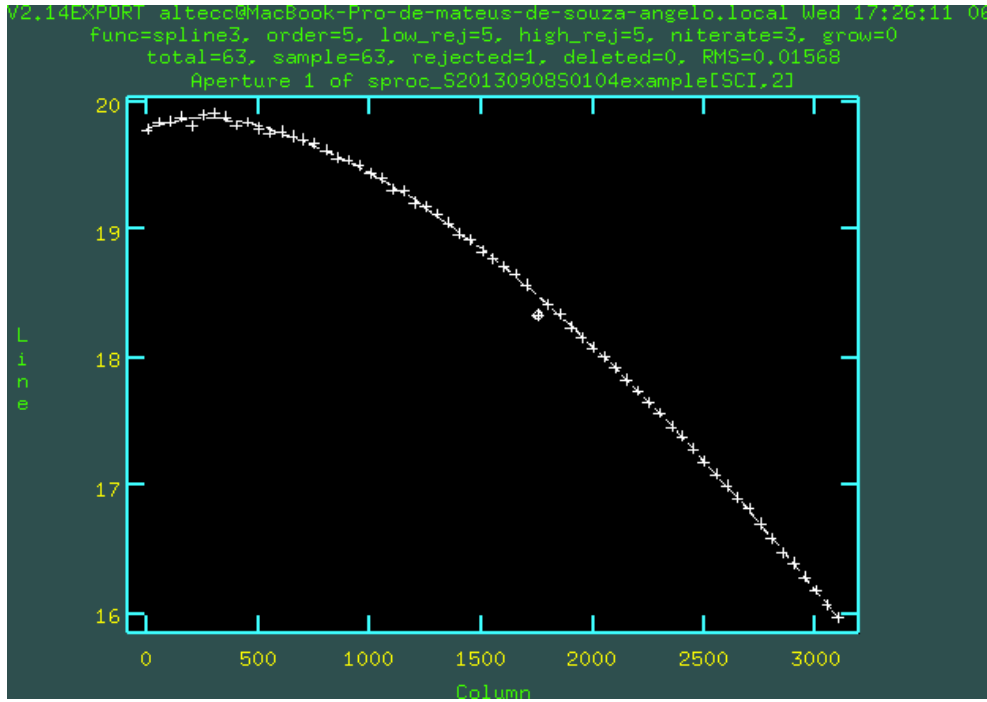


Figura A.12: Ajuste do “traço” para um dos espectros de ciência de NGC 7772. O valor RMS no cabeçalho da imagem é dado em pixels.

junção dos CCDs. Para cada estrela observada, combinamos os espectros centrados em dois comprimentos de onda (Tabelas 2.2, 2.3 e 2.4), após aplicar um fator de escalonamento que traz ambos os espectros para o mesmo nível de contagens. Para isso, fizemos uso da tarefa SCOMBINE.

A Figura A.14 exibe um “zoom” no intervalo $4811 \lesssim \lambda (\text{\AA}) \lesssim 5204$ de dois espectros (linhas brancas e linhas vermelhas) obtidos para uma das estrelas de NGC 7772; são mostrados os *gaps* (com uma separação de, aproximadamente, 5 nm entre si), devido à região de junção dos CCDs 2 e 3. Para melhor visualização, os *gaps* entre os CCDs 1 e 2 não foram exibidos na figura. A Figura A.15 exibe o espectro final reduzido (não calibrado em fluxo) da estrela, após eliminarmos os *gaps* e corrigirmos as discontinuidades (“saltos” no espectro) geradas pelas diferenças de eficiência quântica entre os CCDs.

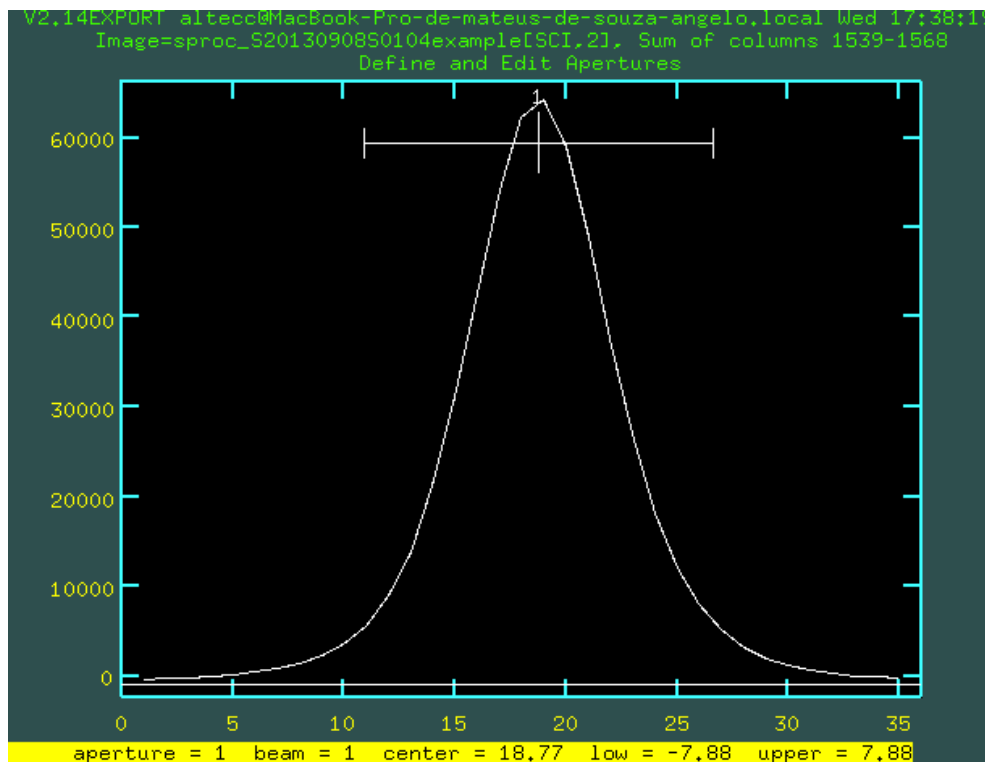


Figura A.13: Determinação do centro da PSF (indicada pela barra vertical central) e da abertura de extração (indicada pela barra horizontal). Os registros numéricos na parte inferior indicam: coordenada central da PSF ($center = 18,77$ pixels) e tamanho da abertura, em pixels ($2 \times 7,88 = 15,76$ pixels).

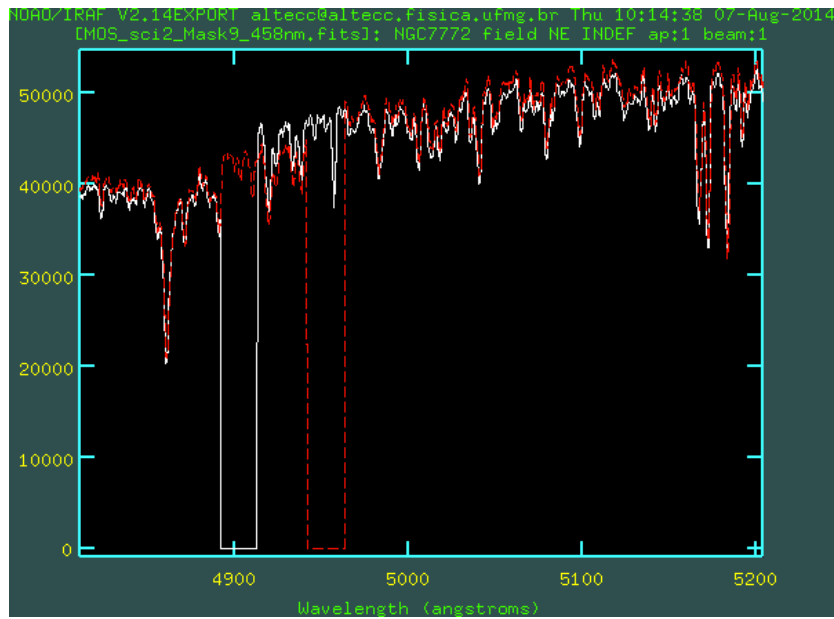


Figura A.14: Sobreposição dos dois espectros (linhas branca e vermelha) obtidos para uma das estrelas de NGC 7772. São mostrados os *gaps* (com uma separação de, aproximadamente, 5 nm entre si) devido à região de junção dos CCDs 2 e 3.

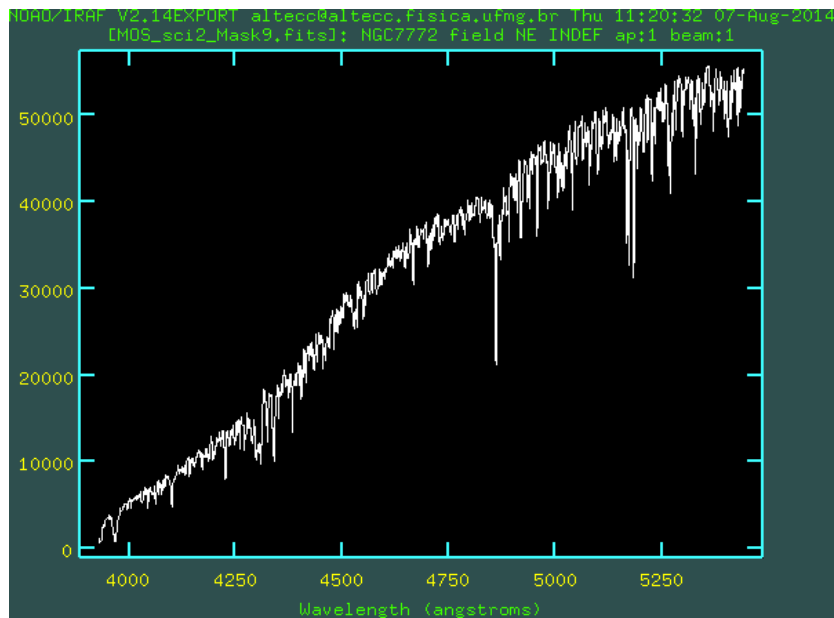


Figura A.15: Espectro final reduzido para uma das estrelas de NGC 7772. Nota-se a correção dos *gaps* e das descontinuidades geradas pelas diferenças de eficiência quântica entre os CCDs.

Apêndice B

—

Artigo publicado

Investigation of Galactic open cluster remnants: the case of NGC 7193 ^{*}

Mateus de Souza Angelo¹, João Francisco Coelho dos Santos Jr¹, Wagner José Barbosa Corradi¹,
Francisco Ferreira de Souza Maia¹ and Andrés Eduardo Piatti^{2,3}

¹ Departamento de Física, ICEx, Universidade Federal de Minas Gerais, Av. Antônio Carlos 6627, 31270-901 Belo Horizonte, MG, Brazil; altecc@fisica.ufmg.br

² Observatorio Astronómico, Universidad Nacional de Córdoba, Laprida 854, 5000, Córdoba, Argentina

³ Consejo Nacional de Investigaciones Científicas y Técnicas, Av. Rivadavia 1917, C1033AAJ, Buenos Aires, Argentina

Received 2016 May 24; accepted 2016 September 14

Abstract Galactic open clusters (OCs) that survive the early gas-expulsion phase are gradually destroyed over time by the action of disruptive dynamical processes. Their final evolutionary stages are characterized by a poorly populated concentration of stars called an open cluster remnant (OCR). This study is devoted to assessing the real physical nature of the OCR candidate NGC 7193. GMOS/Gemini spectroscopy of 53 stars in the inner target region were obtained to derive radial velocities and atmospheric parameters. We also employed photometric and proper motion data. The analysis method consists of the following steps: (i) analysis of the statistical resemblance between the cluster and a set of field samples with respect to the sequences defined in color-magnitude diagrams (CMDs); (ii) a 5-dimensional iterative exclusion routine was employed to identify outliers from kinematical and positional data; (iii) isochrone fitting to the $K_s \times (J - K_s)$ CMD of the remaining stars and the dispersion of spectral types along empirical sequences in the $(J - H) \times (H - K_s)$ diagram were checked. A group of stars was identified for which the mean heliocentric distance is compatible with that obtained via isochrone fitting and whose metallicities are compatible with each other. Fifteen of the member stars observed spectroscopically were identified together with another 19 probable members. Our results indicate that NGC 7193 is a genuine OCR, of a once very populous OC, for which the following parameters were derived: $d = 501 \pm 46$ pc, $t = 2.5 \pm 1.2$ Gyr, $\langle [Fe/H] \rangle = -0.17 \pm 0.23$ and $E(B - V) = 0.05 \pm 0.05$. Its luminosity and mass functions show depletion of low mass stars, confirming the OCR is in a dynamically evolved state.

Key words: open cluster remnants — Galactic open clusters

1 INTRODUCTION

Galactic open clusters (OCs) gradually lose their stellar content as they evolve. Those that survive both the early gas-expulsion phase (first ~ 3 Myr), during which the cluster is embedded in its progenitor molecular cloud, and the subsequent phase, when the cluster is largely gas free and its overall dynamics are dominated by stellar mass loss, enter into a long-term evolutionary phase.

During this last phase, timescales for stellar mass loss through stellar evolution are considerably longer than dynamical timescales and purely dynamical processes dominate the evolution of the cluster. The interplay between internal forces (two-body or higher order interactions) and external ones (interactions with the Galactic tidal field, collisions with molecular clouds and/or disc shocking) contributes to the decrease of total mass in the clusters (Pavani et al. 2011, hereafter PKBM11; Pavani et al. 2001; Bica et al. 2001, hereafter BSDD01; Portegies Zwart et al. 2010).

Galactic open cluster remnants (OCRs) are the fossil residue of OCs evolution. These structures can be de-

^{*} Based on observations obtained at the Gemini Observatory, which is operated by the AURA under a cooperative agreement with the NSF on behalf of the Gemini partnership: NSF (United States), STFC (United Kingdom), NRC (Canada), CONICYT (Chile), ARC (Australia), CNPq (Brazil) and CONICET (Argentina).

defined as stellar aggregates in advanced stages of dynamical evolution and in the process of dissolution into the general Galactic disc field. OCRs are intrinsically poorly populated (typically consisting of a few tens of stars), but with enough members to show evolutionary sequences in color-magnitude diagrams (CMDs), as a result of the dynamical evolution of an initially more massive stellar system (PKBM11 and references therein).

Numerical simulations taking into account the effects of stellar evolution, the Galactic tidal field and realistic initial mass functions (de La Fuente Marcos 1998) showed that the initial number of stars in an OC is the main parameter determining its lifetime, for a given Galactocentric distance. The final stellar content of the remnant also depends on the initial mass function (MF) and on the fraction of primordial binaries. Depending on the mentioned parameters, OCs dissolve in 0.5 – 2.5 Gyr (Portegies Zwart et al. 2001). These numerical simulations suggest that currently observable OCRs can be descendants of initially rich OCs, containing as many as $N_0 \sim 10^4$ members when they were born. At the solar circle, an OC that rich is expected to last several Gyr (de la Fuente Marcos et al. 2013). As a consequence of dynamical interactions (internal relaxation and the action of the Galactic tidal field), remnants are expected to be biased towards stable dynamical configurations (binaries and long-lived triples, de La Fuente Marcos 1998) and deficient in low mass stars, due to their preferential evaporation.

BSDD01 devised a method to search for possible open cluster remnants (POCRs) based on the comparison of star counts in the objects' inner areas with those in the surrounding field as well as with Galactic model predictions. For all of the 34 objects analyzed, there is a significant overdensity of stars in the POCRs regions. Although a density enhancement is a necessary condition for a system to be classified as an OCR, it is not a sufficient one. It is also known that a random distribution of field stars can mimic sequences of evolved OCs in photometric diagrams, as has been verified in the cases of, e.g., NGC 5385, NGC 2664, Collinder 21 (Villanova et al. 2004) and ESO 442-SC04 (Maia 2012). As OCRs are hardly distinguishable from field stars, a joint study involving different kinds of data (proper motions, radial velocities, spectroscopic and photometric information) and the analysis of their dispersion are necessary for the proper selection of their members and thus to discard such an enhancement as a chance alignment of stars.

NGC 7193 has an OCR appearance and it is currently classified as an OC in Dias et al.'s (2002, hereafter

DAML02) catalog (version 3.4¹). It is currently absent from the WEBDA² database. Since NGC 7193 is a high Galactic latitude object ($\ell = 70.1^\circ$, $b = -34.3^\circ$), it is not largely affected by interstellar dust in the Galactic disc and it is little contaminated by field stars. Compared to other confirmed OCRs, previously characterized by including spectroscopy beyond the more usual photometric and proper motion analyses (Ruprecht 3, Pavani et al. 2003; NGC 1252, de la Fuente Marcos et al. 2013; NGC 1901, Carraro et al. 2007), NGC 7193 is the most populous one.

Tadross (2011) performed a photometric analysis of 120 NGC OCs, including NGC 7193. For each target, photometric data in the near-infrared were extracted from 2MASS (Skrutskie et al. 2006) for stars in the cluster region and also for a comparison field. His analysis included redetermination of the cluster centers, construction of radial density profiles (RDPs) and determination of fundamental parameters (age, distance and interstellar reddening) by means of isochrone fitting on field-subtracted CMDs.

Our procedure, on the other hand, was based on a star-by-star verification of their properties for the selection of members. The present paper is intended to assess conclusively the physical nature of the OCR candidate NGC 7193. To accomplish this goal, we propose a method that combines photometric and spectroscopic information for this cluster for the first time. Our analysis includes the dispersions in the radial velocities, proper motions, spectral types and metallicities as measures of the physical connection between stars. This approach is critical in the cases of stellar systems containing a scanty number of stars.

This paper is organized as follows: We describe the collection and reduction of the observational material in Section 2. In Section 3 we present the methodology developed to verify the contrast between target and surrounding field with respect to star counts and to determine atmospheric parameters. Data analysis is presented in Section 4, which involves photometric, spectroscopic and proper motion information in order to assign stellar membership. Luminosity and MFs for NGC 7193 are derived in Section 5. In Section 6 we summarize the main conclusions.

2 DATA COLLECTION AND REDUCTION

Analysis of the physical nature of NGC 7193 relies on spectra obtained with the Gemini South (program IDs:

¹ <http://www.wilton.unifei.edu.br/ocdb/>

² <https://www.univie.ac.at/webda/>

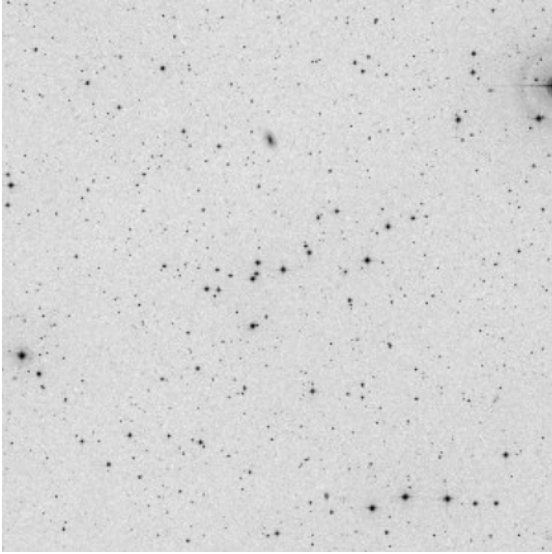


Fig. 1 Digitized Sky Survey (DSS2) red map of the NGC 7193 field. North is up, East on the left. The image is 30' on a side.

GS-2012B-Q-38, GS-2013-B-Q41 and GS-2014B-Q-71) telescope and complemented with near-infrared (JHK_s - bands) photometric data from 2MASS and proper motions from UCAC4 (Zacharias et al. 2013). VizieR³ was used to extract data from both catalogs for stars within a circular region with radius equal to 1° centered on NGC 7193 coordinates $RA_{J2000} = 22^h 03^m 03^s$, $Dec_{J2000} = 10^\circ 48' 06''$, provided by DAML02. This region is large enough to contain the whole field of NGC 7193 (Fig. 1). This search radius is about 10 times the apparent radius provided by DAML02. Entries containing extended source contamination flags were excluded. In addition, version 3.1 of ELODIE⁴ (Moultaka et al. 2004) and PHOENIX⁵ (Husser et al. 2013) libraries of stellar spectra were also employed.

2.1 Gemini GMOS Spectroscopic Data

Spectra of 53 selected stars distributed in three 5.5×5.5 arcmin² regions in the NGC 7193 field were collected with the Gemini South (proposal GS-2013-B-Q41) multi-object spectrograph (GMOS-S) in MOS observing mode. Slitlets were cut in five masks guided by the star positions defined in the u filter ($\lambda_{\text{eff}} = 350$ nm) images taken previously. The spectra were obtained with the grating B1200_G5321 and with slit widths of $1.0''$, covering the spectral range $3835 - 5425 \text{ \AA}$ with a resolution of $R \approx 2000$. For each mask, spectra were ob-

Table 1 Log of Spectroscopic Observations

Object	α_{2000} (h: m: s)	δ_{2000} ($^\circ$: ' $'$: $''$)	λ_c (nm)	Mask #	Exposure (s)
2013 Jan 03					
HD 68089	08:09:05	-42:04:28	455	longslit	20 (2)
			460	longslit	20 (2)
2013 Sep 08					
NGC 7193W	22:02:49	10:49:17	458	5	100 (3)
			463	5	100 (3)
			458	6	100 (3)
			463	6	100 (3)
HD 211341	22:16:06	16:01:15	458	longslit	10 (2)
			463	longslit	10 (2)
2013 Nov 03					
NGC 7193E	22:03:09	10:46:38	458	3	100 (3)
			463	3	100 (3)
			458	4	100 (3)
			463	4	100 (3)
2013 Nov 06					
NGC 7193SW	22:02:48	10:43:22	458	8	100 (3)
			463	8	100 (3)
2015 Jan 22					
HD 38254	05:42:51	-35:06:10	458	longslit	40 (2)
			463	longslit	40 (2)

tained in two central wavelengths (λ_c), in order to correct for CCDs gaps. We took several relatively short exposures in order to avoid saturating the detectors. One standard star (HD 211341) from the list of Casagrande et al. (2011) was also observed in longlist mode. Two other standards (HD 68089 and HD 38254) from the same list were observed with the same instrumental setup during two other observing runs (proposals GS-2012B-Q-38 and GS-2014B-Q-71). Typical seeing was about $1.0''$ for all observing nights. The observation log is detailed in Table 1. The number of repeated exposures with the same integration time are indicated in parentheses.

Data reduction was carried out using IRAF⁶ standard routines from the GEMINI package. Images were bias and flat field corrected. Bad pixel masks were used to interpolate across defective regions of the CCDs and

³ <http://vizier.u-strasbg.fr/viz-bin/VizieR>

⁴ <http://www.obs.u-bordeaux1.fr/m2a/soubiran/download.html>

⁵ <http://phoenix.astro.physik.uni-goettingen.de/>

⁶ IRAF is distributed by the National Optical Astronomy Observatory, which is operated by the Association of Universities for Research in Astronomy (AURA) under cooperative agreement with the National Science Foundation.

cosmic rays were removed. Twilight flats were obtained for each GMOS mask and reduced in order to correct for illumination gradients along the slits. Wavelength calibrations were performed by fitting 6th-order Chebyshev polynomials to the positions of lines identified in CuAr arc lamp spectra. The root mean square (rms) values of the wavelength solutions were typically 0.15 Å. These solutions were used to rectify the 2D spectra, which were separated in different image extensions, sky subtracted and then collapsed to 1D spectra. For each star, spectra taken at the same λ_c were summed to increase the signal to noise ratio (S/N). After that, spectra taken at different λ_c were combined to get the full wavelength range. Because the GMOS observations were not performed at the parallactic angle, all science spectra were normalized to the pseudo-continuum by fitting low-order polynomials (typically 9 or 10 cubic splines along the whole wavelength range) to the flux upper envelope. The IRAF task *continuum* was employed in this step.

3 THE METHOD

3.1 Radial Density Profile and Limiting Radius Determination

In order to construct the RDP of NGC 7193 and analyze its central stellar overdensity with respect to the background, a tentative redetermination of central coordinates was performed. In this step, the sample of stars was restricted to the following magnitude limits: 15.8, 15.1 and 14.3 mag at J , H and K_s , respectively. These limits ensure both data completeness larger than 99 per cent and good photometric quality ($S/N > 10$)⁷. We did not use the spatial density profiles in RA and DEC to determine the cluster center because of the scarcity of stars. The central coordinates provided in DAML02 were adopted as a first guess in order to construct the RDP of NGC 7193 and analyze its central stellar overdensity with respect to the background. Next, we manually varied these coordinates within $\sim 1.5'$ from the original ones. For each center, an RDP was constructed by counting the number of stars inside circular rings whose widths varied from 0.75' to 2.0', in steps of 0.25', and divided this number by the respective ring area. We looked for central coordinates which resulted in an RDP with the highest central stellar overdensity compared to the mean background density. The narrower rings are ideal to probe the central regions due to their larger stellar densities, while the wider ones are better to probe the external regions. This prevents either region of the clus-

ter from being undersampled (Maia et al. 2010, hereafter MSC10).

The central coordinates (RA_{J2000} , DEC_{J2000}) = (22^h 03^m 08^s, 10° 48' 14'') were adopted (1.2' away from the center given in literature). The NGC 7193 RDP is shown in Figure 2. The inset in Figure 2 shows the region selected for estimation of the mean background density, $\sigma_{bg} = 0.31$ stars arcmin⁻² (continuous line) and its 1 σ uncertainty, $\Delta\sigma_{bg} = 0.04$ stars arcmin⁻² (dotted lines). Densities tend to fluctuate around the σ_{bg} value starting from $R \approx 10'$, which we adopted as the cluster's limiting radius (R_{lim}). Density profile models (e.g., King 1962) were not fitted to NGC 7193 RDP, since the scarcity of stars, field fluctuations and asymmetries in the stellar spatial distribution increase the uncertainties associated with the derived structural parameters, like core and tidal radii, precluding a statistically significant fit.

Although the NGC 7193 RDP shows a central stellar overdensity compared to the background, which is the first step in order to establish the physical nature of a stellar aggregate (BSDD01), it is useful to evaluate, with a statistical method, the contrast between the number of stars counted in the inner regions of the cluster and that in a set of samples chosen around the target field for different R_{lim} . We devised an algorithm that follows the prescriptions detailed in PKBM11. The method consists of randomly selecting a set of circular field samples inside the extraction region centered on the OCR coordinates. Figure 3 shows an example of neighboring field samples (with radius 10' in Fig. 3) randomly selected around NGC 7193. The number of samples depends on their radii and varies from 1000 (for $R_{lim} = 1'$) to 100 (for $R_{lim} \geq 6'$).

For each test radius, the distribution of $N_{field}/\langle N_{field} \rangle$ values was built, where N_{field} is the number of stars counted within each field sample and $\langle N_{field} \rangle$ is the average taken over the whole ensemble. Analogously, the ratio $N_{OCR}/\langle N_{field} \rangle$ was calculated, where N_{OCR} is the number of stars counted in the central region, represented as black filled circles within 10' of the central coordinates in Figure 3. The percentile corresponding to this ratio within the $N_{field}/\langle N_{field} \rangle$ distribution was also determined, for a given R_{lim} . Fluctuations around each test radius were taken into account by repeating this procedure ten times.

Figure 4 shows the average percentiles and their associated 1 σ uncertainties for each R_{lim} . In the range $2 \leq R_{lim}$ (arcmin) ≤ 6 , the percentiles corresponding to the ratio $N_{OCR}/\langle N_{field} \rangle$ achieve values below 90% due to fluctuations in the concentration of stars across the cluster region. These fluctuations result in density val-

⁷ <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/overview/about2mass.html>

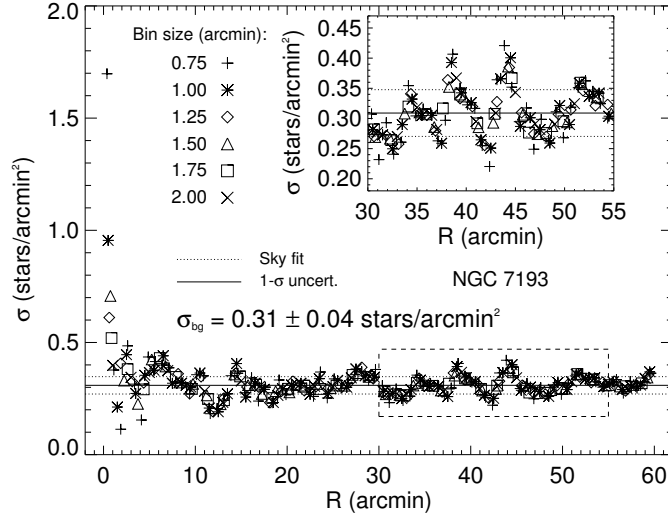


Fig. 2 RDP of NGC 7193. Different bin sizes are overplotted. The inset shows the region (*dashed rectangle*) selected for estimation of the mean background density (σ_{bg} , *continuous line*) and its 1σ uncertainty (*dotted lines*).

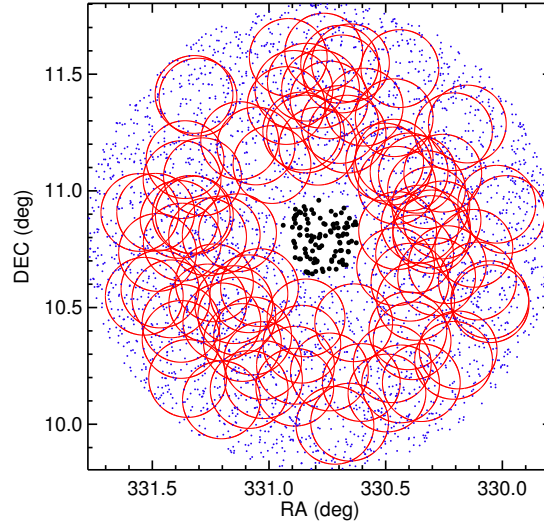


Fig. 3 Sky map of NGC 7193. Stars with $J \leq 15.8$, $H \leq 15.1$, $K_s \leq 14.3$ mag which are located within 1° of the central coordinates are shown. *Black circles* represent stars within $10'$. Other stars are plotted as *blue dots*. *Red circles* illustrate a set of 100 randomly selected field samples with radii equal to $10'$.

ues below σ_{bg} in this radius interval (Fig. 2). NGC 7193 shows a greater contrast in comparison to its field with respect to star counts for R_{lim} values between $7' - 11'$ (Fig. 4). The percentile for $R_{lim} = 10'$ is slightly below 90%, but is still compatible with this value taking into account the uncertainty. In addition, all probable member stars are found (Sect. 4.4) within this limiting radius. For $R_{lim} > 11'$, the percentiles are systematically below 90%, due to increasing field contamination.

The limiting radius of NGC 7193 can be converted to $R_{lim} = 1.46$ pc at $\log(t/yr) = 9.4$ by adopting a

distance modulus of $(m - M)_0 = 8.5$ mag (Sect. 4.4). This result is quite consistent with the temporal evolution of the core radius values as shown in figure 2 of de La Fuente Marcos (1998), who performed an N -body simulation of a cluster with an initial population of $N_0 = 10^4$ stars which contained primordial binaries. This is an expected result, since in the far future, initially massive open clusters will leave behind only a core, with most of their stellar content dispersed into the background (Bonatto et al. 2004b; de La Fuente Marcos 1996).

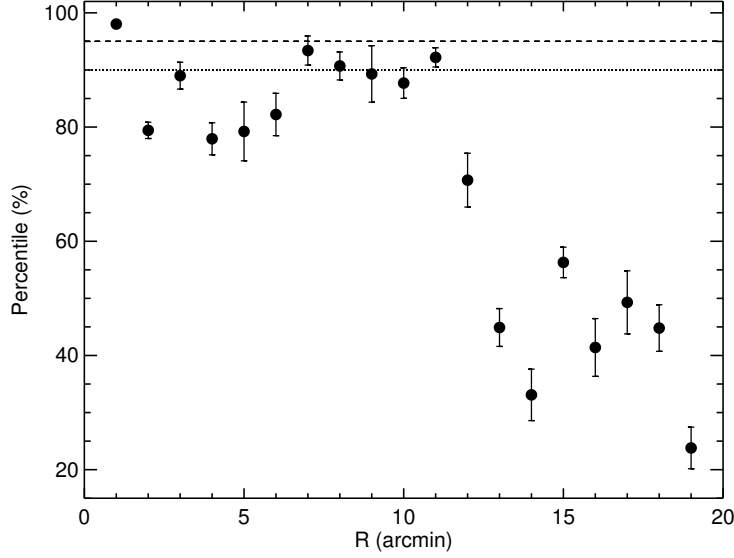


Fig. 4 Average percentiles and associated 1σ uncertainties corresponding to the ratio $N_{\text{OCR}}/\langle N_{\text{field}} \rangle$ within the $N_{\text{field}}/\langle N_{\text{field}} \rangle$ distribution for each test radius. Dotted and dashed lines mark the 90th and 95th percentiles respectively.

3.2 Spectroscopy: Atmospheric Parameter and Radial Velocity Determination

3.2.1 The cross-correlation method: ELODIE and PHOENIX spectral libraries

For determination of effective temperatures (T_{eff}), logarithm of surface gravities, ($\log(g)$), metallicities ($[\text{Fe}/\text{H}]$) and radial velocities (V_r), the spectra of our program stars were cross-correlated with stellar spectral templates obtained from the spectral libraries ELODIE and PHOENIX. The former is an empirical library containing 1962 spectra of 1388 stars covering the wavelength range 3900 – 6800 Å and providing a large sampling in effective temperature ($3000 \leq T_{\text{eff}} \text{ (K)} \leq 60\,000$). The latter is a synthetic library containing 27 704 spectra covering the wavelength range 500 – 55 000 Å and providing a better sampling in surface gravity ($0.0 \leq \log(g) \leq 6.0$) and metallicity ($-4.0 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq +1.0$) compared to ELODIE, although with a smaller coverage in T_{eff} ($\leq 12\,000$ K), since PHOENIX models assume local thermodynamic equilibrium. The sampling of the parameter space within the PHOENIX library has the following step sizes between models: $\Delta T_{\text{eff}} = 100$ K for T_{eff} in the range 2300–7000 K and $\Delta T_{\text{eff}} = 200$ K for T_{eff} in the range 7000–12000 K; $\Delta \log(g) = 0.5$ dex for $\log(g)$; $\Delta [\text{Fe}/\text{H}] = 1.0$ dex for $[\text{Fe}/\text{H}]$ between -4.0 and -2.0 and $\Delta [\text{Fe}/\text{H}] = 0.5$ dex for $[\text{Fe}/\text{H}]$ between -2.0 and $+1.0$.

Spectra of both libraries were taken at resolution $R = 10\,000$ and were degraded to match the resolution

of our science spectra. Also, the wavelength grid used for the synthetic spectra was converted from a logarithmic to a linear scale and transformed from vacuum (λ_{vac}) to air wavelengths (λ_{air}) according to the transformation equations taken from Ciddor (1996) and valid for $\lambda > 2000$ Å. Specific flux densities ($F_{\lambda}^{\text{vac}} = \frac{dE_{\lambda}}{dt d\lambda_{\text{vac}} d\text{Area}}$) were also converted from vacuum to air values:

$$F_{\lambda}^{\text{air}} = \frac{dE_{\lambda}}{dt d\lambda_{\text{air}} d\text{Area}} = F_{\lambda}^{\text{vac}} \left(\frac{d\lambda_{\text{vac}}}{d\lambda_{\text{air}}} \right).$$

3.2.2 The cross-correlation method: validation

The IRAF FXCOR task was employed for the construction of the cross-correlation function (CCF) of each spectra object–template pair. This task implements the algorithm described in Tonry & Davis (1979, hereafter TD79). The degree of similarity between line profiles of both spectra is given by the CCF peak (h), whose maximum value is normalized to 1.0. For each CCF, the task also calculates the TDR ratio, which is defined as the ratio of the CCF peak (h) to the rms of the CCF antisymmetric component (σ_a). Formally, $\text{TDR} = h/(\sqrt{2}\sigma_a)$. The higher the TDR value is, the more prominent the central CCF peak will be in comparison to other (spurious) peaks. It is also inversely proportional to the uncertainty in radial velocity of the object relative to the template (equation 24 of TD79). Therefore, it is related to uncertainties associated with matching the spectral lines.

In order to check the above statements, we took a PHOENIX synthetic spectrum representative of the Sun

($T_{\text{eff}} = 5800$ K, $\log(g) = 4.5$, $[\text{Fe}/\text{H}] = [\alpha/\text{Fe}] = 0.0$; see Fig. 5) and cross-correlated it with all PHOENIX spectra with the same surface gravity and metallicity but with other values of T_{eff} . In each case, the corresponding CCF peak (h) was calculated and then the ensemble of values was plotted as a function of T_{eff} , as shown in the top left plot of Figure 6. The color scale indicates the TDR value.

We then verified the sensitivity of h in terms of $\log(g)$ and $[\text{Fe}/\text{H}]$ following an analogous procedure: we fixed two of the atmospheric parameters (either T_{eff} and $[\text{Fe}/\text{H}]$ or T_{eff} and $\log(g)$) and let the other one act as a free parameter (in all comparisons we kept $[\alpha/\text{Fe}] = 0.0$). The results are shown in the middle ($\log(g)$) and rightmost ($[\text{Fe}/\text{H}]$) plots in the upper panels of Figure 6. In all cases the h values reach their maximum around those expected parameters.

After that we added noise to the original solar synthetic spectrum in order to simulate spectra whose S/N values are typical of our science ones (see Table 2 and Sect. 4.3). Those that were degraded in S/N are plotted in Figure 5 as blue and orange lines and their S/N values are 36 and 18, respectively. The same procedures outlined above were then employed in order to verify the sensitivity of the h values under variations in the atmospheric parameters in the cases of poorer quality spectra. This is shown in the middle and lower panels of Figure 6. Again, the h values peak at the expected parameters in each plot.

As we degrade the S/N of the object spectrum, the TDRs can reach higher values even in cases of cross-correlation with templates whose parameters are significantly different from those of the object spectrum. This is particularly true in the h vs. $\log(g)$ plot shown in the lower panels of Figure 6. This is a consequence of the growing antisymmetry of the CCF around its central peak as poorer quality spectra are employed in the cross-correlation (see also figs. 8 to 13 of TD79). Therefore the CCF peak is a more robust indicator of the similarity between a pair of spectra than the TDR ratio.

3.2.3 The cross-correlation method: application

To estimate T_{eff} , our science spectra were cross-correlated with all templates from the ELODIE library. The templates from the whole library were also previously continuum normalized. Again, for each spectrum the flux upper envelope was fitted by employing cubic spline pieces along the whole wavelength range. The IRAF task *continuum* was used in order to perform an automated and uniform normalization procedure. This is

a necessary step before cross-correlation to avoid the potential mistake of fitting the wrong CCF peak (for example, a coincidental peak in the CCF created by continuum variations). The templates most similar to a given object spectrum were chosen by identifying those that resulted in the maximum value of CCF peak.

The spectral type of a given object was determined by summing over the TDR values of those templates with the same spectral type within the selected subsample. The one with the highest TDR sum was adopted as the final spectral type. The object T_{eff} and its uncertainty ($\sigma_{T_{\text{eff}}}$) were computed according to the averaged value and standard deviation for the chosen templates, weighted by the TDRs.

To derive $\log(g)$ and $[\text{Fe}/\text{H}]$, we firstly filtered the parameter space covered by the PHOENIX models, restricting it to those templates whose effective temperatures are within the interval $[T_{\text{eff}} - \sigma_{T_{\text{eff}}}, T_{\text{eff}} + \sigma_{T_{\text{eff}}}]$, as obtained in the previous step. After cross-correlating our object spectrum with this group of templates (for which an automated normalization procedure was employed as explained above), those that resulted in the maximum value of the CCF peak were selected and ranked in ascending order of the TDRs. A subsample composed of the most well correlated theoretical templates was selected (that is, the ones that resulted in the highest value of h and in the highest values of TDR) and their average values of $\log(g)$ and $[\text{Fe}/\text{H}]$ were calculated, weighted by the TDRs. Again, the uncertainties are equal to the weighted standard deviation of these values. The number of templates in this subsample is such that the maximum admitted uncertainties in $\log(g)$ and $[\text{Fe}/\text{H}]$ correspond to the step size of these parameters in the PHOENIX library.

Within this subsample of PHOENIX templates, the one with the highest correlation was used to derive the radial velocity of our object spectrum relative to the template by executing the FXCOR task in interactive mode and fitting the CCF central peak with a Gaussian. Thus we ensure that a synthetic template of spectral type similar or equal to that of the object has been used to obtain the object's radial velocity. Then the IRAF RVCORRECT task was employed to derive the corresponding heliocentric correction.

To test the method, the procedure outlined in this section was applied to the spectra of the standard stars HD 68089, HD 211341 and HD 38254 and the resulting atmospheric parameters were compared to those found in the literature (Casagrande et al. 2011 and Holmberg et al. 2009). In order to enlarge our sample and probe a wider range of parameters, the method was applied to six other

Table 2 Stellar Parameters for Stars Observed Spectroscopically

ID	α_{2000} (h: m: s)	δ_{2000} ($^{\circ}$: $'$: $''$)	$(\frac{S}{N})^a$	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr $^{-1}$)	μ_{δ} (mas yr $^{-1}$)	ST	M_J^* (mag)	$(J - K_s)_0^*$ (mag)	V_r (km s $^{-1}$)	T_{eff} (K)	[Fe/H] (dex)	$\log(g)$ (dex)	Memb. (**)
2	22:03:08	10:48:50	51	-13.1 \pm 1.7	-24.6 \pm 1.9	K0	0.0	0.61	-42.6 \pm 5.6	4868 \pm 227	-0.30 \pm 0.26	2.83 \pm 0.37	NM
3	22:03:08	10:48:14	86	-13.6 \pm 2.7	-17.4 \pm 1.7	F8	1.6	0.31	-48.1 \pm 5.1	6075 \pm 100	-0.50 \pm 0.50	3.75 \pm 0.27	M
4	22:03:02	10:48:27	138	-37.2 \pm 1.3	-39.0 \pm 0.8	G2	4.2	0.45	-17.4 \pm 3.1	5922 \pm 227	0.01 \pm 0.18	4.64 \pm 0.47	NM
6	22:03:09	10:47:57	126	5.0 \pm 0.9	-6.2 \pm 1.6	F3	3.0	0.25	-13.1 \pm 3.5	7007 \pm 200	0.00 \pm 0.50	4.74 \pm 0.40	M
7	22:03:19	10:47:25	48	2.1 \pm 2.5	4.1 \pm 2.9	G5	-0.2	0.50	-35.4 \pm 5.4	5230 \pm 100	-0.18 \pm 0.24	3.08 \pm 0.43	NM
9	22:03:12	10:46:08	36	-4.3 \pm 4.4	-9.8 \pm 4.7	K5	8.6	0.78	5.6 \pm 4.7	4312 \pm 227	-0.43 \pm 0.42	5.38 \pm 0.23	NM
11 ^d	22:03:06	10:46:19	14	-2.7 \pm 4.5	-2.1 \pm 4.5	K1	5.1	0.66	-28.6 \pm 4.9	5250 \pm 150	0.00 \pm 0.50	4.87 \pm 0.48	NM
13	22:03:06	10:45:53	45	11.5 \pm 4.9	-4.3 \pm 5.2	K0	4.1	0.48	-5.4 \pm 6.8	5368 \pm 100	0.00 \pm 0.50	4.48 \pm 0.32	M
14	22:03:09	10:45:24	154	9.4 \pm 1.1	-3.5 \pm 0.8	F3	2.8	0.23	-24.7 \pm 5.0	7123 \pm 200	0.03 \pm 0.12	4.53 \pm 0.41	M
15 ^d	22:03:10	10:45:13	65	4.6 \pm 5.0	3.5 \pm 5.0	F5	3.1	0.28	8.3 \pm 4.3	6455 \pm 242	-0.25 \pm 0.26	4.34 \pm 0.34	NM
16	22:03:06	10:44:07	19	-3.5 \pm 13.9	3.6 \pm 10.8	G0	2.5	0.39	38.4 \pm 4.2	5802 \pm 142	-0.28 \pm 0.26	4.10 \pm 0.30	NM
18	22:03:15	10:44:34	40	-4.8 \pm 4.2	-30.4 \pm 4.7	G8	2.7	0.38	-49.1 \pm 3.5	5394 \pm 110	-0.50 \pm 0.50	4.00 \pm 0.50	NM
19	22:03:04	10:44:14	18	-3.3 \pm 5.7	-15.3 \pm 5.6	F8	2.7	0.34	-27.4 \pm 3.5	5978 \pm 100	-0.53 \pm 0.12	4.03 \pm 0.40	NM
20	22:03:16	10:48:27	24	-0.3 \pm 3.2	0.1 \pm 3.4	K0	-2.9	0.61	-83.1 \pm 9.1	4868 \pm 227	-0.47 \pm 0.21	2.09 \pm 0.43	NM
21	22:03:14	10:48:08	99	-18.4 \pm 2.5	11.3 \pm 3.2	G0	2.3	0.40	-19.5 \pm 5.0	5627 \pm 170	-0.26 \pm 0.25	3.88 \pm 0.42	M
22	22:03:17	10:47:02	45	11.7 \pm 3.8	-6.2 \pm 4.1	F8	1.1	0.31	-55.6 \pm 2.0	6046 \pm 166	-0.25 \pm 0.25	3.75 \pm 0.40	NM
23	22:03:16	10:47:22	49	35.3 \pm 2.4	-23.4 \pm 3.2	G5	2.6	0.43	-87.7 \pm 2.1	5533 \pm 173	-0.13 \pm 0.22	4.12 \pm 0.37	NM
24 ^d	22:03:08	10:45:25	65	23.9 \pm 12.9	5.8 \pm 12.9	G0	2.2	0.38	-25.0 \pm 3.7	5780 \pm 100	-0.75 \pm 0.25	3.81 \pm 0.38	NM
25	22:03:14	10:44:34	68	-14.1 \pm 5.0	-18.6 \pm 5.4	K2	2.6	0.47	-87.3 \pm 6.0	4936 \pm 100	-0.50 \pm 0.50	3.99 \pm 0.36	NM
27	22:02:58	10:47:33	48	3.6 \pm 5.4	-4.2 \pm 5.7	F8	2.9	0.38	-68.2 \pm 5.1	5970 \pm 100	-0.50 \pm 0.50	4.19 \pm 0.29	NM
29	22:02:47	10:46:48	45	1.9 \pm 1.9	-14.6 \pm 5.7	G1	1.2	0.35	-48.9 \pm 11.0	5805 \pm 227	0.00 \pm 0.50	3.62 \pm 0.23	NM
30	22:02:49	10:48:33	88	-3.6 \pm 4.3	-6.4 \pm 4.7	G4	2.2	0.40	-49.9 \pm 3.9	5601 \pm 227	-0.50 \pm 0.50	3.81 \pm 0.30	NM
31	22:02:48	10:48:20	40	0.2 \pm 2.6	-5.3 \pm 3.0	G8	2.2	0.42	-10.8 \pm 5.2	5599 \pm 100	-0.29 \pm 0.25	3.82 \pm 0.40	M
32	22:02:58	10:48:40	24	-18.7 \pm 18.2	-5.0 \pm 18.2	G0	2.9	0.35	-6.7 \pm 7.4	5811 \pm 100	-0.50 \pm 0.50	4.21 \pm 0.28	NM
33	22:02:56	10:49:23	51	29.5 \pm 2.0	6.7 \pm 2.1	G5	3.7	0.36	-23.8 \pm 3.8	6072 \pm 297	0.00 \pm 0.50	4.51 \pm 0.43	M
34	22:02:43	10:48:57	45	20.8 \pm 0.9	-43.1 \pm 1.0	G8	0.6	0.43	-44.7 \pm 7.0	5445 \pm 227	0.08 \pm 0.18	3.41 \pm 0.48	M
36	22:02:48	10:50:08	18	-15.3 \pm 17.9	0.4 \pm 18.0	G5	3.4	0.41	-33.1 \pm 3.9	5640 \pm 109	-0.29 \pm 0.26	4.32 \pm 0.25	NM
37	22:02:41	10:50:25	46	-3.7 \pm 4.6	-15.0 \pm 5.0	K2	2.9	0.58	-43.7 \pm 13.0	4744 \pm 185	-0.20 \pm 0.27	4.09 \pm 0.42	NM
38	22:02:42	10:50:35	45	-9.2 \pm 4.1	-11.3 \pm 4.7	K7	9.5	0.83	-6.6 \pm 7.4	4014 \pm 100	-0.33 \pm 0.37	5.35 \pm 0.25	NM
39	22:02:54	10:51:28	65	-22.2 \pm 4.3	21.7 \pm 4.8	K0	3.3	0.48	29.2 \pm 6.4	5348 \pm 100	-0.41 \pm 0.21	4.25 \pm 0.27	NM
40	22:02:39	10:50:47	52	-22.6 \pm 2.1	-7.2 \pm 1.5	G0	0.4	0.42	-14.0 \pm 2.7	5639 \pm 227	-0.50 \pm 0.50	3.28 \pm 0.26	M
41	22:02:50	10:51:38	56	-2.8 \pm 1.4	-14.1 \pm 1.9	F8	1.4	0.34	0.2 \pm 5.5	6010 \pm 140	-0.21 \pm 0.25	3.83 \pm 0.33	M
42	22:02:54	10:51:17	67	-5.8 \pm 5.8	-2.3 \pm 2.0	F8	1.5	0.30	-16.2 \pm 3.0	6081 \pm 119	-0.36 \pm 0.22	3.71 \pm 0.46	NM
43	22:02:40	10:48:51	80	8.5 \pm 4.7	-4.6 \pm 5.1	B5	0.9	0.34	-42.2 \pm 3.0	6083 \pm 227	-1.98 \pm 0.12	3.38 \pm 0.34	NM
44	22:02:49	10:50:29	51	-3.9 \pm 5.1	-6.9 \pm 5.7	G5	-1.3	0.49	-284.6 \pm 4.8	5310 \pm 148	-0.32 \pm 0.28	2.78 \pm 0.46	NM
45	22:02:57	10:49:44	60	27.8 \pm 4.0	-3.4 \pm 4.1	G5	4.6	0.52	-1.2 \pm 2.2	5666 \pm 100	-0.11 \pm 0.21	4.88 \pm 0.35	M
46	22:02:53	10:50:01	31	-3.3 \pm 5.6	-5.6 \pm 5.6	G5	2.6	0.37	-47.8 \pm 3.0	5857 \pm 211	0.05 \pm 0.16	4.16 \pm 0.49	NM
47	22:02:40	10:51:44	40	16.0 \pm 4.9	-20.2 \pm 5.2	G0	2.7	0.38	4.2 \pm 3.6	5733 \pm 100	-0.50 \pm 0.50	4.00 \pm 0.50	NM
48 ^d	22:02:43	10:45:53	28	-0.7 \pm 4.3	-5.5 \pm 4.3	K2	5.5	0.74	44.4 \pm 4.8	5040 \pm 100	-0.19 \pm 0.25	4.87 \pm 0.38	NM
49	22:02:46	10:44:41	48	-20.7 \pm 4.4	-3.8 \pm 4.8	K3	- ^b	0.61 ^c	15.6 \pm 9.7	4599 \pm 102	-	-	M
50 ^d	22:02:40	10:44:34	17	13.5 \pm 4.5	-8.6 \pm 4.5	K2	5.1	0.60	23.2 \pm 4.4	4999 \pm 130	-0.50 \pm 0.50	4.65 \pm 0.28	NM
51	22:02:39	10:44:27	90	85.8 \pm 6.4	-67.9 \pm 6.1	G5	3.3	0.43	24.1 \pm 2.2	5641 \pm 139	-0.50 \pm 0.50	4.27 \pm 0.29	NM
52 ^d	22:02:45	10:43:59	21	2.6 \pm 4.1	4.0 \pm 4.1	G8	3.4	0.48	-79.1 \pm 5.7	5294 \pm 100	-0.72 \pm 0.26	4.27 \pm 0.32	NM

Notes:

^a At 4630 Å.^b We adopted $M_{K_s} = 4.1$ (assuming a K3V star), from SK: (1982) and Koornneef (1983) tables. The latter were transformed to 2MASS system according to the relations of Carpenter (2001).^c From Straižys & Lazauskaitė (2009) tables.^d Proper motions from the PPMXL (Roeser et al. 2010).^e For this star, $K_s = 17.088$, $(J - K_s) = -0.635$.

* From PARSEC isochrones (see details in the text).

** M means a member and NM means a non-member star.

Table 2 — *Continued.*

ID	α_{2000} (h: m: s)	δ_{2000} (°: ': ")	$(\frac{S}{N})^a$	$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas yr ⁻¹)	μ_δ (mas yr ⁻¹)	ST	M_J^* (mag)	$(J - K_s)_0^*$ (mag)	V_r (km s ⁻¹)	T_{eff} (K)	[Fe/H] (dex)	log(g) (dex)	Memb. (**)
53 ^d	22:02:38	10:44:18	46	52.5±12.9	-75.8±12.9	K0	5.0	0.62	-42.6±3.4	5358±100	-0.09±0.20	4.99±0.41	M
54 ^{d,e}	22:02:52	10:43:32	28	1.3±5.4	-2.5±5.4	F7	2.1	0.36	-162.8±6.7	5955±144	-0.50±0.50	4.00±0.50	NM
55 ^d	22:02:41	10:42:58	38	6.4±4.7	-2.5±4.7	K0	3.6	0.48	-67.4±2.1	5339±100	0.00±0.50	4.37±0.25	NM
56	22:02:44	10:41:31	35	-2.7±4.8	-7.5±5.2	K0	3.4	0.47	-38.7±5.0	5342±128	0.23±0.26	4.34±0.43	M
57	22:02:48	10:41:42	1151	0.6±2.5	2.3±2.9	B9	0.6	-0.05	-175.9±3.4	10727±316	-0.50±0.50	4.00±0.50	NM
58	22:02:56	10:41:51	58	23.9±1.7	-24.3±1.8	G5	2.1	0.40	1.6±2.6	5724±227	-0.42±0.19	3.80±0.30	M
59	22:02:44	10:42:12	50	4.8±3.5	-4.3±3.8	G5	-0.1	0.51	-14.5±4.5	5229±100	-0.39±0.28	3.04±0.39	NM
60 ^d	22:02:42	10:42:38	35	-0.9±4.2	-11.1±4.2	G5	3.7	0.45	-112.9±3.7	5668±113	-0.61±0.21	4.37±0.33	NM
61	22:02:56	10:42:18	311	3.1±5.1	-31.0±5.5	A4	0.9	0.41	-336.2±7.2	5750±227	-2.00±0.50	3.31±0.37	NM
62	22:02:41	10:40:57	26	-4.1±4.5	-5.0±4.9	G5	2.2	0.46	-34.8±1.7	5452±209	-0.11±0.21	4.03±0.37	NM

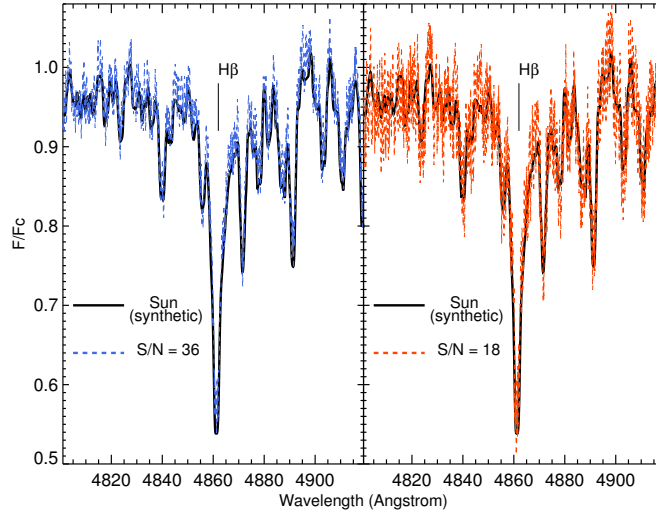


Fig. 5 PHOENIX synthetic spectrum representative of the Sun (black lines). Colored lines are the same spectrum, but degraded in S/N: S/N=36 (left) and S/N=18 (right). For better visualization, only the region around H β is shown.

standards (HD 104471, HD 104982, HD 105004, CD-28 9374, HD 107122, HD 111433), previously observed (Maia 2012; Maia et al. 2009, hereafter MSCP09) with the same instrumental setup, and to six stars from the ELODIE library (HD 6920, HD 15866, HD 17382, HD 71497, HD 97633, HD 117176). Stars from these three samples were plotted with different symbols in Figure 7, where the present effective temperatures, surface gravities and metallicities were compared to the literature values. As explained above, the ELODIE library itself was used for the computation of T_{eff} . For this reason, the six spectra obtained from it were not plotted in the leftmost part of Figure 7.

Although tested with only 15 objects, the derived parameters, computed as stated above, tend to reproduce the expected ones, taking into account the uncertainties. This demonstrates the usefulness of the synthetic library in the cross-correlation method, since it fills the gaps

of the empirical library in the parameter space, especially for metallicities significantly different from the solar value. The better the parameter space resolution is, the higher the precision that is achieved in the stellar parameters derived.

Figure 8 shows the spectra of the standard stars HD 68089 and HD 211341 and of four science spectra (black lines). In each case, the PHOENIX model for which atmospheric parameters (red labels) are the closest to the measured ones was overplotted (red dotted lines). For reference, some prominent absorption lines were highlighted. The blue dots represent the residuals (science minus template) as a function of wavelength in each case. The horizontal continuous lines are the “zero” lines for the residuals.

Arbitrary constants were added to the spectra, which were corrected to the rest frame, for comparison purposes. Table 2 summarizes the results.

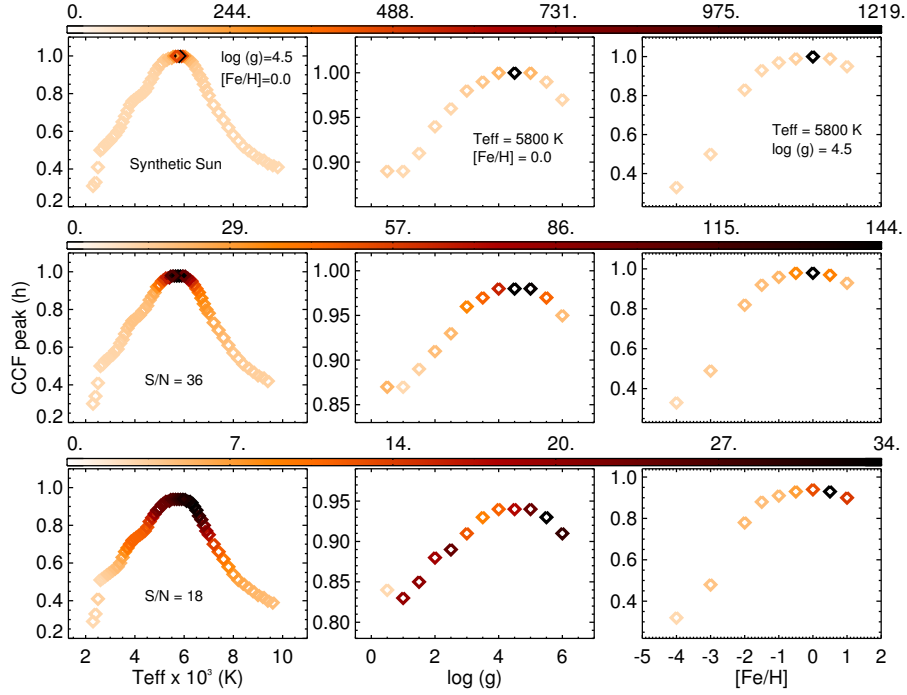


Fig. 6 Sensitivity of the cross-correlation function peaks (h) with respect to variations in T_{eff} (leftmost column), $\log(g)$ (middle column) and $[\text{Fe}/\text{H}]$ (rightmost column). The upper panels show the results obtained with the original solar PHOENIX spectrum as the object. The middle and lower panels show the results obtained with the same solar spectrum, but degraded in S/N (see Fig. 5). The top plots on each column indicate the parameters that were kept fixed during the cross-correlation procedures. The color bars indicate the TDR values.

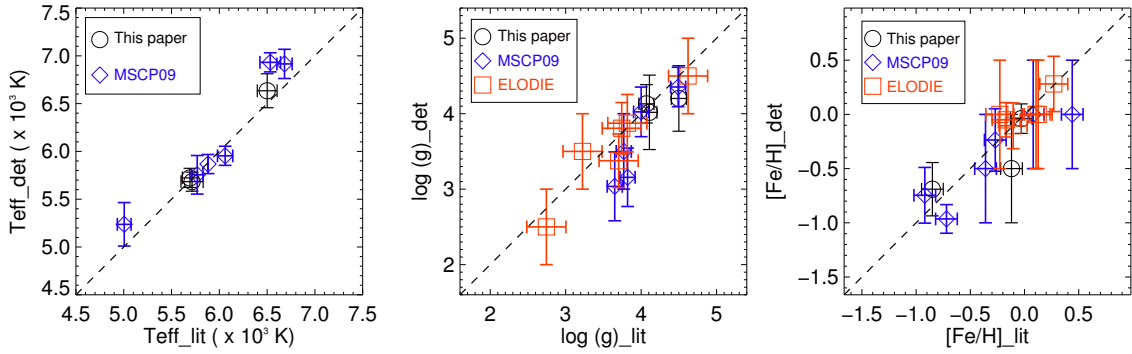


Fig. 7 Comparison between present and literature parameters (T_{eff} , $\log(g)$ and $[\text{Fe}/\text{H}]$) for a sample of fifteen stars. Spectra of three of them (HD 68089, HD 211341 and HD 38254) were reduced and analyzed for this paper. Six were previously observed and reduced (MSCP09) and another six were taken from the ELODIE library. The dashed line is the $y = x$ locus.

4 ANALYSIS

4.1 Photometric Analysis: Testing an OCR Nature

OCRs are intrinsically poorly populated (PKBM11). For this reason, it is useful to evaluate the statistical resemblance between the cluster and the field with respect to the sequences observed in CMDs. First, we built

$K_s \times (J - K_s)$ CMDs for stars located in the inner area of NGC 7193 ($r \leq 10'$) and also for stars in an arbitrary control field, chosen in the region $30 \leq r$ (arcmin) ≤ 60 from a random ensemble of field samples with the same area as the central region. We then executed a routine that evaluates the overdensity of stars in the cluster CMD rel-

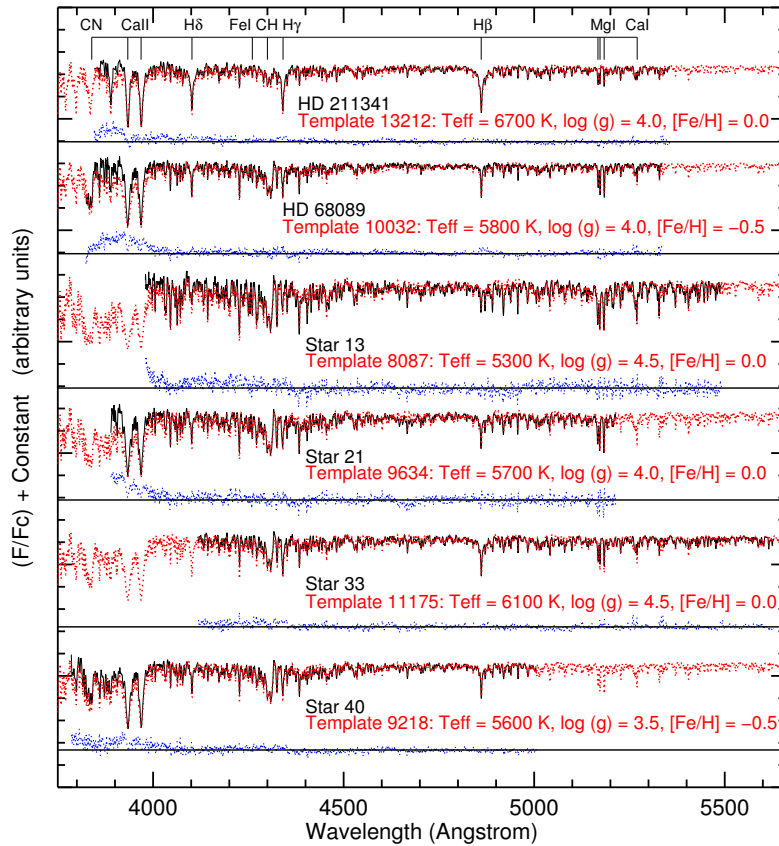


Fig. 8 Normalized and radial velocity corrected spectra of standard stars HD 68089 and HD 211341 and of four science spectra (black lines). In each case, the best-matched PHOENIX spectra are superimposed on the observed ones (red dotted lines). The blue dots represent the residuals (science minus template) as a function of wavelength in each case. The horizontal continuous lines are the “zero” lines for the residuals. Some deep absorption lines are marked for reference.

ative to the control field in order to establish photometric membership probabilities.

This algorithm (fully described in MSC10) builds 3D CMDs with J , $(J - H)$ and $(J - K_s)$ as axes for the cluster and control field. These diagrams are divided into small cells with sizes $(\Delta J, \Delta(J - H), \Delta(H - K_s))$ that are proportional to the mean uncertainties in magnitudes and color indexes. In our case, cell sizes are 20 times the mean uncertainty in J and 10 times the mean uncertainties in $(J - H)$ and $(H - K_s)$. These cells are small enough to detect local variations of field-star contamination on the various sequences in the CMD, but are large enough to accommodate a significant number of stars (MSC10).

Membership probabilities are assigned to stars in each cell according to the relation $P = (N_{\text{clu}} - N_{\text{con}})/N_{\text{clu}}$, where N_{clu} is the number of stars counted within a cell in the cluster CMD and N_{con} is the number counted in the corresponding cell in the control field

CMD. Null probabilities are assigned whenever $N_{\text{clu}} < N_{\text{con}}$. The cell positions are changed by shifting the entire grid one-third of a cell size in each direction. The cell sizes are also increased and decreased by one-third of the average sizes in each of the CMD axes. Considering all of the possible configurations, 729 different grid sets are used. The final probability value for each star is derived by taking the average of the memberships obtained over the whole grid configurations. No star was removed from the cluster CMD.

In Figure 9, a PARSEC isochrone (Bressan et al. 2012) was superimposed on the cluster CMD with the fundamental parameters $(m - M)_0 = 8.5 \pm 0.2$ mag, $\log(t/\text{yr}) = 9.4 \pm 0.2$, $E(B - V) = 0.05 \pm 0.05$ mag and $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17 \pm 0.23$ (see Sect. 4.4 for details). The latter value (and its 1σ uncertainty) was obtained by averaging the metallicities estimated for the member stars, selected after our joint analysis (Sect. 4.4). The reddening value adopted in our analysis was obtained from

Schlegel et al. (1998) extinction maps and provides a decent fit to our data. It is consistent, within uncertainties, with that obtained from the maps of Green et al. (2015), from which we have $E(B - V) = 0.03 \pm 0.03$ mag. The dotted line represents the locus of unresolved binaries with equal-mass components. The blue and red dashed lines are Padova isochrones with $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ and $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.06$, respectively, corresponding to the above lower and upper limits for $[\text{Fe}/\text{H}]$. It is noticeable that the widening of the main sequence (MS) due to the metallicity uncertainty is much smaller than that caused by binaries. In order to properly select the isochrone, we used $[\text{Fe}/\text{H}]$ as a proxy of the overall metallicity Z according to the relation: $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(Z/Z_{\odot})$, where $Z_{\odot} = 0.0152$ (Bressan et al. 2012). The color bar indicates the photometric membership probabilities, computed as explained above. The reddening correction was based on the extinction relations taken from Rieke & Lebofsky (1985): $A_J = 0.282A_V$, $A_H = 0.175A_V$ and $A_K = 0.112A_V$ with $A_V = 3.09E(B - V)$.

Following Pavani & Bica (2007, hereafter PB07) and PKBM11, an isochrone fitting index (n_{fit}) was defined as the number of stars, weighted by the membership probabilities, that are compatible with a given isochrone, taking into account photometric uncertainties. A star is considered to be a photometric member if it is at a maximum level of $3\sigma_{K_s}$ and $3\sigma_{(J-K_s)}$ from the nearest isochrone point. Formally

$$n_{\text{fit}} = \sum_{j=1}^{N_{\text{fit}}} P_j \quad (1)$$

where P_j is the membership probability and N_{fit} is the number of cluster stars compatible with the isochrone. We took into account the effect of unresolved binaries by shifting the isochrone in steps of 0.01 mag in the direction of decreasing K_s up to 0.75 mag, which is the limit corresponding to unresolved binaries with equal mass (dotted line in Fig. 9). All stars compatible with these loci count in the sum given by Equation (1).

In general, contamination by field stars becomes more severe for fainter magnitudes in the cluster CMD, where photometric uncertainties are larger. For this reason, the calculation of n_{fit} (Eq. (1)) was restricted to stars with $K_s \leq 13$ mag and membership probabilities $P \geq 50\%$. Stars that obey these restrictions and that are compatible with the isochrone sequences (binaries included), plotted with error bars in Figure 9, yielded $n_{\text{fit}} = 16.2$.

In the second step of our procedure, the same method stated above was applied to a set of 100 field regions randomly chosen around NGC 7193 ($30 \leq r$ (arcmin)

≤ 60). Arbitrary pairs of samples were taken within this ensemble and, for each pair, one of the samples was treated as a test field and the other one as a comparison field. The MSC10 algorithm was then executed to determine membership probabilities and to obtain n_{fit} for each test field–control field pair.

Figure 10 shows the resulting distribution of n_{fit} values. The cyan arrow indicates the value obtained for the OCR. The leftmost dashed line indicates the 90th percentile of the distribution ($n_{\text{fit}} = 10.5$), while the rightmost one indicates the 95th percentile ($n_{\text{fit}} = 12.4$). The n_{fit} value for the cluster is beyond the 95th percentile of the distribution, which reveals a statistical contrast between the OCR and the field.

The value $n_{\text{fit}} = 16.2$ was obtained with a particular choice for the control field. In the third step of our procedure, we compared the NGC 7193 $K_s \times (J - K_s)$ CMD with that of each one of the 100 randomly chosen field samples. For each cluster–control field pair, we determined n_{fit} using the procedure outlined above. The median of this set of values resulted in 11.3 (red arrow in Fig. 10), whose associated percentile is slightly greater than 90%. This result suggests that the sequences defined along the isochrone in the cluster CMD are statistically distinguishable from the field with a significance level of about 90%. The average value $\langle n_{\text{fit,OCR}} \rangle$ obtained in this experiment resulted in $\langle n_{\text{fit,OCR}} \rangle = 11.5 \pm 3.3 (1\sigma)$. The possibility of a field fluctuation cannot be ruled out from the photometric analysis solely, since we have some field samples for which $n_{\text{fit,field}} > n_{\text{fit,OCR}}$ (Fig. 10). This is not an unexpected result, since we are dealing with a poor stellar aggregate that is barely distinguishable from field stars.

4.2 Kinematic Analysis

In this section, we perform a preselection of candidate member stars of NGC 7193 based on the spread of the variables' right ascension (α), declination (δ), radial velocity (V_r) and proper motion components ($\mu_{\alpha} \cos \delta$, μ_{δ}). The distribution of V_r , obtained via the procedure outlined in Section 3.2, is shown in Figure 11. The histogram bin (10 km s^{-1}) corresponds to twice the mean uncertainty in V_r . We identified five radial velocity groups: $V_r \leq -200$, $-200 < V_r \leq -100$, $-100 < V_r \leq -50$, $-50 < V_r \leq 10$ and $V_r > 10$. Four stars with $V_r < -120 \text{ km s}^{-1}$ seem to be unrelated to the other groups. The V_r values are shown in Table 2 together with all atmospheric parameters derived from our science spectra (Sect. 4.3). Proper motions were obtained from UCAC4.

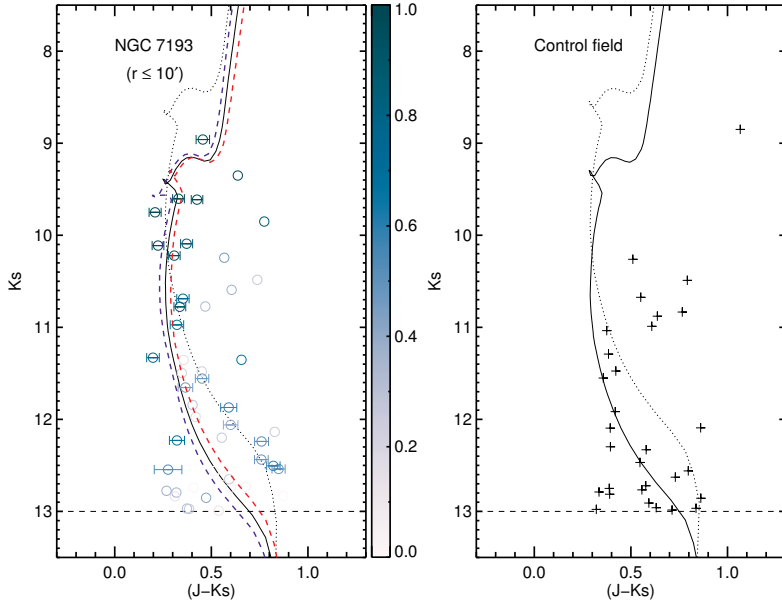


Fig. 9 *Left:* $K_s \times (J - K_s)$ CMD for NGC 7193. Only stars with $K_s \leq 13$ mag were plotted. The color bar indicates membership probabilities. A PARSEC isochrone ($\log(t/\text{yr}) = 9.4$; $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17$) was visually superimposed on the data. The *dotted line* represents the locus of unresolved binaries with equal-mass components. The *blue and red dashed lines* are Padova isochrones with $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.4$ and $[\text{Fe}/\text{H}] = 0.06$, respectively (see text for details). Stars compatible with the isochrone (binaries included) and with $P \geq 50\%$ (see text) are plotted with error bars in $(J - K_s)$. *Right:* CMD for a control field (same area).

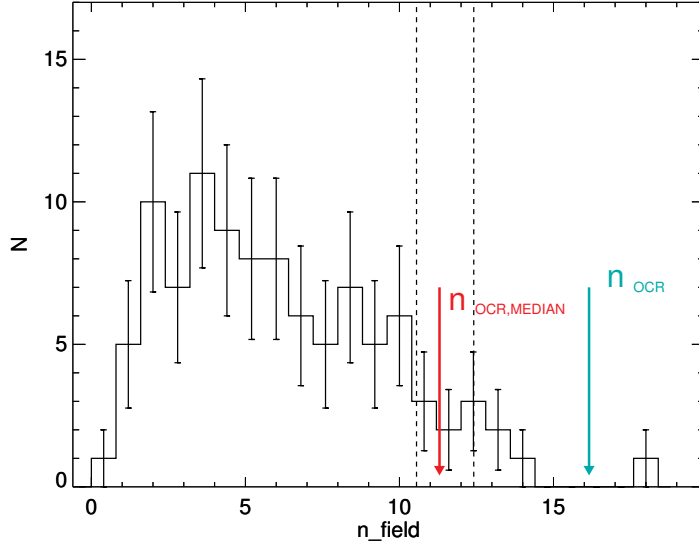


Fig. 10 Distribution of n_{fit} values (Eq. (1)) for the ensemble of field regions selected around NGC 7193. The *cyan arrow* indicates the value of n_{fit} , obtained for the cluster. The *red arrow* shows the median of n_{fit} values obtained after applying Equation (1) to data cluster–control field pairs. The *leftmost dashed line* indicates the 90th percentile of the distribution, while the *rightmost one* corresponds to the 95th percentile. Poisson error bars are shown.

A 5-dimensional iterative sigma-clipping routine, involving the kinematical and positional variables, was employed in order to identify a group of stars with motions compatible with each other and spatially localized in the

cluster area. Francis & Anderson (2012, hereafter FA12) applied this method in order to find improved candidate lists for 87 clusters and associations from *The Extended Hipparcos compilation* (“XHIP”, Anderson & Francis

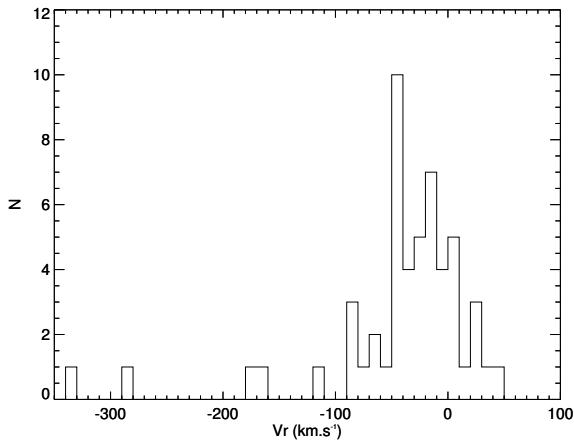


Fig. 11 Distribution of radial velocities derived from GMOS spectra.

2012). The algorithm consists of iteratively subjecting each star in our sample (Table 2) to the condition

$$\sum_{i=1}^N \frac{(X_i - \bar{X}_i)^2}{\sigma_{X_i}^2} < n^2 \quad (2)$$

where, for a fixed exclusion criterion n , the summation runs over the variables $\{X_i\} = \{\alpha, \delta, V_r, \mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta\}$. \bar{X}_i and σ_{X_i} are, respectively, the mean and standard deviation for the group satisfying Equation (2) in the previous iteration.

At each iteration, all stars satisfying Equation (2) are included in a new subsample. The means and variances of each X_i are then recalculated. Stars that do not satisfy Equation (2) are excluded and another iteration is performed. The convergence criterion is simply that the number of candidate member stars does not change under subsequent iterations. For our data we adopted $n = 3.4$, which means that the algorithm excludes stars for which at least one of the X_i variables differs from \bar{X}_i by more than 1.5 times the associated dispersion σ_{X_i} . This procedure resulted in a stable subsample with 43 stars (81% of the complete sample) after four iterations.

As stated by FA12, Equation (2) statistically defines the interior of a hyperellipsoid in the position \times velocity space, centered at the mean for the cluster and with axes proportional to the standard deviation of each variable. The exclusion criterion generalizes to 5 dimensions the procedure of excluding data points that are beyond a given number of standard deviations from the sample mean.

Figure 12 shows the vector-point diagrams (VPDs) for stars in the inner area of NGC 7193 ($r \leq 10'$) and in a ring ($30 \leq r$ (arcmin) ≤ 31.6228) of the same area as that of the cluster, for comparison purposes. Stars

observed spectroscopically were identified according to Table 2 and symbols correspond to different V_r bins. Blue symbols represent stars excluded after applying the FA12 algorithm (stars 51 and 53 are highly deviant and were not plotted for better readability) and red symbols represent those that were kept. Other stars are represented by small black circles. The mean uncertainties in $\mu_\alpha \times \cos \delta$ and μ_δ are indicated by error bars in Figure 12. The magnitude limits (16.5, 16.5 and 17.1 mag in J , H and K_s , respectively) for both plots correspond to the maximum magnitude values for stars in our spectroscopic sample (Table 2).

Non-excluded stars that are compatible with the isochrone sequences and binary loci on the cluster CMD (Sect. 4.4) form a preliminary list of member candidate stars. Ten stars (4, 23, 34, 44, 39, 51, 53, 54, 57 and 61) were excluded by the FA12 algorithm. As shown in Figure 12, these stars have very discrepant proper motion components (and/or radial velocities) compared to the bulk motion, taking into account the adopted exclusion criterion ($n = 3.4$ in Eq. (2)). Nevertheless, we cannot definitely rule out the membership of these stars because OCRs are dynamically evolved structures and thus they are expected to be rich in binaries (e.g., de la Fuente Marcos et al. 2013), in which the presence of a secondary appreciably changes the velocity of the primary star. This suggests that care must be taken when applying proper motion filters to sort out members. In addition, the VPDs for both NGC 7193 and the annular field show a close resemblance and we are not able to readily disentangle both populations based only on kinematic information. This is expected for a dissolving cluster since repeated encounters with external agents cause the mean motion of a cluster to be closer to the mean movement of the neighboring field (Maia 2012).

As stated by Bica & Bonatto (2005, hereafter BB05), it is useful to compare the proper motion distribution of stars in the cluster area with that of the control field stars in order to look for systematic deviations. Asymmetries and peaks in the intrinsic (i.e., field subtracted) proper motion distribution may yield information on the internal kinematics and presence of unresolved binaries (PB07).

Following the BB05 method, the proper motion distributions for NGC 7193 and for an annular field with the same area were constructed. Since UCAC4 also includes 2MASS photometry, the correspondence limit between both catalogs was firstly evaluated. The CMDs in Figure 13 show that both are nearly complete for $J \leq 14.5$ mag. Restricting our data to this limit is important to ensure that the proper motion distributions are not

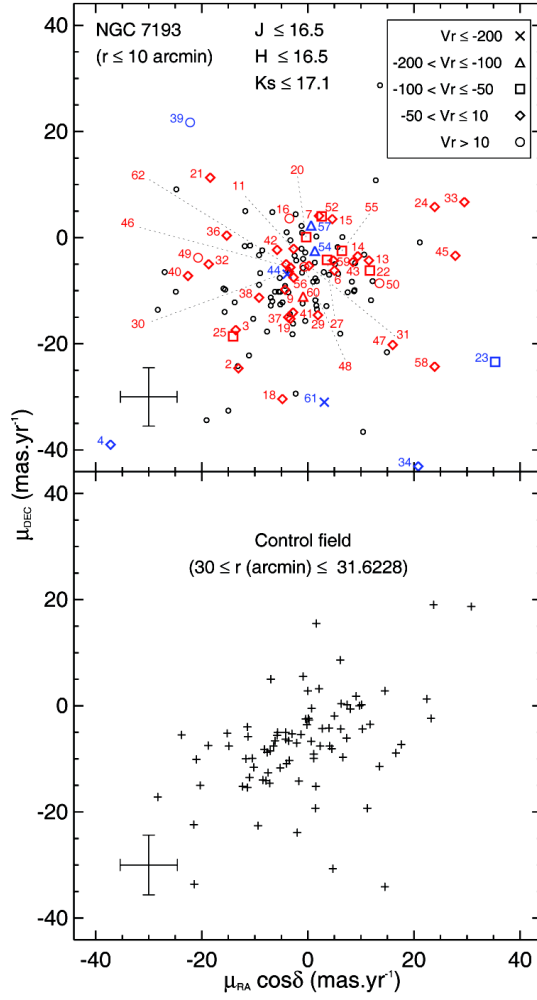


Fig. 12 *Top*: VPD for NGC 7193. Stars with spectroscopic data are numbered (see Table 2). Symbols refer to different radial velocity bins (in km s^{-1}). *Blue (red) symbols* refer to stars (not) excluded after applying the FA12 algorithm. *Small black circles* represent other stars in the target area. Magnitude limits are shown for both plots. *Bottom*: VPD for an annular field. Average error bars are plotted in both diagrams.

affected by incompleteness, especially for fainter magnitudes.

Besides this restriction in J , a color filter was applied to the photometric data of NGC 7193 and annular field (Sect. 4.4) in order to remove most of the background contamination, leaving a residual contribution that will be taken into account by means of histogram subtractions (PB07). Rather than working separately with proper motion components, the angular projected velocities on the sky ($V_p = \sqrt{\mu_\alpha^2 \times \cos^2 \delta + \mu_\delta^2}$) were employed in this study.

Figure 14 shows the distributions of V_p for NGC 7193 and the control field (left), and the field subtracted distribution (right). Histogram bins are 6 mas yr^{-1} , which is about $1 \times$ the average uncertainty

in V_p for the sample of stars in Figure 14. The proper motion distribution for stars in NGC 7193 shows systematic deviations, taking Poisson uncertainties into account, with respect to the field distribution in the range $V_p \leq 30 \text{ mas yr}^{-1}$ and a small overdensity in the range $42 \leq V_p (\text{mas yr}^{-1}) \leq 54$. For a self-gravitating system, low-velocity peaks can be attributed to the internal spread of velocities for single stars, superimposed on the cluster’s systemic motion. Higher-velocity peaks, in turn, may be produced by unresolved binaries (BB05).

Despite the presence of conspicuous peaks in the intrinsic V_p distribution, their reality is doubtful because of low number statistics, especially in the range between $42 - 54 \text{ mas yr}^{-1}$. As stated previously, we are dealing with an object whose kinematics closely resembles that

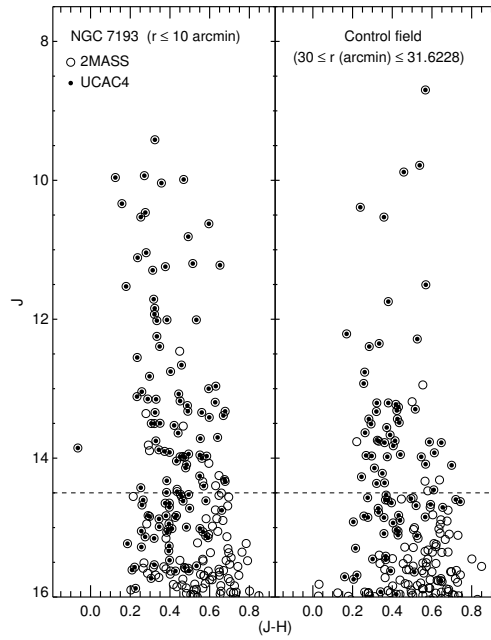


Fig. 13 Correspondence between 2MASS (*open circles*) and UCAC4 (*filled circles*) for NGC 7193 (*left*) and an annular field (*right*) with the same area. The correspondence limit between both catalogs is about 14.5 mag in *J* (*dashed line*).

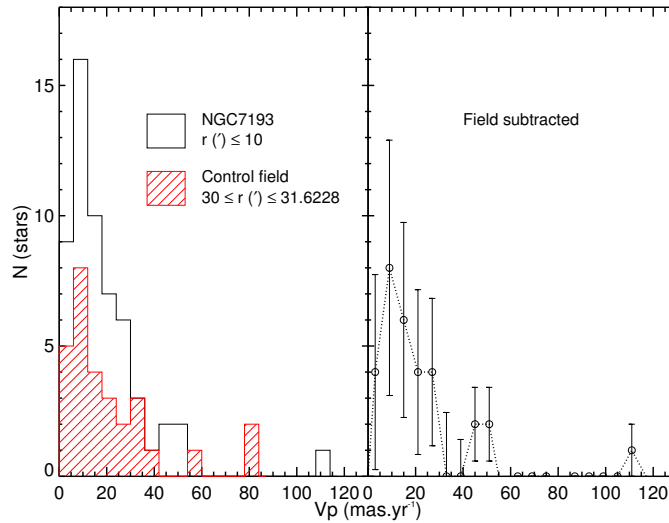


Fig. 14 *Left*: Distribution of angular projected velocities of stars in NGC 7193 (*empty histogram*) and in the annular field (*hatched histogram*). *Right*: Intrinsic proper motion distribution. Poisson error bars are overlotted.

of the field due to its physical nature. Thus we need more information, in addition to what is provided by kinematic data, in order to disentangle both populations.

4.3 Absolute Magnitudes and Intrinsic Colors for the Spectroscopic Sample

Following the procedures outlined in Section 3.2, atmospheric parameters and radial velocities were ob-

tained for the 53 stars observed spectroscopically in the field of NGC 7193. The parameters are shown in Table 2 together with the proper motion components, obtained from UCAC4. To estimate absolute magnitudes and intrinsic color indexes, the position of each star in the temperature-gravity plane, which is independent of distance and reddening, was compared to PARSEC isochrones of the respective metallicity. Then, there were

selected model parameters that best fit the measured values and the corresponding absolute magnitude M_J and intrinsic color $(J - K_s)_0$ were taken. These are also presented in Table 2.

4.4 Joint Analysis: Cluster Membership

Photometric data in the near-infrared for stars in the inner ($r \leq 10'$) region of NGC 7193 and for a comparison field (external ring with the same area as the cluster) were extracted from 2MASS. In order to include all stars observed spectroscopically in the CMD analysis, the following magnitude limits were applied: 16.5, 16.5 and 17.1 mag for J , H and K_s , respectively. To improve the search for member candidates of NGC 7193, only those stars which have kinematic information in the UCAC4 catalog were considered.

Figure 15 shows the $K_s \times (J - K_s)$ CMDs for NGC 7193 and for a comparison field. NGC 7193 shows a contrasting overdensity of bright stars relative to the comparison field. Symbols, colors and identifiers for our spectroscopic sample follow those of Figure 12 (star 54 has a poor quality photometric flag in K_s and therefore was not plotted in Fig. 15).

We visually superimposed a PARSEC isochrone ($\log(t/\text{yr}) = 9.4$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17$) on the locus of data. The chosen isochrone was reddened by $E(B - V) = 0.05$ mag and vertically shifted to fit the observed magnitudes along the main sequence for determination of the distance modulus, which resulted in $(m - M)_0 = 8.5$ mag. Age was estimated by fitting the brightest stars close to the turnoff and subgiant branch. The corresponding fundamental parameters and their uncertainties are the same as those used in Section 4.1.

The dotted line in the CMDs of Figure 15 is a color filter applied to both cluster and comparison field data in order to remove most of the background contamination. The four green circles mark the stars (4, 23, 34 and the one with $K_s = 13.341$ and $(J - K_s) = 0.662$) whose projected angular velocities V_p are in the range $42 - 54 \text{ mas yr}^{-1}$ and that produce the overdensity in this interval of V_p in Figure 14.

The dot-dashed line is the MS of Koornneef (1983) shifted by the distance modulus with reddening derived from isochrone fitting. K and $(J - K)$ values were transformed into 2MASS magnitudes and colors according to Carpenter (2001) relations.

As stated in Section 4.2, we built a preliminary list of member candidate stars by selecting those that were *not* excluded after applying the FA12 algorithm (red symbols in Figs. 12 and 15) and that are compatible

Table 3 Data for Member Candidate Stars based on Photometry and Proper Motions (uncertainties are in parentheses)

ID	α_{2000} (h: m: s)	δ_{2000} ($^{\circ}$: ' $'$: $''$)	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yr $^{-1}$)	μ_{δ} (mas yr $^{-1}$)	Memb. (**)
89	22:03:07	10:49:39	-15.9 (6.9)	-9.6 (5.6)	PM
98	22:03:20	10:51:42	-1.2 (4.4)	2.2 (4.8)	PM
102	22:03:16	10:43:31	4.0 (8.4)	-7.0 (7.5)	LPM
108	22:03:13	10:42:30	1.4 (4.4)	-11.8 (4.8)	PM
112	22:03:14	10:54:11	-5.3 (4.5)	-7.6 (4.9)	LPM
117	22:03:34	10:46:32	-0.5 (4.6)	-2.8 (5.0)	PM
122	22:02:46	10:44:10	-13.8 (8.3)	-12.2 (7.9)	PM
125	22:03:23	10:53:54	1.7 (4.4)	-8.2 (4.8)	LPM
131	22:03:16	10:55:09	1.6 (2.2)	0.2 (2.8)	PM
132	22:03:36	10:50:39	-5.2 (4.1)	-10.2 (4.6)	PM
133	22:03:28	10:42:30	1.3 (18.9)	-4.7 (18.7)	PM
136	22:03:29	10:42:31	-11.1 (2.8)	-22.2 (3.3)	PM
140	22:02:36	10:47:25	-3.3 (6.9)	-0.5 (6.5)	PM
142	22:03:33	10:53:36	-24.9 (4.2)	-10.2 (4.6)	PM
144	22:02:35	10:47:04	12.2 (4.3)	-8.2 (4.9)	LPM
146	22:03:29	10:54:37	8.9 (4.2)	-4.8 (4.7)	PM
147	22:02:46	10:54:22	-11.8 (5.6)	5.0 (5.4)	PM
161	22:02:30	10:46:39	6.5 (4.1)	0.1 (4.5)	PM
162	22:02:43	10:55:35	-7.0 (4.8)	-11.3 (5.2)	PM

Notes: ** PM means a probable member and LPM means a less probable member star.

with the isochrone (binaries included) within a maximum level of $3\sigma_{K_s}$ and $3\sigma_{(J-K_s)}$ (same fitting criterion adopted in Section 4.1). This subsample is composed of stars 3, 6, 9, 11, 13, 14, 16, 21, 29, 31, 33, 37, 38, 40, 41, 42, 45, 48, 49, 56, 58 and 60. Although star 55 is close to the lower MS, it does not have uncertainty in K_s according to 2MASS and a poor quality photometric flag is attributed to it. Therefore, this star was excluded from our subsample. The average and 1σ dis-

persion of proper motion components for this set of 22 stars resulted in $\langle \mu_\alpha \cos \delta \rangle = -0.11 \pm 14 \text{ mas yr}^{-1}$ and $\langle \mu_\delta \rangle = -6.7 \pm 8.0 \text{ mas yr}^{-1}$. The large dispersion of these values can be ascribed both to the limited accuracy of the proper motion data and to the presence of unresolved binaries that remained after applying the FA12 algorithm (Sect. 4.2).

In order to include possible members without observed spectra, we selected a group of stars that are compatible with the isochrone and the binary loci, and whose proper motion components are compatible with the above means, within 2σ , for $\mu_\alpha \cos \delta$ and μ_δ . Nineteen stars satisfy these restrictions and are represented in Figure 15 as filled symbols in the following K_s intervals: $11.25 < K_s \leq 12.4$ (big circles), $12.4 < K_s \leq 13$ (squares), $13 < K_s \leq 13.7$ (triangles) and $K_s > 13.7$ (small circles). Data for these member candidate stars are shown in Table 3. For better legibility, these stars were not labeled in the CMD. Non-member stars are plotted as small open circles.

The 22 stars listed above, for which there are spectroscopic data, together with the other 19 member candidates, selected based on photometry and proper motions but without spectra, were plotted in the intrinsic $(J-H)_0 \times (H-K_s)_0$ color-color diagram (CCD) shown in Figure 16. Symbols and identifiers are the same as those in Figures 12 and 15. Intrinsic color sequences for dwarfs and giants from Straižys & Lazauskaitė (2009) were overplotted. The star colors were dereddened by $E(B-V) = 0.05$. For better visualization, error bars were overplotted only on stars with available spectra and for which the colors uncertainties are smaller than or equal to 0.1 mag. For stars 11, 16, 48 and 60, average errors in $(J-H)$ and $(H-K_s)$ are 0.13 mag and 0.18 mag, respectively. For the 19 member candidate stars without available spectra, average errors are 0.05 mag and 0.06 mag in $(J-H)$ and $(H-K_s)$, respectively. Although excluded by the FA12 algorithm (Sect. 4.2), stars 4, 34, 44 and 53 were also plotted in the CCD, since they are compatible with the isochrone sequences or the binary loci shown in the NGC 7193 CMD (Fig. 15).

4.4.1 Final list of members

In order to refine our list of cluster members, a star-by-star analysis was performed to identify stars for which spectral types (see Table 2) are compatible with their expected positions on the CCD, taking photometric uncertainties and reddening vector into account. A group of stars with compatible positions within both CMD and

CCD was thus selected. After determining individual distances via spectroscopic parallax (using the photometric information for each star), additional constraints were established: we selected a group of stars whose metallicities are compatible with each other within uncertainties and whose mean distance is compatible with that obtained by isochrone fitting.

Among our spectroscopic sample, the list of members is composed of 15 stars: 3, 6, 13, 14, 21, 31, 33, 34, 40, 41, 45, 49, 53, 56 and 58. The average distance and 1σ dispersion for this group of stars resulted in $\langle d \rangle = 548 \pm 250 \text{ pc}$, which is compatible with the distance value obtained from the CMD analysis ($501 \pm 46 \text{ pc}$) within uncertainties. Taking into account the latter heliocentric distance and the Galactocentric distance (R_G) of the Sun ($8.00 \pm 0.50 \text{ kpc}$, Reid 1993), the value of R_G for NGC 7193 resulted in $7.87 \pm 0.50 \text{ kpc}$, which places it in the solar circle. The average metallicity for this group resulted in $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.17 \pm 0.23$ ($Z \approx 0.010$).

Stars 34 and 53 were excluded by the FA12 algorithm, since their proper motion components are highly discrepant from the bulk motion (Fig. 12) and their positions in the NGC 7193 CMD suggest that both objects are likely binary systems. We took proper motion data from the list of the remaining 13 spectroscopic members together with the 19 probable members (Tables 2 and 3, respectively) of NGC 7193 and obtained the cluster dispersion of projected velocities (σ_{V_p}). The 3D velocity dispersion (σ_v) was obtained from σ_{V_p} assuming isotropy. With this approximation, $\sigma_v = \sqrt{3/2} \times \sigma_{V_p}$. With this procedure, the result for NGC 7193 was $\sigma_v = 25.6 \pm 2.7 \text{ km s}^{-1}$. If we restrict this sample to those stars that have radial velocity information, the dispersion of their composite velocities ($V = \sqrt{V_r^2 + (\mu_\alpha \times \cos \delta)^2 + \mu_\delta^2}$) results in $\sigma_v = 20.9 \pm 1.7 \text{ km s}^{-1}$, a value that is nearly compatible with that obtained from the isotropic approach. In this step, we transformed proper motions (pm) into linear velocities using the distance modulus $(m-M)_0 = 8.5 \text{ mag}$ and the relation

$$v(\text{km s}^{-1}) = pm(\text{mas yr}^{-1}) \times d(\text{pc}) \times 4.74 \times 10^{-3}.$$

The high velocity dispersions obtained for NGC 7193 are comparable to the one obtained by PB07 for a group of OCRs (see their fig. 12, where the dispersion in V_p for their group B is about 30 km s^{-1}). This may be a consequence of the highly evolved dynamical state of the OCRs. In this context, de la Fuente Marcos et al. (2013) analyzed the case of the OCR NGC 1252. After a proper selection of member candidate stars (their section 5), they obtained a dispersion value of 3.0 mas yr^{-1} for proper motion in RA

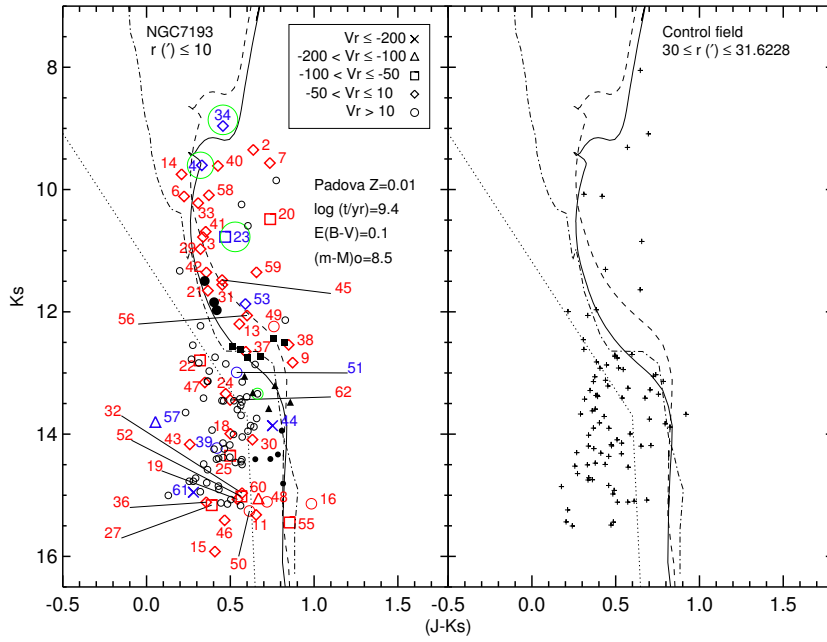


Fig. 15 Left: $K_s \times (J - K_s)$ CMD for NGC 7193. Symbols, colors and identifiers follow Fig. 12. A PARSEC isochrone (*continuous line*) was superimposed on the data (basic parameters are shown). The *dashed line* represents the locus of unresolved binaries with equal-mass components. The *dotted line* represents the color filter. The *dot-dashed line* is the MS of Koornneef (1983) shifted by the derived distance modulus and reddened. The *four green circles* mark the stars that produce the overdensity in the range $42 \leq V_p \text{ (mas yr}^{-1}\text{)} \leq 54$ in Figure 14. Filled symbols (*big circles*: $11.25 < K_s \leq 12.4$; *squares*: $12.4 < K_s \leq 13$; *triangles*: $13 < K_s \leq 13.7$; *small circles*: $K_s > 13.7$) are possible member stars without spectroscopic data (see text for details). *Small open circles* are non-member stars. Right: same as left, but for a comparison field.

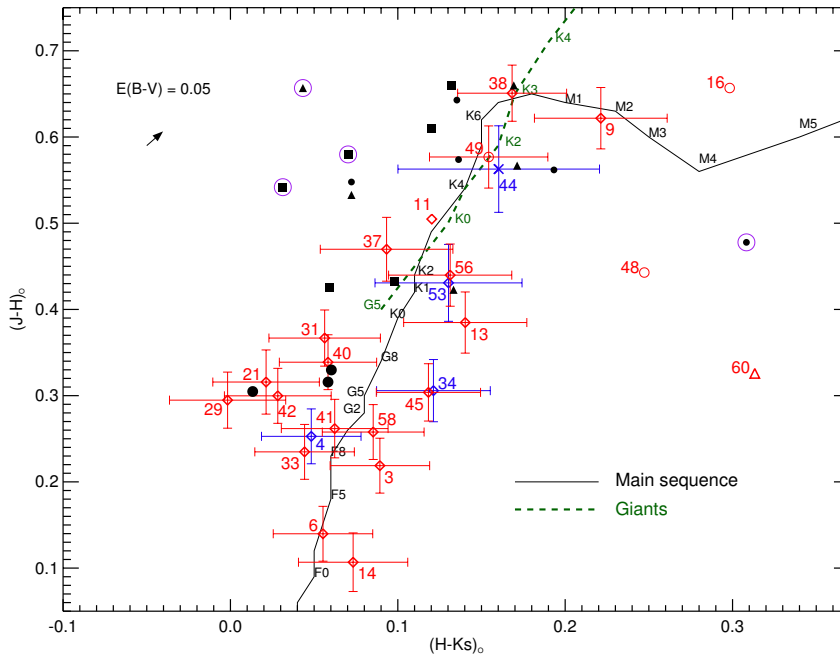


Fig. 16 Intrinsic CCD for NGC 7193. A de-reddening correction of $E(B - V) = 0.05$ was applied to each star. Colors, symbols and identifiers are the same as those used in Figs. 12 and 15, except for the *purple circles*, which identify four stars considered less probable members (see text for details). Sequences from Straižys & Lazauskaitė (2009) for dwarfs and giants are overplotted. Some spectral types are indicated, for reference.

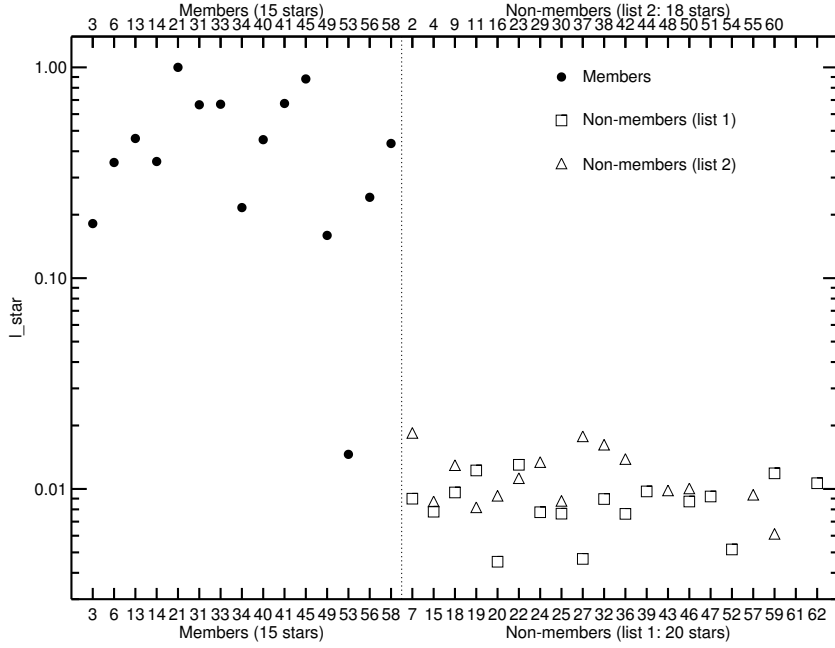


Fig. 17 Normalized individual likelihoods calculated (Eq. (3)) for the group of member and non-member stars. The latter group was divided into two subsamples; stars 43, 44, 51, 54, 57 and 61, which have normalized likelihoods smaller than 0.003, were not plotted, for visualization purposes.

and 2.8 mas yr^{-1} for the dispersion of proper motion in DEC. The resulting dispersion in the projected velocities is $\sigma_{V_p} = \sqrt{\sigma_{\mu_\alpha \times \cos \delta}^2 + \sigma_{\mu_\delta}^2} = 4.10 \text{ mas yr}^{-1}$. For an assumed distance of 1.1 kpc, this translates into $\sigma_{V_p} = 21.4 \text{ km s}^{-1}$. In the isotropic approximation, the 3D velocity dispersion is $\sigma_v = \sqrt{3/2} \times \sigma_{V_p} = 26.2 \text{ km s}^{-1}$, for an estimated mass of $12 \pm 5 M_\odot$ (our estimation, for which we have employed the list of member candidates present in table 4 of de la Fuente Marcos et al.’s paper). As a consequence of the dynamical evolution, the total binary fraction within the cluster is expected to increase with time (de La Fuente Marcos 1998).

Only stars 21 and 33 seem to be displaced from their expected position on the CCD, taking into account the spectral types determined for them. However, Figure 8 shows similarity between their spectra and the corresponding synthetic ones, suggesting that the technique employed has provided good matches and that their atmospheric parameters are well determined. The discrepancies may be attributed to uncertainties in T_{eff} and/or to inaccuracy in the spectral classification of the best ELODIE templates used for T_{eff} determination (Sect. 3.2).

Among the possible member stars without available spectra (filled symbols in the NGC 7193 CMD and

CCD), those with $(J - H)_0 < 0.43$ (six stars) are compatible with the intrinsic sequences in Figure 16 considering photometric uncertainties. Their spread along these sequences is similar to that verified for the member stars observed spectroscopically. The same comment can be stated for those stars with $0.52 < (J - H)_0 < 0.66$ and $0.11 < (H - K_s)_0 < 0.19$ (seven stars). Among stars within the ranges $(J - H)_0 > 0.5$ and $(H - K_s)_0 < 0.07$ (five stars), three of them (marked with purple circles) are incompatible with the sequences in the CCD, even taking uncertainties into account. These were considered less probable member stars, as well as the one with $(J - H)_0 = 0.463$ and $(H - K_s)_0 = 0.300$.

Membership flags have been assigned to stars in Table 2, which were observed spectroscopically, and also for those in Table 3, which were considered member candidates based on photometry and proper motions. “M” means a *member*, “PM” means a *probable member*, “LPM” means a *less probable member* and “NM” means a *non-member* star. Our final list of NGC 7193 members contains 34 stars: 15 of them are labeled as “M” in Table 2 and the other 19 stars are presented in Table 3 (labeled as “PM” or “LPM”).

To check that our final list of members is statistically distinguishable from field stars, we carried out Kolmogorov-Smirnov (K-S) two-sample tests comparing

the values of V_r , $[\text{Fe}/\text{H}]$ and V_p for the group of member stars and the group of non-member stars. In each case we verified the statistical similarity between these two samples of stars observed spectroscopically. These comparisons indicated that the probability for non-member stars being representative of the member group, in terms of the distributions of V_r , $[\text{Fe}/\text{H}]$ and V_p , is 5.1%, 4.4% and 6.6%, respectively. This result reveals a significant separation between these two samples when the parameters are taken into account separately.

In order to deepen our analysis, we also performed statistical comparisons taking into account the three parameters together with the photometric information. We followed a procedure analogous to that adopted by Dias et al. (2012) in order to establish membership probabilities for star clusters in general. For each star in the sample, a membership likelihood (l_{star}) is computed in a four-dimensional space. The likelihood includes V_r , $[\text{Fe}/\text{H}]$, V_p and the distance of each star to the nearest isochrone point computed according to Section 4.1. Mathematically, the likelihood for a given star is expressed as

$$\begin{aligned}
 l_{\text{star}} = & \frac{1}{\sigma_{V_r} \sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]} \sigma_{V_p} \sigma_{\text{dist}}} \times \\
 & \exp - \frac{1}{2} \left[\left(\frac{V_{r,\text{star}} - \langle V_r \rangle}{\sigma_{V_r}} \right)^2 \right] \times \\
 & \exp - \frac{1}{2} \left[\left(\frac{[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{star}} - \langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle}{\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}} \right)^2 \right] \times \quad (3) \\
 & \exp - \frac{1}{2} \left[\left(\frac{V_{p,\text{star}} - \langle V_p \rangle}{\sigma_{V_p}} \right)^2 \right] \times \\
 & \exp - \frac{1}{2} \left[\left(\frac{\text{dist}_{\text{star}} - \langle \text{dist} \rangle}{\sigma_{\text{dist}}} \right)^2 \right] \times
 \end{aligned}$$

where σ_{V_r} , $\sigma_{[\text{Fe}/\text{H}]}$, σ_{V_p} and σ_{dist} are calculated via a quadrature sum of the individual errors with the final dispersion of each parameter for the sample of member stars; $\langle V_r \rangle$, $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle$, $\langle V_p \rangle$ and $\langle \text{dist} \rangle$ are the mean values of each parameter for the group of members; $V_{r,\text{star}}$, $[\text{Fe}/\text{H}]_{\text{star}}$, $V_{p,\text{star}}$ and $\text{dist}_{\text{star}}$ are the values of each parameter for a given star. Consequently, this a posteriori calculation takes into account these four parameters simultaneously (calculated multiplicatively as shown in Eq. (3)) and provides a combined membership probability.

The same calculation was performed for the group of non-member stars, keeping the dispersions as defined above; that is, relative to the mean values for the group of members.

Figure 17 shows the ensemble of normalized likelihoods, where we can see a clear distinction between members and non-members.

NGC 7193 may be the remnant of a once very populous OC. From the simulations of Baumgardt & Makino (2003) for clusters in an external tidal field, Lamers et al. (2005) establish an approximate scaling between dissolution time (t_{dis}) of a cluster and initial number of stars (N_0): $t_{\text{dis}} \propto N_0^{0.65}$, in the range $\sim 10^3 - 10^6 M_\odot$. Based on this scaling, the initial stellar content of NGC 7193 may have been as rich as $N_0 \sim 10^4$ stars. This result is in agreement with de La Fuente Marcos (1998), whose simulations with an initial population of $\sim 10^4$ stars are able to reproduce observable quantities of evolved open clusters (his figure 2).

5 LUMINOSITY AND MASS FUNCTIONS

Photometric data for the member stars were employed to build the luminosity function (LF) of NGC 7193 by counting the number of stars in magnitude bins of $\Delta K_s = 0.72$ mag, as shown in Figure 18. Representative MS spectral types (taken from Straižys & Lazauskaitė 2009) are shown in addition to Poisson error bars. The turnoff (TO) magnitude is also indicated.

For comparison purposes, the initial MF of Kroupa (2001, hereafter K01) was converted to LF (red line in Fig. 18) by using a PARSEC isochrone ($\log(t/\text{yr}) = 9.4$, $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.17$, as derived in Sect. 4.4) and its mass-luminosity relation. Mathematically, $\Phi_L(K_s) \propto m^{-\alpha} \left| \frac{dm}{dK_s} \right|$, where α is the slope of the initial MF. K01 MF was scaled to match the total present MS mass of NGC 7193 (see below) and absolute magnitudes were converted to apparent ones by applying the distance modulus and reddening derived from isochrone fitting. The K01 MF wiggle at $K_s \simeq 14.2$ (Fig. 18) is produced by the change of slope at $0.5 M_\odot$, from $\alpha = 2.3$ to 1.3, as the mass decreases.

Noticeable depletion of low-mass MS stars can be verified in Figure 18 for spectral types later than $\sim \text{K0}$ ($m \lesssim 0.8 M_\odot$). This result should not be attributed to photometric incompleteness of the UCAC4 catalog, since only the last histogram bin is formed solely by stars with $J > 15$ mag and thus fainter than the correspondence limit ($J = 14.5$ mag) between 2MASS and UCAC4 (see Fig. 13). This depletion can be interpreted as a consequence of the preferential loss of lower mass stars by evaporation, which is a signature of dynamically evolved OCs (de La Fuente Marcos 1997 and Portegies Zwart et al. 2001).

The LF shown in Figure 18 was then restricted to stars along the MS and converted to MF. Again, we

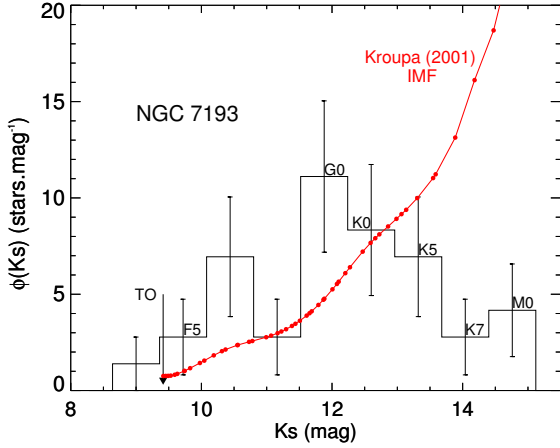


Fig. 18 LF $\Phi_L(K_s)$ for NGC 7193 in terms of apparent magnitude K_s . The TO and some MS representative spectral types are shown. Poisson error bars are overplotted. For comparison, the initial MF of K01 was converted to LF (*red continuous line*), as detailed in the text.

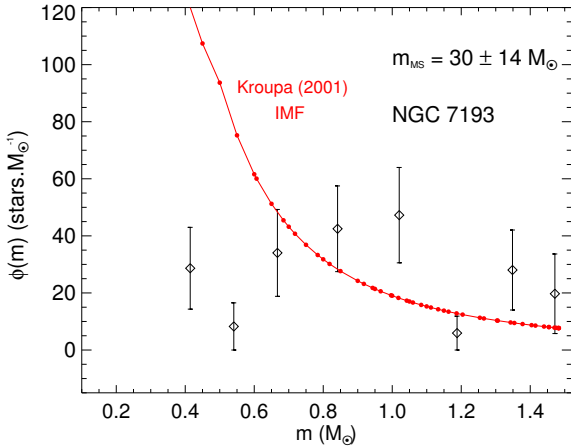


Fig. 19 MF $\Phi(m)$ for NGC 7193 MS stars. Uncertainties come from error propagation. The *red line* shows the K01 initial MF, for comparison.

used the stellar mass-luminosity relation from the selected PARSEC isochrone. The NGC 7193 MF is shown in Figure 19 together with the K01 MF. The considerable variations in the cluster MF and the huge errors do not allow a statistically significant fit to the data. Consequently, the present observed MS stellar mass in NGC 7193 has been estimated by numerically integrating its MF. The resulting observed stellar mass is $m_{\text{MS}} = 30 \pm 14 M_{\odot}$. Star 34 is the only member with $K_s < K_{s,\text{TO}}$. Its mass was assumed as the mass of the nearest isochrone point: $m_{34} \approx 1.5 M_{\odot}$. Thus, the total estimated mass for NGC 7193 is $32 \pm 14 M_{\odot}$.

6 SUMMARY AND CONCLUDING REMARKS

Due to its physical nature, NGC 7193 bears resemblance to the field, as can be noted by comparing the VPDs for both target and control field (Fig. 12) and their CMDs (Fig. 15). A visual inspection of both plots reveals that we are not able to readily disentangle both populations based only on one kind of data.

Despite this, there is evidence to support the idea of NGC 7193 being a coeval stellar aggregate. Star counts in the cluster’s inner area show an overdensity compared to the field for $R_{\text{lim}} = 10'$ (Fig. 4). This overdensity is also evident in the cluster RDP (Fig. 2). This significant contrast with respect to the field is the first step towards establishing a possible physical nature (BSDD01).

We tested the physical nature of NGC 7193 based only on photometric information in Section 4.1. By counting the number of stars compatible with the isochrone sequences (binaries included), taking membership probabilities into account (Fig. 9), we defined an isochrone fitting index (Eq. (1)) and evaluated n_{fit} for stars in the cluster’s inner area. This value was then compared with the distribution of n_{fit} values obtained for an ensemble of field regions randomly chosen (Fig. 10). This experiment demonstrated that the sequences defined along the isochrone in the cluster CMD are distinguishable from the field with a significance level of about 90%.

We compared the distribution of angular projected velocities of stars in NGC 7193 and in a control field (Fig. 14), after restricting proper motion data to stars with $J \leq 14.5$ mag (Fig. 13) and applying a color filter (Fig. 15) to the data in both regions, in order to remove most of the background contamination. The intrinsic (i.e., field subtracted) distribution of angular projected velocities (Fig. 14, right) shows some residual peaks, despite the large Poisson error bars, which is a consequence of low number statistics. This result is consistent with the presence of a self-gravitating system, for which low-velocity peaks in the intrinsic distribution may be attributed to the internal spread of velocities of single stars, superimposed on the systemic motion of the cluster, and higher-velocity peaks may be produced by unresolved binaries (BB05).

Based on the data for stars observed spectroscopically (Table 2), we applied the FA12 algorithm (Sect. 4.2) in order to identify a group of stars with motions compatible with each other and spatially localized in the cluster area. Ten of 53 stars were iteratively excluded (blue symbols in Fig. 12) after applying the criterion defined by Equation (2). Among the non-excluded stars (red symbols in Figure 12), we built a preliminary list of mem-

ber stars by selecting those that are compatible with the isochrone in the CMD of Figure 15. Nineteen probable member stars without spectroscopic information, but which had compatible proper motions and also photometric data consistent with the isochrone sequences, were selected (Table 3).

The preliminary list of members was plotted in the intrinsic $(J-H)_0 \times (H-K_s)_0$ CCD (Fig. 16). We added to this subsample of stars that was excluded by the FA12 algorithm but which are consistent with the isochrone sequences, since these may be binary systems. In order to refine our list of members, we performed a star-by-star analysis to identify stars whose spectral types are coherent with their expected positions on the CCD, taking photometric uncertainties and reddening into account. Additional constraints were established by selecting a group of stars whose metallicities are compatible with each other within uncertainties and for which the mean distance is compatible with that obtained by isochrone fitting. Our final list of members is composed of those stars labeled as ‘M’ in the last column of Table 2 together with those member candidate stars shown in Table 3 (labeled as ‘PM’ or ‘LPM’). Finally, photometric data for these stars were employed to build the luminosity function and MF of NGC 7193 and its total mass was estimated (Sect. 5).

Our results present large discrepancies compared to those of Tadross (2011). After extracting 2MASS data for stars in the NGC 7193 area ($r \leq 7'$) and in a nearby control field, he employed a decontamination algorithm that counts the number of stars within a given magnitude and color range in the control field CMD and subtracts this number from the cluster CMD. This is performed for a grid of cells with fixed sizes. A solar-metallicity Padova isochrone (Bonatto et al. 2004a) was then fitted to the data in the field-subtracted CMD. His results were (his table 3): $t = 4.5 \pm 0.18$ Gyr, $d = 1080 \pm 50$ pc and $E(B-V) = 0.03 \pm 0.01$. Our results, in turn, for the same parameters are: $t = 2.5 \pm 1.2$ Gyr, $d = 501 \pm 46$ pc and $E(B-V) = 0.05 \pm 0.05$. These discrepancies can be attributed to the different criteria adopted for the selection of member candidate stars. We advocate that a proper characterization procedure applied to an object with such low number statistics should contain not only photometric information, but also spectroscopic and proper motion data. The dispersions of the derived parameters and the spread of data along recognizable sequences in both CMD and CCD should be jointly verified to probe the physical connection between stars.

In this paper we have developed a fruitful technique to analyze poorly-populated stellar systems and applied

it to the OCR candidate NGC 7193. This method allowed us to investigate its physical nature by means of the coherence obtained for the properties of 15 stars. We statistically compared the sample of members and non-members using K-S tests and a likelihood expression and concluded that both samples are essentially different, confirming that NGC 7193 is a genuine OCR.

We conclude that NGC 7193 is a 2.5 Gyr OCR composed of 15 confirmed members and 19 probable members and located about 500 pc away from the Sun. Its resulting limiting radius, mass, mean metallicity and Galactocentric distance are $R_{\text{lim}} = 1.5 \pm 0.1$ pc, $M = 32 \pm 14 M_{\odot}$, $\langle [\text{Fe}/\text{H}] \rangle = -0.17 \pm 0.23$ and $R_G = 7.87 \pm 0.50$ kpc respectively. The luminosity and mass functions of NGC 7193 show a depletion of low-mass stars. This suggests a preferential loss of lower mass stars by evaporation, which is a signature of dynamically evolved objects. Furthermore, there is evidence that NGC 7193 may be the remnant of a once very populous OC ($N_0 \sim 10^4$ stars).

In a forthcoming paper, we will apply the method described in this paper to a larger sample of similar objects in order to achieve more assertive statements about the general properties of these challenging systems and thus to provide better observational constraints for evolutionary models. The study of OCRs is a subject of great interest, since they are important for our understanding of the formation and early evolution of the Galactic disc.

Acknowledgements The authors are grateful to the anonymous referee for helpful comments. We thank the Brazilian financial agencies FAPEMIG (grant APQ-01858-12) and CNPq. We also thank the Gemini staff/resident astronomers for their support and service during observations. This publication makes use of data products from the Two Micron All Sky Survey, which is a joint project of the University of Massachusetts and the Infrared Processing and Analysis Center/California Institute of Technology, funded by the National Aeronautics and Space Administration and the National Science Foundation. This research has made use of the WEBDA database, operated at the Institute for Astronomy of the University of Vienna, and of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France. This research has made use of Aladin and data from the UCAC4 and PPMXL catalogs.

References

- Anderson, E., & Francis, C. 2012, *Astronomy Letters*, 38, 331
- Baumgardt, H., & Makino, J. 2003, *MNRAS*, 340, 227
- Bica, E., & Bonatto, C. 2005, *A&A*, 431, 943 (BB05)

- Bica, E., Santiago, B. X., Dutra, C. M., et al. 2001, *A&A*, 366, 827 (BSDD01)
- Bonatto, C., Bica, E., & Girardi, L. 2004a, *A&A*, 415, 571
- Bonatto, C., Bica, E., & Pavani, D. B. 2004b, *A&A*, 427, 485
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., et al. 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Carpenter, J. M. 2001, *AJ*, 121, 2851
- Carraro, G., de La Fuente Marcos, R., Villanova, S., et al. 2007, *A&A*, 466, 931
- Casagrande, L., Schönrich, R., Asplund, M., et al. 2011, *A&A*, 530, A138
- Ciddor, P. E. 1996, *Appl. Opt.*, 35, 1566
- de La Fuente Marcos, R. 1996, *A&A*, 314, 453
- de La Fuente Marcos, R. 1997, *A&A*, 322, 764
- de La Fuente Marcos, R. 1998, *A&A*, 333, L27
- de la Fuente Marcos, R., de la Fuente Marcos, C., Moni Bidin, C., Carraro, G., & Costa, E. 2013, *MNRAS*, 434, 194
- Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., & Lépine, J. R. D. 2002, *A&A*, 389, 871 (DAML02)
- Dias, W. S., Monteiro, H., Caetano, T. C., & Oliveira, A. F. 2012, *A&A*, 539, A125
- Francis, C., & Anderson, E. 2012, *Astronomy Letters*, 38, 681 (FA12)
- Green, G. M., Schlafly, E. F., Finkbeiner, D. P., et al. 2015, *ApJ*, 810, 25
- Holmberg, J., Nordström, B., & Andersen, J. 2009, *A&A*, 501, 941
- Husser, T.-O., Wende-von Berg, S., Dreizler, S., et al. 2013, *A&A*, 553, A6
- King, I. 1962, *AJ*, 67, 471
- Koornneef, J. 1983, *A&A*, 128, 84
- Kroupa, P. 2001, *MNRAS*, 322, 231 (K01)
- Lamers, H. J. G. L. M., Gieles, M., Bastian, N., et al. 2005, *A&A*, 441, 117
- Maia, F. F. S. 2012, *Caracterização e evolução estrutural de aglomerados abertos da Galáxia*, PhD thesis, Universidade Federal de Minas Gerais, Belo Horizonte, MG
- Maia, F. F. S., Corradi, W. J. B., & Santos, Jr., J. F. C. 2010, *MNRAS*, 407, 1875 (MSC10)
- Maia, F. F. S., Santos, Jr., J. F. C., Corradi, W. J. B., & Piatti, A. E. 2009, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina*, 52, 109 (MSCP09)
- Moultaka, J., Ilovaisky, S. A., Prugniel, P., & Soubiran, C. 2004, *PASP*, 116, 693
- Pavani, D. B., & Bica, E. 2007, *A&A*, 468, 139 (PB07)
- Pavani, D. B., Bica, E., Ahumada, A. V., & Clariá, J. J. 2003, *A&A*, 399, 113
- Pavani, D. B., Bica, E., Dutra, C. M., et al. 2001, *A&A*, 374, 554
- Pavani, D. B., Kerber, L. O., Bica, E., & Maciel, W. J. 2011, *MNRAS*, 412, 1611 (PKBM11)
- Portegies Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., & Gieles, M. 2010, *ARA&A*, 48, 431
- Portegies Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., Hut, P., & Makino, J. 2001, *MNRAS*, 321, 199
- Reid, M. J. 1993, *ARA&A*, 31, 345
- Rieke, G. H., & Lebofsky, M. J. 1985, *ApJ*, 288, 618
- Roeser, S., Demleitner, M., & Schilbach, E. 2010, *AJ*, 139, 2440
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schmidt-Kaler, Th., 1982, in *Landolt-Bornstein New Series Vol. 2b: Astronomy and Astrophysics/Star and Star clusters 14* (Springer-Verlag Newbak)
- Skrutskie, M. F., Cutri, R. M., Stiening, R., et al. 2006, *AJ*, 131, 1163
- Straizys, V., & Lazauskaitė, R. 2009, *Baltic Astronomy*, 18, 19
- Tadross, A. L. 2011, *Journal of Korean Astronomical Society*, 44, 1
- Tonry, J., & Davis, M. 1979, *AJ*, 84, 1511 (TD79)
- Villanova, S., Carraro, G., de la Fuente Marcos, R., & Stagni, R. 2004, *A&A*, 428, 67
- Zacharias, N., Finch, C. T., Girard, T. M., et al. 2013, *AJ*, 145, 44