

Uniwersytet Mikołaja Kopernika
Wydział Fizyki, Astronomii i Informatyki Stosowanej

Gracjan Maciejewski

Fotometryczne przeglądy nieba.
Poszukiwanie zmienności i astrofizyka
gromad otwartych

Praca doktorska wykonana
w Centrum Astronomii UMK
Promotor: dr hab. Andrzej Niedzielski

Toruń 2006

Spis treści

1	Wstęp	5
1.1	Przeglądy nieba	6
1.2	Badania gromad otwartych	7
1.3	Klasyfikacja i morfologia	11
1.4	Ilość gromad i ich rozkład w Galaktyce	13
1.5	Proces powstawania gromad otwartych	14
1.6	Ewolucja dynamiczna	16
1.7	Gwiazdy w gromadach	18
2	Materiał obserwacyjny i jego redukcja	21
2.1	Instrument	21
2.2	Kryterium selekcji gromad	23
2.3	Obserwacje	24
2.4	Redukcja i kalibracja danych	25
2.5	Obserwowane gromady	28
3	Struktura gromad	30
3.1	Wyznaczanie współrzędnych centrum	30
3.2	Analiza profili gęstościowych	32
3.3	Oszacowanie całkowitych rozmiarów	34
4	Diagramy barwa-jasność	38
4.1	Oczyszczanie diagramów barwa-jasność	38
4.2	Dopasowanie izochron	40
4.3	Ocena dokładności wyznaczeń	43
5	Funkcje masy	46
5.1	Wyznaczenie funkcji jasności	46
5.2	Transformacja funkcji jasności do funkcji masy	49

5.3	Analityczny opis funkcji masy	51
5.4	Analiza funkcji masy	53
6	Porównanie wyników z danymi literaturowymi	57
6.1	Rozmiary kątowe	57
6.2	Wiek i poczerwienienie	58
6.3	Moduł odległości i odległość	59
6.4	Nachylenie funkcji masy	60
7	Dyskusja relacji między parametrami	62
7.1	Promień jądra i promień całkowity	62
7.2	Promień całkowity	64
7.3	Promień jądra	65
7.4	Parametr koncentracji	66
7.5	Nachylenie funkcji masy	67
7.6	Nachylenie funkcji masy obszaru jądra	68
7.7	Nachylenie funkcji masy obszaru korony	70
7.8	Stopień segregacji masy	71
8	Poszukiwania gwiazd zmiennych w polach wybranych gromad otwartych	72
8.1	Obserwacje i ich redukcja	72
8.2	NGC 2266	74
8.3	NGC 7762	77
8.4	NGC 6939	82
8.5	Układy zaćmieniowe w badanych gromadach	87
8.6	Statystyka wykrytych zmiennych	89
8.7	Pole gromady Trumpler 3	90
9	Podsumowanie	100
A	Obiekty niebędące gromadami	103
A.1	NGC 7801	104
A.2	Berkeley 59	105
A.3	Mayer 1	106
A.4	Czernik 2	106
A.5	NGC 956	106
A.6	NGC 957	106
A.7	Czernik 16	107
A.8	Juchert 11	107

A.9 King 17	107
A.10 Czernik 21	107
A.11 Dolidze 39	107
A.12 Roslund 6	108
A.13 Berkeley 90	108
A.14 IC 1434	108
A.15 Berkeley 95	108
A.16 King 18	108
A.17 Czernik 43	109
A.18 King 20, Czernik 44 i Berkeley 102	109
B Indywidualne funkcje masy badanych gromad	110
C Indywidualne gromady otwarte	120
C.1 King 13	120
C.2 King 1	121
C.3 King 14 i NGC 146	121
C.4 Dias 1, King 16 i Berkeley 4	122
C.5 Skiff J0058+68.4	123
C.6 NGC 559	124
C.7 NGC 884 (χ Persei)	124
C.8 Tombaugh 4	125
C.9 Czernik 9	125
C.10 NGC 1027	126
C.11 King 5	126
C.12 King 6	127
C.13 Berkeley 9	128
C.14 Berkeley 10	128
C.15 Tombaugh 5	128
C.16 NGC 1513	129
C.17 Berkeley 67	129
C.18 Berkeley 13	130
C.19 Czernik 19	130
C.20 Berkeley 15	131
C.21 NGC 1798	131
C.22 Berkeley 71	132
C.23 NGC 2126	132
C.24 NGC 2168 (M 35)	133

C.25 NGC 2192	133
C.26 NGC 2266	134
C.27 King 25	135
C.28 Czernik 40 i Czernik 41	135
C.29 NGC 6885	136
C.30 IC 4996	137
C.31 Berkeley 85	137
C.32 Collinder 421	138
C.33 NGC 6939	138
C.34 NGC 6996	139
C.35 Berkeley 55	140
C.36 Berkeley 98	140
C.37 NGC 7654 (M 52)	141
C.38 NGC 7762	141
D Gwiazdy zmienne w monitorowanych polach	143
D.1 Gwiazdy zmienne pola wokół NGC 2266	143
D.2 Gwiazdy zmienne pola wokół NGC 7762	143
D.3 Gwiazdy zmienne pola wokół NGC 6939	145
Bibliografia	152

Rozdział 1

Wstęp

W niniejszej pracy opisano wyniki przeglądów badawczych gromad otwartych przeprowadzonych w Obserwatorium Astronomicznym Uniwersytetu Mikołaja Kopernika za pomocą zmodernizowanego Teleskopu Schmidta-Cassegraina. Pierwszy z nich – dwubarwny przegląd gromad otwartych – stanowi główną część niniejszej rozprawy (traktują o nim rozdziały 2–7) i jednocześnie dostarcza najwięcej oryginalnych wyników naukowych. Celem tego przeglądu było zebranie danych fotometrycznych w pasmach B i V dla jak największej próbki gromad otwartych i wyznaczenie w jednolity sposób kompletnego zestawu ich podstawowych parametrów, a następnie poszukiwanie ewentualnych relacji zachodzących między nimi. W literaturze brak jest wyników tego typu programów badawczych zakrojonych na szerszą skalę, a istniejące prace przeglądowe przeważnie opierają się na katalogach będących kompilacjami danych pochodzących z różnych źródeł. Wykorzystanie szerokokątnej kamery Schmidta dało unikalną możliwość badania również zewnętrznych obszarów gromad – tzw. koron.

Drugi przegląd polegał na monitorowaniu głębokich pól wokół wybranych gromad otwartych pod kątem detekcji gwiazd zmiennych. Otrzymane pierwsze wyniki zebrano w rozdziale 8. Program ten jest przedłużeniem prowadzonego w Obserwatorium projektu badawczego Semi-Automatic Variability Search¹ (SAVS, Półautomatyczne Poszukiwanie Zmienności), którego celem jest poszukiwanie gwiazd zmiennych w wybranych obszarach nieba północnego za pomocą instrumentu wielkości obiektywu fotograficznego (Niedzielski i in. 2003, Maciejewski i Niedzielski 2004). W każdym polu wykryto dziesiątki gwiazd zmiennych, których część może potencjalnie należeć do obserwowanych gromad. Analiza tych gwiazd może przyczynić się do zwiększenia naszej wiedzy na temat samych gromad.

¹strona internetowa projektu: <http://www.astri.uni.torun.pl/~gm/SAVS>

1.1 Przeglądy nieba

Wspólną cechą prowadzonych we współczesnej astronomii różnego rodzaju przeglądów nieba jest automatyczna masowa fotometria, astrometria bądź spektroskopia ogromnej ilości obiektów. Nieustannie rozrastające się archiwa danych nie tylko pozwalają na coraz bardziej kompletne statystyki własności badanych obiektów, ale także na odkrywanie nowych, wcześniej nieznanymi zjawisk (Paczyński 1997).

Wszystkich przeglądów nieba – zarówno tych historycznych, jak i nadal trwających – nie sposób wymienić z uwagi na ich dużą ilość. Niewątpliwie jednym z najważniejszych pierwszych przeglądów nieba był fotograficzny przegląd palomarski (POSS – Palomar Observatory Sky Survey) przeprowadzony w 1958 roku. Kolekcja ponad 1800 płyt fotograficznych zawierająca obiekty nieba północnego jaśniejsze niż średnio 22 magnitudo została uzupełniona o dane dla południowej półkuli nieba i przetworzona do postaci cyfrowej (DSS – *Digitized Sky Survey*²), która jest powszechnie wykorzystywana do dnia dzisiejszego.

Już nawet najmniejsze z dostępnych instrumentów astronomicznych sprzężone z nowoczesnymi detektorami – kamerami CCD – umożliwiają monitoring fotometryczny jasności obiektów różnego typu, począwszy od gwiazd zmiennych rozmaitych klas zmienności i zjawisk mikrosoczewkowania grawitacyjnego, a kończąc na obiektach i zjawiskach pozagalaktycznych takich jak kwazary i poświaty po wybuchach gamma. Przeglądy astrometryczne wykrywają i śledzą małe ciała Układu Słonecznego w celu uściślenia wyznaczeń ich orbit. Ponadto dostarczają informacji o ruchach własnych coraz to większej ilości gwiazd. Dzięki zastosowaniu zaawansowanego instrumentarium możliwe stało się masowe uzyskiwanie widm badanych obiektów.

Jako przykłady przeglądów tego typu można podać polskie projekty naukowe. Pierwszy z nich to „Eksperyment Soczewkowania Grawitacyjnego” (OGLE – *The Optical Gravitational Lensing Experiment*, Udalski i in. 1992) mający na celu wykrywanie i obserwację zjawisk mikrosoczewkowania grawitacyjnego (np. Udalski i in. 2000), a niejako przy okazji dostarczający ogromnego strumienia danych fotometrycznych dla gwiazd położonych w okolicach centrum Galaktyki oraz Małego i Dużego Obłoku Magellana. W rezultacie dokonano odkrycia dziesiątek tysięcy gwiazd zmiennych różnych typów (Woźniak i in. 2002, Żebruń i in. 2001). Wykrywane są również tranzyty ciał będących kandydatami na planety pozasłoneczne na tle ich macierzystych gwiazd (np. Udalski i in. 2002). W ramach projektu konstruowane są również mapy ekstynkcji międzygwiazdowej w kierunku centrum Galaktyki (Sumi 2004), jak również prowadzone są pomiary astrometryczne pozwalające na wyznaczenie ruchów własnych gwiazd (Sumi i in. 2003). Drugim programem badawczym jest All Sky Automated Survey (ASAS, Pojmański 1997, 2002), który już od dekady monitoruje jasności kilku milionów gwiazd jaśniejszych niż 14 magnitudo. Jego celem jest odkrywanie gwiazd zmiennych i analiza wszelkiej

²<http://archive.eso.org/dss/dss/>

zmienności fotometrycznej na południowej półkuli nieba.

Z kolei jednym z najbardziej ambitnych przeglądów nieba jest *Sloan Digital Sky Survey*³. W ramach przeglądu planowane jest dokładne zbadanie jednej czwartej nieba przez określenie położenia i jasności setek milionów ciał niebieskich oraz wyznaczenie odległości do ponad miliona galaktyk i kwazarów. Zadania te są realizowane od 1998 roku za pomocą 2,5 metrowego teleskopu wyposażonego w dużych rozmiarów kamerę CCD oraz dwa spektrografy. W pierwszej fazie projektu zakończonej w 2005 roku zebrano wielobarwną fotometrię dla blisko 200 milionów obiektów i wykonano widma 675000 galaktyk, 90000 kwazarów i 185000 gwiazd. Dane te zostały wykorzystane zarówno przy badaniach małych ciał Układu Słonecznego i pobliskich gwiazd, jak i przy określaniu wielkoskalowej struktury Wszechświata.

Przytoczone powyżej przykłady projektów badawczych skutecznie realizują założone przez ich twórców cele badawcze. I choć jest jeszcze daleko od urzeczywistnienia idei głoszonej przez prof. Paczyńskiego, mówiącej o monitoringu całego nieba w czasie rzeczywistym, to jednak konsekwentnie trwa proces zwiększania kompletności próbek obiektów różnych typów. Pozwoli to niewątpliwie na uzyskanie całościowego obrazu tego bliższego i dalszego Wszechświata.

1.2 Badania gromad otwartych

Gromady otwarte były znane obserwatorom nieba już od starożytności dzięki Plejadom, których najjaśniejsze gwiazdy są z łatwością widoczne nieuzbrojonym okiem. Do czasów wynalezienia teleskopów, pozostałe gromady gwiazd, jeśli już zostały zauważone, pozostawały rozmytymi, słabymi plamkami światła na niebie. Obserwacje teleskopowe szybko uświadomiły astronomom, że istnieją dwa typy gromad gwiazd. Jedne z nich zawierające setki tysięcy gwiazd skupionych w regularnym, sferycznie symetrycznym systemie zostały nazwane gromadami kulistymi. Inne, cechujące się mniej bogatą populacją tworzących je gwiazd (od kilkudziesięciu do kilku tysięcy) oraz często dość nieregularnym kształtem nazwano gromadami otwartymi, nazywanymi również gromadami galaktycznymi z uwagi na fakt, że zwykle występują w pobliżu płaszczyzny Drogi Mlecznej. Najjaśniejsze z nich zostały skatalogowane pod koniec XVIII wieku w katalogu Messiera, a kolejne zebrano w katalogu NGC (*New General Catalogue*) pod koniec XIX wieku. Przeprowadzono również kilkadziesiąt innych zakrojonych na większą lub mniejszą skalę przeglądów poszukujących i katalogujących kolejne gromady.

Istnieją również inne typy zgrupowań gwiazd – asocjacje – luźne, bardzo słabo związane grawitacyjnie grupy gwiazd o specyficznych cechach widmowych. Zajmują one na niebie rozległe obszary wyróżniające się zwiększoną gęstością występowania gwiazd typów widmowych O i B (asocjacje OB) oraz gwiazd typu T Tauri (asocjacje T). Notuje się również występowanie gromad otwartych w centrach niektórych asocjacji, co świadczy o tym, że oba twory powstały

³<http://www.sdss.org/>

wskutek tego samego aktu gwiazdotwórczego.

Analiza statystyczna prędkości gwiazd w Galaktyce wykazała, że niektóre gwiazdy poruszają się w tym samym kierunku ze zbliżoną prędkością. Gwiazdy takie tworzą tzw. gromadę ruchomą. Najlepiej poznanym obiektem tego typu jest gromada ruchoma Hiady, której gwiazdy ułożone są we wszystkich kierunkach od Słońca i uczestniczą we wspólnym ruchu wraz z gromadą otwartą Hiady. Gwiazdy te mogły być w przeszłości ze sobą związane, a obecnie jedynym tego świadectwem jest wspomniany wspólny ruch w Galaktyce.

Już w 1767 roku John Michell oszacował prawdopodobieństwo równe jeden do pół miliona, że taka grupa gwiazd jak na przykład Plejady jest przypadkowym skupiskiem gwiazd na niebie. Zaczęto zatem podejrzewać, że gwiazdy w gromadach są ze sobą fizycznie związane. Wraz ze wzrostem dokładności astrometrycznej, zauważono, że gwiazdy gromad cechują się podobną wartością ruchu własnego, a obserwacje spektroskopowe wykazały wspólną wartość prędkości radialnej. Tym samym stało się jasne, że gromady składają się z gwiazd, które narodziły się w tym samym czasie i miejscu w Galaktyce. Z tego powodu gromady stały się szczególnie ważnym przedmiotem zainteresowań astronomów, ponieważ tworzące je gwiazdy położone są w tej samej odległości od Słońca⁴, posiadają zbliżony skład chemiczny, są w przybliżeniu tego samego wieku⁵, a różnej masie. Dlatego można je traktować jako obserwacyjne laboratoria do badania ewolucji gwiazdowej.

Gromady otwarte nie są jednak obiektami łatwymi do obserwacji. Ich niezbyt liczne gwiazdy położone są zwykle na tle bardzo gęstego pasa Drogi Mlecznej, dlatego przynależność poszczególnych gwiazd do gromady nie może być określona jedynie na podstawie danych fotometrycznych. Przy określaniu prawdopodobieństwa przynależności danej gwiazdy do gromady przydatne są informacje o jej ruchu własnym i prędkości radialnej. Jednak zebranie tego typu danych dla wszystkich gwiazd obserwowanych w polu gromady stanowi duże wyzwanie.

Obecnie skatalogowanych jest ponad 1700 gromad otwartych (Dias i in. 2002), z których tylko połowa została do tej pory zbadana i znane są ich podstawowe parametry. Do parametrów tych zalicza się rozmiar kątowy na niebie, wielkość absorpcji międzygwiazdowej (poczerwienienia), odległość, skład chemiczny i wiek. Ta ostatnia cecha nie może zostać określona z bezpośrednich obserwacji, a jedynie przez ich porównanie z teoretycznymi przewidywaniami.

Z obserwacyjnego punktu widzenia gromadę definiuje się jako obszar o zwiększonej gęstości gwiazd w porównaniu z otoczeniem, a średnica tego obszaru zwykle bywa utożsamiana z rozmiarem kątowym gromady. Łatwo zatem jest spostrzec, że wielkość ta jest zależna od zasięgu instrumentu, którym dokonuje się obserwacji. W gromadach gwiazd ilość gwiazd przeważnie

⁴Różnice w odległości związane z rozkładem przestrzennym gwiazd w obrębie samej gromady są zanedbywalne przy odległościach powyżej 300 pc

⁵Rozrzut wieku gwiazd danej gromady może sięgać do kilku milionów lat, związany jest z niejednorodnością czasową procesów gwiazdotwórczych i jest istotny jedynie w badaniach bardzo młodych systemów liczących mniej niż 10 milionów lat.

rośnie wraz ze spadkiem ich jasności obserwowanej, dlatego większy zasięg przeglądu umożliwia wyrazistsze wyodrębnienie gromady z tła galaktycznego. Ponadto efekty dynamiczne zachodzące w obrębie gromady, dążą do skupiania gwiazd jaśniejszych (o większych masach) w obszarach centralnych, natomiast gwiazdy o mniejszych jasnościach (i masach) kierują do obszarów zewnętrznych. Zatem ograniczony zasięg nie pozwala na detekcję gwiazd najbardziej oddalonych od centrum, przez co rozmiar systemu może być zaniżony. Nie bez znaczenia jest także zakres długości fali, w którym gromadzi się dane. Gromady obserwowane w podczerwieni przejawiają tendencję do bycia większymi niż wynika to z danych zebranych w dziedzinie optycznej z tych samych powodów, jakie zostały nadmienione powyżej (Sharma i in. 2006).

Skala odległości do gromad otwartych opiera się o bezpośrednie pomiary odległości do najbliższych gromad takich jak Hiady czy Plejady (Stauffer i in. 2000). W ich przypadku wykorzystane mogą być techniki astrometryczne bazujące na pomiarze paralaksy trygonometrycznej. Do innych gromad, w przypadku których dotychczasowe metody bezpośrednie zawodzą, odległości wyznaczane są poprzez dopasowywanie położenia teoretycznego ciągu głównego na diagramie barwa-jasność do danych obserwacyjnych. Wymagana zatem jest dobrej jakości fotometria wielobarwna dla jak największej ilości gwiazd – członków gromady. Metoda ta zakłada, że uzyskane dane fotometryczne są prawidłowo skalibrowane, poczerwienienie dokładnie wyznaczone, a metaliczność została wyznaczona innymi (spektroskopowymi) metodami i jej wpływ został prawidłowo uwzględniony w modelach teoretycznych.

Dla bliskich i bogatych w gwiazdy gromad, dla których dostępna jest fotometria w niezadko kilku systemach fotometrycznych, metoda dopasowywania izochron teoretycznych daje odległości wyznaczone z dokładnością do 5% czyli około 0,1 magnitudo w module odległości (Stauffer i in. 2000). Odległość uzyskana tą metodą dla pobliskich Plejad wynosi 130 pc i jest wyraźnie większa od wyniku 118 pc uzyskanego z pomiarów trygonometrycznych wykonanych w ramach misji Hipparcosa. Gdyby ten ostatni wynik byłby prawdziwy, obserwowany ciąg główny gromady powinien być obniżony 0,3 mag w porównaniu do przewidywań teoretycznych (Stauffer i in. 2000). Tego typu rozbieżność mogła sugerować, że przyjęte modele nie są prawidłowe i nie uwzględniają we właściwy sposób efektów związanych z metalicznością czy obfitością helu. Wyznaczenie odległości metodą opierającą się o ruchy własne gwiazd tworzących Plejady, potwierdziły jednak wyniki uzyskane z dopasowania przewidywań teoretycznych wskazując na występowanie błędu systematycznego w danych pochodzących z satelity.

Metodą najczęściej wykorzystywaną do określenia wieku gromad jest dopasowywanie izochron teoretycznych do danych obserwacyjnych. Najistotniejsze w tym modelowaniu są gwiazdy położone w pobliżu punktu odejścia od ciągu głównego. W zależności od jakości danych oraz rodzaju użytych modeli teoretycznych, uzyskane wyniki mogą się różnić nawet o czynnik 2. Wprowadzenie do modeli teoretycznych efektu *overshootingu*⁶ pozwoliło lepiej odtworzyć mor-

⁶W gwiazdach o masach większych niż $1 M_{\odot}$ rozwija się konwektywne jądro, którego komórki uczestniczące

fologie ciągu głównego w podblizu punktu odgięcia. Co więcej, dzięki wysokiej jakości danym możliwa stała się empiryczna ocena wielkości tego efektu mająca na celu poprawę danych modelowych (Friel 1995).

Dla oceny wieku bardzo młodych gromad wykorzystuje się gwiazdy dopiero co zmierzające w kierunku ciągu głównego lub właśnie na niego wkraczające. Wyznaczenie położenia punktu, w którym w gwiazdach rozpoczynają się reakcje przemiany wodoru w hel, może być traktowane jako wyznacznik wieku poprzez porównanie z teoretycznymi ścieżkami wczesnych etapów ewolucji gwiazdowej.

W przypadku gromad starszych możliwe jest wyznaczenie ich wieku na podstawie cech morfologicznych diagramu barwa-jasność takich jak względne położenie punktu odgięcia i gwiazd wyewoluowanych (Friel 1995 i zawarte tam referencje).

Do wyznaczania wieku gromad otwartych wykorzystuje się także metody bazujące na spektroskopowej ocenie obfitości litu w gwiazdach mało masywnych. Jak wykazały badania, wiek, w którym gromady stają się wystarczająco gorące, aby w swoich jądrach rozpocząć destrukcję litu w wyniku reakcji jądrowych (a dzieje się to w temperaturze powyżej $2,5 \times 10^6$ K), jest funkcją masy. Rozpoczęcie „spalania” litu powoduje szybkie obniżenie jego obfitości w całej objętości gwiazdy (w tym również na powierzchni, która jest bezpośrednio obserwowana), ponieważ gwiazdy te są w całości konwektywne i zachodzi w nich silne mieszanie materii. Ocenia się, że reakcje z udziałem litu mogą zachodzić do 100 milionów lat, aż do całkowitego jego wyczerpania. Wiek Plejad wyznaczony tą metodą wyniósł 125×10^6 lat i jest porównywalny z wartością wynikającą z dopasowania izochrony, równą 110×10^6 lat (Stauffer i in. 2000 i zawarte tam referencje).

Całościowy obraz gromady dopełnia funkcja masy będąca relacją opisującą rozkład populacji gwiazdowej tworzącej gromadę. Jest ona wyskalowana w ilości gwiazd na jednostkowy przedział masy i otrzymuje się ją z wyznaczonej bezpośrednio z obserwacji funkcji jasności poprzez transformację tej ostatniej na podstawie relacji jasność-masa. Niestety znaczna część prac poświęconych gromadom otwartym kończy się jedynie na wyznaczeniu ich funkcji jasności. Z postaci funkcji masy można nie tylko oszacować całkowitą masę gromady oraz liczebność jej członków, ale także charakteryzować stan zaawansowania jej ewolucji dynamicznej.

W 1955 roku Edwin Salpeter (1955) zaproponował dla gwiazd o masach M większych od masy Słońca używaną do obecnej chwili postać funkcji masy

$$\phi(M) = \phi_0 M^{-2,35}. \quad (1.1)$$

Funkcja w powyższej postaci jest znana jako funkcja Salpetera i wydaje się mieć uniwersalny w ruchu konwektywnym przekraczają dzięki swojej bezwładności granicę pomiędzy konwektywnym jądrem a znajdującą się nad nim warstwą promienistą. W rezultacie zwiększa się masa jądra gwiazdy na ciągu głównym, dzięki czemu reakcje jądrowe mogą trwać dłużej (więcej materii) i gwiazda zachowuje się jak gwiazda bardziej masywna z modeli nieuwzględniających *overshootingu* (Friel 1995 i zawarte tam referencje).

charakter. Choć obserwuje się odstępstwa od niej, to jednak można uznać ją za niezależną począwszy od obszarów formowania się gwiazd w obłokach molekularnych, a kończąc na bogatych gromadach gwiazd i gwiazdach pola (Kroupa 2002). Miller i Scallo (1979) wykazali, że dla mas poniżej masy słonecznej funkcja ta staje się bardziej stroma. W świetle ostatnich badań nachylenie uniwersalnej funkcji masy wydaje się być jeszcze bardziej strome dla bardzo mało masywnych gwiazd o masach poniżej 0,5 masy Słońca (Kroupa 2001). Natomiast przebieg funkcji masy dla obiektów o masach poniżej $0,08 M_{\odot}$ – brązowych karłów – nadal pozostaje nierozstrzygnięty.

Początkowe analizy funkcji masy gromad otwartych wskazywały na deficyt gwiazd mało masywnych w porównaniu z tłem galaktycznym. Wyniki te okazały się jednak błędne, ponieważ obszary porównawcze (tła galaktycznego) były wybierane zbyt blisko gromad i pokrywały się z ich zewnętrznymi obszarami zawierającymi wskutek mechanizmu segregacji masy nadwyżkę gwiazd mało masywnych (Stauffer i in. 2000). Jak pokazuje przytoczony powyżej przykład, bardzo istotne przy wyznaczaniu funkcji masy gromady jest uprzednie dokładne wyznaczenie jej centrum oraz określenie jej granic. Innym istotnym przy redukcji materiału obserwacyjnego czynnikiem jest kompletność funkcji jasności. Na skutek skończonej rozdzielczości kątowej instrumentu i niepunktowych obrazów gwiazd, część z nich może nie zostać wykryta na skutek wzajemnego nakładania się i zasłaniania. Efekt ten może być szczególnie istotny w obszarach bardzo gęstych i powinien zostać uprzednio zbadany, a następnie uwzględniony przy konstruowaniu funkcji masy. Na ostateczną postać funkcji masy wpływ ma również odsetek gwiazd podwójnych i wielokrotnych.

W czasie ewolucji gromady jej funkcja masy ulega zmianie na skutek procesów dynamicznych zachodzących w obrębie układu. Początkowa funkcja masy (*Initial Mass Function*) opisująca rozkład gwiazd poszczególnych mas w momencie narodzin gromady mogła zatem mieć postać inną od obecnie obserwowanej.

W przypadku znacznej części badań gromad, otrzymane funkcje jasności (a tym samym funkcje masy) bazują na stosunkowo niewielkim przedziale jasności (masy) obserwowanych gwiazd. Dlatego otrzymana przez ekstrapolację funkcji masy masa całkowita gromady obciążona jest dużą niepewnością wynikającą z założonego przebiegu funkcji masy dla gwiazd mało masywnych. Również brak informacji o liczebności gwiazd podwójnych i wielokrotnych w gromadzie wprowadza dodatkową niepewność do wyniku. Dlatego otrzymaną wartość należy traktować jedynie jako oszacowanie masy całkowitej gromady.

1.3 Klasyfikacja i morfologia

Schemat klasyfikacji gromad otwartych został opracowany przez amerykańskiego astronoma Roberta Trumplera w 1930 roku i nazwany jego nazwiskiem. Pierwsza cyfra, zwykle rzymska

określa stopień koncentracji gwiazd gromady od I w przypadku najbardziej skoncentrowanych skupisk do IV dla tych o najmniejszej koncentracji. Kolejna liczba koduje zakres jasności gwiazd tworzących gromadę od 1 w przypadku wąskiego zakresu do 3 oznaczającej szeroki zakres. Na trzecim miejscu kodowana jest liczba potencjalnych gwiazd wchodzących w skład gromady. Jeśli jest ich mniej niż 50 gromada jest uboga i oznaczana literą p (ang. *poor*). Średnio bogata gromada zawierająca od 50 do 100 gwiazd oznaczana jest literą m (ang. *moderately*). Litera r (ang. *rich*) zarezerwowana jest dla bogatych gromad zawierających co najmniej 100 gwiazd. Jeżeli w obszarze gromady występują obiekty mgławicowe, informację o tym oznacza się literą n (ang. *nebulousity*). Dla przykładu Plejady zostały sklasyfikowane jako I3rn (silnie skoncentrowane i bogate w gwiazdy w zauważalną mgławicą), a gromada M67 – mniej skoncentrowana, choć równie bogata w gwiazdy i cechująca się szerokim zakresem obserwowanych jasności gwiazd – jako II3r.

Wśród gromad otwartych znajdują się zarówno układy kilkudziesięciu luźno związanych ze sobą gwiazd, jak i skupiska kilku tysięcy gwiazd. W ich obrębie można wyróżnić część centralną – tzw. jądro, gdzie ilość gwiazd na jednostkę objętości jest największa, a także luźną część zewnętrzną – koronę stopniowo rozmywającą w kierunku od centrum systemu i przechodzącą w tło tworzone przez gwiazdy Galaktyki. Typowy promień jądra wynosi około 1 pc, a korona rozciąga się do 2–3 pc od centrum, choć obserwowane są gromady przynajmniej dwukrotnie większe, jak i skrajnie małej średnicy zaledwie 1–2 pc.

Z obserwacyjnego punktu widzenia, badanie morfologii gromady może być realizowane poprzez analizowanie ilości gwiazd przypadających na jednostkę powierzchni na sferze niebieskiej w różnych jej obszarach. King (1962) zauważył, że jeśli rozważyć średnią gęstość powierzchniową ρ w funkcji odległości r od centrum, to dla systemów gwiazdowych takich jak karłowate galaktyki eliptyczne, gromady kuliste oraz gromady otwarte, może być ona przybliżona empiryczną formułą postaci

$$\rho(r) = f_0 \left(\frac{1}{[1 + (r/r_c)^2]^{\frac{1}{2}}} - \frac{1}{[1 + (r_t/r_c)^2]^{\frac{1}{2}}} \right)^2. \quad (1.2)$$

W powyższym wzorze r_c jest charakterystyczną skalą odległościową – tzw. promieniem jądra, a r_t jest promieniem pływowym, w którym zewnętrzne siły grawitacyjne pochodzące od otoczenia galaktycznego stają się dominujące. Tym samym gwiazdy, które przekroczyły ten promień przestają być związane grawitacyjnie z gromadą. Jeśli r_t jest dużo większe od r_c , wówczas f_0 może być zinterpretowane jako gęstość powierzchniowa w centrum systemu, natomiast $\rho(r_c) = \frac{1}{2}f_0$. Jeśli r_c jest małe w porównaniu z całkowitym rozmiarem gromady, układ ten jawi się jako znacznie skoncentrowany.

W przypadku gromad otwartych gęstość powierzchniowa gwiazd jest niewielka, a w obszarach zewnętrznych fluktuacje pochodzące od tła galaktycznego stają się stosunkowo silne,

dlatego próba dopasowania do danych obserwacyjnych równania (1.2) zwykle dostarcza nierealnie dużych wartości r_t (Kałużny i Udalski 1992). W takich przypadkach do opisu morfologii gromady stosuje się uproszczoną wersję równania (1.2) w postaci ograniczoną do dwóch parametrów

$$\rho(r) = f_0 \left(\frac{1}{1 + (r/r_c)^2} \right). \quad (1.3)$$

Jak należało się spodziewać, mając na uwadze niewielką ilość gwiazd tworzących gromady otwarte oraz ich podatność na deformacje związane z oddziaływaniem grawitacyjnym z otoczeniem, morfologia większości gromad otwartych dalece odbiega od opisanego powyżej modelu sferycznie symetrycznego. Obserwuje się gromady, których kształt o wiele lepiej może być opisany na przykład elipsą (Chen i in. 2004).

1.4 Ilość gromad i ich rozkład w Galaktyce

Obecnie znanych jest ponad 1700 gromad otwartych położonych w naszej galaktyce. Jednak ich całkowita liczba jest z pewnością znacznie większa – szacuje się, że nawet 10 razy większa (Dias i in. 2002). W galaktykach spiralnych, gromady otwarte obserwuje się w ramionach spiralnych – miejscach o zwiększonej gęstości gazu międzygwiazdowego, w których z większą łatwością zachodzą procesy gromadotwórcze. W Drodze Mlecznej gromady otwarte są obiektami świetnie nadającymi się do badań struktury ramion spiralnych i wyznaczania krzywej rotacji galaktyki oraz metaliczności w różnych jej regionach (Friel 1995). W galaktykach nieregularnych gromady otwarte występują w całej objętości koncentrując się w obszarach o największej gęstości materii międzygwiazdowej. Natomiast w galaktykach eliptycznych nie są notowane z tego powodu, że procesy gwiazdotwórcze w tego typu galaktykach już dawno ustały, a istniejące wcześniej gromady otwarte zdążyły już ulec rozpadowi.

Gromady otwarte są skupione w pobliżu płaszczyzny Galaktyki i rzadko są oddalone od niej o więcej niż 55 pc. Jedynie gromady starsze występują na większych wysokościach galaktycznych sięgających nawet 375 pc. Ponadto gromady starsze częściej występują w zewnętrznej części dysku Galaktyki, gdzie mają większe szanse na przetrwanie. W odległościach mniejszych niż 7,5 kpc od centrum nie obserwuje się ich wcale (Friel 1995). Dzieje się tak prawdopodobnie dlatego, że siły pływowe, przyczyniające się do rozpadu systemów gwiazdowych, są silniejsze bliżej centrum. Ponadto bliżej centrum występują masywne obłoki materii międzygwiazdowej, których oddziaływanie grawitacyjne z gromadami również przyspiesza rozpad tych ostatnich.

Młode gromady są świadectwem niedawnych procesów gwiazdotwórczych w Galaktyce. Wraz z obszarami HII (zjonizowanego wodoru), poprzez informacje o ich położeniu, wieku i ruchu przestrzennym, mogą zostać wykorzystane do badań struktury spiralnej Galaktyki i jej kinematyki (Russeil 2003, Dias i Lepine 2005).

Do badań procesu formowania, struktury, dynamiki i ewolucji chemicznej dysku galaktycznego bardziej przydatne są gromady starsze niż Hiady czyli około 600 milionów lat (Hasegawa i in. 2004). Bazując w znacznej mierze na danych spektroskopowych, Friel (1995) potwierdził istnienie gradientu metaliczności wzdłuż odległości od centrum Galaktyki. Choć rozrzut punktów jest znaczny, metaliczność przejawia tendencję do spadku w zewnętrznych obszarach dysku. Pojawily się jednak sugestie, że obserwowany gradient nie ma charakteru ciągłego i wynika z istnienia dwóch obszarów o różnej metaliczności, w obrębie których metaliczność wydaje się być w miarę jednorodna. Granica między tymi dwoma obszarami miałaby przypadać w odległości 10 kpc od centrum Galaktyki (Twarog i in. 1997). Spostrzeżenia tego jednak wydają się nie potwierdzać kolejne badania (Chen i in. 2003, Hasegawa i in. 2004).

Przeciwstawne wyniki otrzymuje się również w badaniu gradientu metaliczności w skali „pionowej” – prostopadłej do płaszczyzny dysku galaktycznego. Friel (1995) nie zauważył zmian metaliczności wraz z wysokością ponad płaszczyznę dysku, natomiast inni autorzy odnotowali spadek metaliczności wraz z wysokością (Piatti i in. 1995, Chen i in. 2003).

Badania obfitości metali w gwiazdach w ogólności wskazują, że wraz z postępującym wiekiem spada ich metaliczność. Efekt ten jest oczekiwanym następstwem wzrostu obfitości metali w dysku galaktycznym z czasem w wyniku ewolucji gwiazdowej. Pojawily się także prace wskazujące na brak tego typu relacji w przypadku gwiazd znajdującym się w bezpośrednim sąsiedztwie Słońca (Chen i in. 2003 i zawarte tam referencje). Oczekiwana relacja jest jednak zauważalna w przypadku gromad otwartych, choć zaznaczyć należy, że jest ona bardzo słaba, a rozrzut punktów pomiarowych jest znaczny (Chen i in. 2003).

1.5 Proces powstawania gromad otwartych

Powstanie gromady gwiazd rozpoczyna się od kolapsu grawitacyjnego części olbrzymiego obłoku molekularnego materii międzygwiazdowej na skutek zaistnienia w nim niestabilności grawitacyjnej. Masy tego typu obłoków oceniane są na $10^2 - 10^5$ mas Słońca. O tym, czy dana konfiguracja gazowa – dla uproszczenia izotermiczna i sferycznie symetryczna – jest niestabilna grawitacyjnie, rozstrzyga kryterium Jeansa mówiące, że obłok molekularny o gęstości ρ i temperaturze T zapadnie się, jeśli jego masa będzie większa niż masa Jeansa $M_J \propto T^{3/2} \rho^{-1/2}$. Kolaps może nastąpić w sposób samoistny poprzez utratę energii wewnętrznej obłoku, poprzez zaistnienie niestabilności związanej z polem magnetycznym lub pojawieniem się turbulencji. Mogą go również wywołać czynniki zewnętrzne takie jak oddziaływania grawitacyjne z innymi masywnymi obiektami lub fale uderzeniowe powstałe na skutek wybuchu w pobliżu supernowej. Obłok molekularny w czasie zapadania ulega fragmentacji na coraz to mniejsze części, które ostatecznie osiągają masy rzędu mas pojedynczych gwiazd (Klessen i in. 1998).

Kiedy rozbłyskają najbardziej masywne gwiazdy OB, emitują one promieniowanie ultrafio-

letowe jonizujące otaczający ośrodek. Powstają w ten sposób obszary zjonizowanego wodoru charakterystyczne dla obszarów gwiazdotwórczych. Wiatry gwiazdowe z masywnych gwiazd oraz ciśnienie promieniowania wydmuchują pozostały po procesie gwiazdo twórczym gaz. Po kilku milionach lat pojawiają się pierwsze supernowe, które również przyczyniają się do usuwania resztek materii protogwiazdowej i proces gwiazdotwórczy ustaje. Szacuje się, że mniej niż 10% początkowej masy obłoku zamienia się w gwiazdy – reszta trafia z powrotem do ośrodka międzygwiazdowego. Zarówno obserwacje (choc nie wszystkie), jak i pewne przewidywania teoretyczne, wskazują, że gwiazdy bardziej masywne powstają znacznie bardziej gwałtownie niż gwiazdy mniej masywne i jako pierwsze osiągają stadium palenia wodoru na ciągu głównym (de la Fuente Marcos 2000). W bardzo młodych gromadach obserwuje się gwiazdy mniej masywne dopiero zmierzające w kierunku ciągu głównego.

Nie można wykluczyć, że z jednego obłoku molekularnego mogą powstać przynajmniej dwie gromady gwiazd. Na przykład ruchy własne Hiad i M44 (Praesepe) wskazują, że gromady te mogły powstać w tym samym miejscu około 600 milionów lat temu. Innym przykładem gromady podwójnej są η i χ Persei oddalone od siebie o kilkaset lat świetlnych.

Obserwacje młodych gromad otwartych dostarczają bezpośrednich informacji o procesach gwiazdotwórczych takich jak liczebność gwiazd z poszczególnych przedziałów mas, odsetek gwiazd podwójnych różnych mas i rozkład ich parametrów orbitalnych, początkowy rozkład prędkości rotacji gwiazd, sekwencja kolejnych aktów gwiazdotwórczych w obrębie gromady czy początkowa segregacja masy. Bardzo istotne są badania początkowej funkcji masy (IMF – *Initial Mass Function*), która jest jednym z podstawowych parametrów wpływających na ewolucję dynamiczną gromady (de la Fuente Marcos 2000). Młode gromady otwarte umożliwiają badania zmienności IMF zarówno w małych skalach przestrzennych, jak i w czasie, różnic pomiędzy poszczególnymi systemami oraz między gromadami a polem galaktycznym. Gwiazdy znajdujące się bliżej centrum gromady mają szansę na zagarnięcie większej ilości materii protogwiazdowej niż gwiazdy powstałe na obrzeżach, gdyż w centrum gęstość materii jest największa, a tym samym „akrecja” jest najbardziej wydajna (Bonnell i in. 1997). Zatem gwiazdy bardziej masywne powinny tworzyć się częściej w centrum gromady i już od samych narodzin gromady powinno w niej występować zjawisko segregacji masy. Powstanie gwiazdy bardzo masywnej wymaga zaistnienia specyficznych warunków, ponieważ ciśnienie promieniowania gwiazdy o masie około $10 M_{\odot}$ powinno powstrzymać dalszą akrecję materii i wymieść ją z bezpośredniego otoczenia gwiazdy. W obszarach centralnych gromady, gdzie gęstość gwiazd jest największa, dochodzić może do zderzeń gwiazd o masach od 2 do $10 M_{\odot}$ prowadzących w ich konsekwencji do powstania gwiazd o masach nawet powyżej $50 M_{\odot}$ (Bonnell i in. 1998).

1.6 Ewolucja dynamiczna

Gromady gwiazd uważa się za idealne laboratoria do badań dynamiki gwiazdowej. Są one stosunkowo prostymi układami ciał, których rozmiary liniowe można w zadowalającym przybliżeniu pominąć w porównaniu z rozmiarami układu i uznać za masy punktowe. Ruchem składników rządzi jedynie siła grawitacji. Dzięki temu możliwe jest modelowanie dynamiki całego systemu w czasie.

Większość modeli dynamicznych zakłada, że gromady stanowią bezzderzeniowe układy gwiazd, w których siły działające na poszczególne składniki mają charakter długodystansowy i wynikają jedynie z potencjału grawitacyjnego pochodzącego od pozostałych gwiazd. W takim przypadku dynamikę układu opisuje równanie Boltzmanna postaci

$$\frac{\partial f}{\partial t} + \vec{v} \cdot \nabla f - \nabla \Phi \cdot \frac{\partial f}{\partial \vec{v}} = 0 \quad (1.4)$$

gdzie f jest funkcją opisującą gęstość gwiazd o określonej prędkości \vec{v} w zadanym miejscu układu, Φ oznacza potencjał grawitacyjny, a t to czas (Binney i Tremaine 1987). Jednakże bliskie spotkania składników stopniowo zmieniają ruch poszczególnych gwiazd do tego stopnia, że po pewnym czasie, zwanym czasem relaksacji t_{relax} , gwiazda zmieni swoją prędkość o wartość porównywalną z wartością początkową. W układzie zajdzie całkowita wymiana energii kinetycznej pomiędzy składnikami, a rozkład ich prędkości będzie opisywany rozkładem Maxwella (Binney i Tremaine 1987). Wówczas równanie (1.4) nie będzie spełnione, a po jego prawej stronie pojawi się niezerowy wyraz opisujący zmiany funkcji f wskutek wymiany energii kinetycznej składników w czasie wzajemnych spotkań (King 1980). Dla typowych gromad kulistych t_{relax} jest rzędu przynajmniej 10^9 lat i jest porównywalny z czasem ich istnienia. Dzięki temu można uważać je za układy kwasi-statyczne (King 1980). Natomiast w przypadku gromad otwartych t_{relax} jest rzędu 10^7 lat, tak więc wymiana energii w czasie bliskich spotkań składników staje się istotna już dla bardzo młodych gromad.

Wymiana energii wskutek bliskich spotkań powoduje, że każda gwiazda zaczyna stopniowo odbiegać od swojej początkowej orbity i struktura systemu staje się coraz mniej zależna od warunków początkowych. Układ ewoluuje w kierunku stanu o wyższej entropii, co prowadzi do wyodrębnienia się małego, skoncentrowanego jądra w centrum oraz rozległej, rzadkiej korony.

Wymiana energii kinetycznej prowadzi do jej ekwipartycji pomiędzy poszczególnymi gwiazdami, które mają różne masy. Jeśli założyć, że początkowe położenie gwiazdy i jej prędkość nie zależą od jej masy, ekwipartycja odbiera energię kinetyczną bardziej masywnym gwiazdom (a tym samym posiadającym największą energię kinetyczną), a przekazuje gwiazdom mniej masywnym. Efekt ten powoduje, że gwiazdy bardziej masywne „zatapiają się” w centralnych obszarach gromady, natomiast gwiazdy o mniejszych masach oddalają się na coraz większe odległości od centrum gromady. Tego typu segregacja masy jest często obserwowana w gro-

madach otwartych i kulistych zarówno w Galaktyce, jak i w Obłokach Magellana (Lamers i in. 2006 i zawarte tam referencje).

Co jakiś czas może się zdarzyć, że gwiazda uzyska energię wystarczającą do przewyciężenia grawitacji gromady i w konsekwencji jej opuszczenia. Tego typu „parowanie” gwiazd prowadzi do powolnego rozpadu układu, a skala czasowa tego efektu jest rzędu $10^2 t_{relax}$ (Binney i Tremaine 1987). Szczegółowe kalkulacje wskazują, że proces ten po pewnym krytycznym czasie od narodzin gromady zaczyna narastać lawinowo. Co więcej, segregacja masy zaczyna być istotna, kiedy znaczna część masy gromady (około 17%) zostanie utracona, zupełnie niezależnie od skali czasowej rozpadu układu. Fakt posiadania przez gromadę znacznego odsetku gwiazd podwójnych może znacznie przyspieszyć moment pojawienia się segregacji masy (Lamers i in. 2006 i zawarte tam referencje). Podejrzewa się, że przynajmniej w niektórych gromadach może istnieć segregacja masy już od samego początku ich istnienia – tzw. początkowa segregacja masy (*primordial mass segregation*), ponieważ gromady te są znacznie młodsze niż przewidywany dla nich czas relaksacji.

Masa całkowita gromady wraz z postępującym jej wiekiem maleje. Na tę utratę masy składają się dwa odrębne procesy (de la Fuente Marcos 2000). Pierwszy związany jest z utratą masy przez gwiazdy na skutek ich ewolucji gwiazdowej – wiatru gwiazdowego i odrzucania otoczek w późnych stadiach ewolucji. Drugim procesem jest „parowanie” składników gromady. Oba wymienione tu procesy mają jednak przeciwny wpływ na dynamikę gromady. Utrata masy na skutek procesów gwiazdowych ma charakter dość jednolity i zachodzi w obrębie całej gromady. Najistotniejsza jednak jest w początkowych momentach istnienia gromady, kiedy to w jej obrębie istnieją jeszcze bardzo masywne gwiazdy. Jak wiadomo gwiazdy te cechują się największą utratą masy. Jednocześnie utrata masy wskutek ucieczki członków gromady początkowo jest mało istotna, ponieważ – jak przewidują modele – dopiero po upływie czasu rzędu kilku wartości czasu przejścia⁷ zaczynają zachodzić pierwsze ucieczki gwiazd z gromady. Kiedy już do tego dojdzie, gwiazdy o masach powyżej $10 M_{\odot}$ zdążą zamienić się w gwiazdy neutronowe. Utrata masy wskutek procesów gwiazdowych z czasem zaczyna odgrywać coraz mniejszą rolę, a zwiększa się wydajność procesu „parowania”. Jeśli rozważyć stosunek energii kinetycznej do energii potencjalnej układu gwiazd, jaki stanowi gromada otwarta, utrata masy wskutek procesów gwiazdowych przyczynia się do wzrostu promienia całkowitego układu (gromada staje się coraz mniej związana grawitacyjnie). Z kolei utrata masy na skutek ucieczki składników gromady daje przeciwny skutek – gromadę opuszczają gwiazdy z zewnętrznych obszarów i tym samym promień całkowity układu maleje. Innymi słowy, gromada w początkowym etapie swojego istnienia powinna zwiększać rozmiary, a następnie po pewnym czasie je zmniejszać aż do całkowitego rozpadu i zaniku.

⁷ *Crossing time* – charakterystyczna skala czasowa zdefiniowana jako średni czas potrzebny na przemierzenie przez przeciętną gwiazdę całego układu.

Część gwiazd gromady może tworzyć układy podwójne. Spotkanie pojedynczej gwiazdy z takim układem prowadzi do zmniejszenia bądź zwiększenia energii wiązania układu orbitalnego kosztem energii kinetycznej gwiazd gromady. Efekt ten musi wpływać na dalszą ewolucję dynamiczną gromady (Binney i Tremaine 1987). Dlatego odsetek gwiazd podwójnych w obrębie gromady jest istotnym czynnikiem w czasie modelowania numerycznego dynamiki gromady (de la Fuente Marcos 1996). Testy wykazały, że wpływ układów podwójnych na dynamiczną ewolucję gromad otwartych jest znacznie mniejszy niż rezultaty ewolucji gwiazdowej. Niemniej jednak wpływu tego nie można pominąć, a szczególnie istotny wydaje się być w początkowych etapach ewolucji dynamicznej. Obecność układów podwójnych w mało licznych gromadach przyspiesza ich ewolucję, natomiast w bogatych gromadach wręcz przeciwnie – spowalnia. Zaobserwowano również, że obecność bardzo masywnych układów podwójnych przyspiesza rozpad gromady (de la Fuente Marcos 1996).

1.7 Gwiazdy w gromadach

Gros gwiazd gromady stanowią gwiazdy ciągu głównego stopniowo przekształcające swoje zasoby wodoru w hel. Większość tych gwiazd opuści gromadę zanim osiągnie dalsze etapy ewolucji. Obraz młodych gromad zdominowany jest przez gorące gwiazdy wczesnych typów widmowych. Po kilkunastu bądź kilkudziesięciu milionach lat, kiedy najbardziej masywne gwiazdy zakończą swoją ewolucję w postaci wybuchu supernowej zaczynają dominować coraz bardziej żółte gwiazdy, a ze względu na spowolnienie tempa ewolucji gwiazdowej i zwiększenia liczebności gwiazd odchodzących od ciągu głównego zaczyna zarysowywać się na diagramie barwa-jasność obszar czerwonych olbrzymów.

Wraz z wiekiem gromady obniża się masa gwiazd odchodzących od ciągu głównego i w gromadzie zaczynają się pojawiać białe karły będące końcowym stadium ewolucji gwiazd średnio i mało masywnych. Dotychczasowe badania wskazują na deficyt białych karłów w gromadach otwartych w porównaniu z oczekiwaniami wynikającymi z wieku gromady i oczekiwanego początkowego rozkładu gwiazd poszczególnych mas. Jako jedno z możliwych wyjaśnień tego efektu proponuje się nieznacznie asymetryczny odrzut otoczki czerwonego olbrzyma, dzięki czemu jego jądro – biały karzeł może zwiększyć o kilka kilometrów na sekundę swoją prędkość, co z kolei wystarcza do wyzwolenia się z więzów grawitacyjnych systemu i w konsekwencji jego opuszczenia.

Niektóre gromady, pomimo swojego znacznie zaawansowanego wieku, posiadają jasne gorące gwiazdy. Na diagramie barwa-jasność gwiazdy te lokują się na ciągu głównym za punktem odejścia od ciągu głównego większości członków gromady. Zatem gwiazdy te wydają się być znacznie młodsze od gromady, w której występują, i zostały nazwane błękitnymi maruderami. Prawdopodobnie są one nowymi gwiazdami powstałymi po transferze materii z jednego do

drugiego składnika układu podwójnego bądź zlania się dwóch gwiazd wcześniej tworzących ciasny układ podwójny. Niektóre z tego typu gwiazd przejawiają zmienność fotometryczną typową dla gwiazd typu δ Scuti, co świadczy o tym, że znajdują się w obszarze niestabilności pulsacyjnej.

Przewidywania teoretyczne sugerują, że znaczna część gwiazd powinna tworzyć układy podwójne lub wielokrotne. Obserwacje różnych gromad wskazują, że odsetek takich gwiazd waha się od 5 do 80% populacji wszystkich gwiazd i zależy od warunków fizycznych (głównie temperatury) w obszarze formowania się gwiazd (de la Fuente Marcos 2000). Próby oszacowania populacji tego typu gwiazd mogą bazować na metodach fotometrycznych – poszukiwaniach gwiazd zmiennych zaćmieniowych bądź pomiarach szerokości ciągu głównego gromady na diagramach barwa-jasność⁸. Niewątpliwie najbardziej rzetelną metodą jest detekcja tego typu gwiazd poprzez analizę spektroskopową, jednak jest ona zwykle ograniczona jedynie do najświeższych gwiazd.

Wykrycie wśród składników gromady gwiazd zmiennych daje możliwość ich dokładnego przestudiowania. Z racji tego, że ich parametry astrofizyczne takie jak całkowita moc promieniowania czy temperatura, są znane na podstawie analizy gromady, możliwe jest bezpośrednie sprawdzanie teorii na przykład pulsacji czy ewolucji z uzyskanymi obserwacjami (Paunzen i in. 2004). Zagadnienie to można odwrócić i wykorzystać gwiazdy zmienne w gromadach otwartych do uściślenia parametrów astrofizycznych samych gromad.

W młodych gromadach poszukiwane są masywne gwiazdy pulsujące typu widmowego B – β Cefeï i gwiazdy typu SPB – wolne niebieskie pulsatory (*Slowly Pulsating B stars*). Tego typu studia nie tylko dostarczają informacji o podstawowych parametrach astrofizycznych monitorowanych gromad takich jak wiek i metaliczność, ale także identyfikują gwiazdy zmienne do badań astrosejsmologicznych, które mogą być wykorzystane do weryfikacji modeli teoretycznych wewnątrz gwiazd gorących (Pigulski i in. 1995, Jerzykiewicz i in. 1996).

Z kolei starsze, przeważnie bogate w gwiazdy gromady są monitorowane pod kątem detekcji układów kontaktowych. Celem tego typu badań jest próba odpowiedzi na następujące pytania związane z powstawaniem i ewolucją układów kontaktowych (Kałużny i in. 1993):

- czy wszystkie stare gromady otwarte posiadają bogatą populację układów kontaktowych,
- jaki jest wiek graniczny gromad, po którym następuje lawinowy wzrost liczebności populacji układów kontaktowych,
- czy gwiazdy zwane niebieskimi i żółtymi maruderami faktycznie powstały z układów

⁸Populacja gwiazd podwójnych o równych masach będzie lokowała się na diagramie barwa-jasność równoległe do ścieżki ewolucyjnej gwiazd pojedynczych, i będzie przesunięta o 0,75 magnitudo w kierunku większych jasności. Tym samym obszar wokół punktu odejścia od ciągu głównego, w którym dokładność jest niezwykle istotna dla prawidłowego określenia wieku gromady, staje się bardziej rozmyty (Friel 1995).

kontaktowych,

- w jakim miejscu na diagramie barwa-jasność gromady lokują się układy kontaktowe,
- jakie są proporcje układów kontaktowych i krótkookresowych układów rozdzielonych.

Rozdział 2

Materiał obserwacyjny i jego redukcja

2.1 Instrument

Teleskop Schmidta-Cassegraina (TSC90) jest instrumentem mogącym pracować w dwóch konfiguracjach – jako kamera Schmidta o średnicy sferycznego zwierciadła 90 cm, średnicy płyty korekcyjnej 60 cm i ogniskowej 180 cm lub w układzie Cassegraina o ogniskowej 1350 cm. Teleskop został ulokowany w Obserwatorium w Piwnicach w 1962 roku i początkowo był wykorzystywany do Widmowego Przeglądu Drogi Mlecznej z wykorzystaniem pryzmatów obiektywowych. W 1974 roku Obserwatorium otrzymało tzw. Kanadyjski Spektrograf Kopernikowski wykonany przez G. A. Bradleya i E. H. Richardsona z Dominijnego Obserwatorium Astronomicznego w Wiktorii w Kanadzie. Od tego momentu stały się możliwe obserwacje spektroskopowe w wyższej dyspersji. Pod koniec lat dziewięćdziesiątych minionego wieku zmodernizowano spektrograf umieszczając w jego wnętrzu nowy detektor – kamerę CCD – w miejscu przestarzałych już klisz fotograficznych. Teleskop od tego momentu pracował jedynie w konfiguracji Cassegraina i wykorzystywany był do obserwacji spektroskopowych.

Pod koniec 2004 roku lustro główne teleskopu zostało poddane realuminizacji, co znacznie zwiększyło jego zasięg. Przeprowadzane kilka miesięcy wcześniej testy z konfiguracją Schmidta i detektorem CCD w ognisku głównym potwierdziły użyteczność teleskopu jako kamery szerokokątnej. W połowie 2005 roku zainstalowano w okolicach ogniska głównego tzw. spłaszczacz pola – soczewkę korygującą krzywiznę płaszczyzny ogniskowej, a w ognisku umieszczono dużych rozmiarów matrycę CCD.

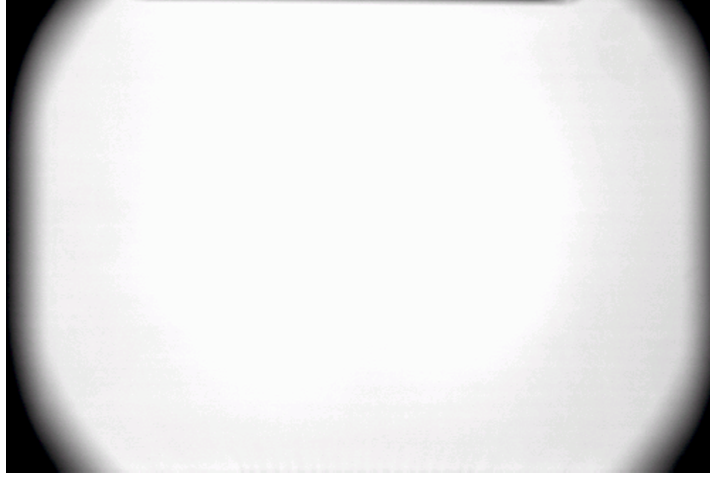
Obecnie teleskop pracuje regularnie w trzech konfiguracjach sprzętowych zależnych od fazy Księżyca. W okresie dwóch tygodni w okolicach pełni wykonywane są obserwacje spektroskopowe w konfiguracji Cassegraina. Natomiast czas w okolicach nowiu przeznaczony jest na prowadzenie obserwacji w układzie kamery Schmidta, zarówno fotometrii – obrazowania szerokich pól jak i spektroskopii bezszczelinowej niskiej rozdzielczości z użyciem pryzmatów obiektywowych.

Materiał obserwacyjny prezentowany w ramach tej pracy otrzymano za pomocą teleskopu w konfiguracji Schmidta w trybie obrazowania. Detektorem zainstalowanym w ognisku głównym teleskopu była dużych rozmiarów kamera CCD SBIG STL-11000M. Jej matryca ma rozmiary 4008 na 2672 pikseli o rozmiarze boku pojedynczego piksela równym $9\ \mu\text{m}$. Przekłada się to na rozmiary liniowe 36 na 24,7 mm. Pole widzenia instrumentu wynosi 71,8 na 47,8 minuty łuku, przy czym detektor jest zamontowany w taki sposób, że jego dłuższy bok jest prostopadły do płaszczyzny równikowej. Skala obrazu wynosi 1,08 sekundy łuku na piksel. Kamera jest wyposażona w koło z filtrami UBVR w systemie Johnsona-Cousinsa. Matryca schładzana jest termoelektrycznie do temperatury 45°C poniżej temperatury otoczenia, choć w praktyce z uwagi na zamkniętą konstrukcję teleskopu i związany z tym problem z odprowadzeniem ciepła, temperatura robocza detektora była jedynie o $20\text{--}25^{\circ}\text{C}$ niższa od temperatury panującej wewnątrz kopuły.

Otrzymywane obrazy nieba cechują się występowaniem silnego winietowania przejawiającego się spadkiem natężenia światła w rogach o 50% w porównaniu z obszarem centralnym. Efekt ten powstaje na otworze wejściowym kamery CCD i związany jest z silną zbieżnością wiązki optycznej, której brzegowa część jest zatrzymywana na obudowie detektora. Na rys. 2.1 przedstawiono uśrednioną klatkę kalibracyjną typu płaskiego pola (mediana z 5 pojedynczych ekspozycji) otrzymaną w filtrze V. Wspomniany efekt silnego winietowania, który może znacznie pogorszyć jakość fotometrii, dotyczy jedynie niewielkiej, skrajnej części obrazka. Wewnątrz koła o średnicy porównywalnej z długością krótszego boku matrycy, efekt winietowania nie przekracza 3% wartości w centralnej części klatki.

Niedokładności w prowadzeniu teleskopu za ruchem dobowym nieba ograniczyły czas najdłuższych ekspozycji, na których obrazy gwiazd były w przybliżeniu kołowe. W rezultacie przeprowadzonych testów maksymalny czas ekspozycji niezależny od deklinacji ustalono na 600 s.

Układ optyczny TSC nie był wolny od wad przejawiających się deformacją profilu obserwowanych gwiazd. Wyróżniono dwa zasadnicze efekty powodujące odchylenia od idealnych symetrycznych obrazów gwiazd. Pierwszy, wyraźnie widoczny na wszystkich obrazach, był następstwem aberracji optycznej zwanej komą, przejawiającej się tym, że obrazy gwiazd mają kształt przecinka lub komety. Stopień tego zniekształcenia jest tym większy im dalej od osi optycznej układu znajduje się źródło światła. Drugi, mniej istotny, związany jest z brakiem idealnej powtarzalności rekonfiguracji optyki teleskopu w czasie kolejnych sesji obserwacyjnych. Pomimo podjętych starań płaszczyzna detektora nie była położona idealnie równolegle do płaszczyzny ogniskowej instrumentu i względne nachylenie obu płaszczyzn było różne w kolejnych sesjach obserwacyjnych.



Rysunek 2.1: Obraz klatki kalibracyjnej tzw. płaskiego pola. Widoczny jest silny efekt winietowania dochodzący na brzegach do 50%.

2.2 Kryterium selekcji gromad

Doboru gromad otwartych do obserwacji dokonano na podstawie kryteriów wymienionych poniżej opierając się o kompilację *New catalog of optically visible open clusters and candidates* (Dias i in. 2002), której uaktualniane wersje są dostępne na stronie internetowej projektu *Open clusters and Galactic structure*¹.

Pierwszym użytym kryterium było położenie gromady na niebie. Aby uniknąć obserwacji na stosunkowo dużych odległościach zenitalnych, postanowiono wyselekcjonować tylko te obiekty, które w czasie górowania mogą być obserwowane w Obserwatorium w Piwnicach przynajmniej 45 stopni nad horyzontem. Zważywszy, że szerokość geograficzna obserwatorium wynosi 53°N, przyjęto, że pod uwagę będą brane jedynie gromady o deklinacji większej od +10°.

Kolejne kryterium wiązało się z polem widzenia instrumentu. Aby zarejestrować na jednej ramce CCD całą gromadę wraz z jej możliwą koroną, z próbki usunięto obiekty o średnicy większej niż 20 minut kątowych. Z drugiej strony, mając na uwadze występujący w Obserwatorium znaczny *seeing*, zwykle wynoszący powyżej 5 sekund kątowych, w próbce nie znalazły się gromady o średnicy kątowej mniejszej od 5 minut.

Wyselekcjonowaną na podstawie powyższych dwóch filtrów próbkę liczącą 295 gromad poddano następnie wizualnej inspekcji na podstawie ich obrazów zaczerpniętych z *Digitized Sky Survey*². Wobec znacznego i zmiennego *seeingu* w Obserwatorium Astronomicznym w Piwnicach z próbki usunięto gromady bardzo bogate w gwiazdy i jednocześnie o stosunkowo małych

¹<http://www.astro.iag.usp.br/~wilton/>

²<http://archive.eso.org/dss/dss/>

rozmiarach kątowych, aby uniknąć zlewania i nakładania się obrazów gwiazd. Mogłoby to prowadzić do niewykrycia wszystkich członków gromady i w konsekwencji zaniżenia takich parametrów jak całkowita masa gromady czy liczba tworzących ją gwiazd. Z próbki usunięto także duże, skrajnie luźne obiekty, dla których analiza diagramów barwa-jasność byłaby znacznie utrudniona z uwagi na znaczny wkład gwiazd tła. Wśród tego typu gromad znalazło się wiele układów zarysowanych na niebie jedynie przez kilkanaście stosunkowo jasnych gwiazd, przeważnie bez zauważalnego wkładu gwiazd słabszych. Obiekty tego typu, o ile nie stanowią jedynie przypadkowego skupiska niezwiązanych ze sobą fizycznie gwiazd, mogą być pozostałościami po gromadzie (OCR – *Open Cluster Remnant*). Dlatego też z próbki usunięto gromady, dla których oszacowana liczba tworzących je gwiazd była mniejsza od 20.

Ostatnie zastosowane kryterium było związane z zasięgiem teleskopu wyznaczonym na 18,5–19,5 mag. Spowodowało ono, że do ostatecznej listy wyselekcjonowanych gromad zakwalifikowano te, których najjaśniejsze gwiazdy były nie słabsze od około 16 mag w V. W ten sposób zapewniono minimalną obserwowaną długość ciągu głównego wynoszącą co najmniej 2 mag, a punkt odejścia od ciągu głównego przypadłał w przedziale obserwowanych jasności o akceptowalnych błędach fotometrii. Obserwacje słabszych gromad mogłyby okazać się mało przydatne, gdyż dopasowanie izochrony oraz wyznaczenie funkcji masy byłoby mało rzetelne z uwagi na pokrycie niewielkiego przedziału obserwowanych jasności i stosunkowo duże błędy fotometryczne.

Ostatecznie lista potencjalnych celów obserwacyjnych składała się z ponad 100 obiektów, przy czym przyjęto za programowe minimum zebranie materiału obserwacyjnego dla przynajmniej 50 z nich.

2.3 Obserwacje

Materiał obserwacyjny został zebrany w czasie trzech jednotygodniowych sesji obserwacyjnych przypadających zwykle w okolicach nowiu Księżyca. Pierwsza sesja trwała od 5 do 11 września 2005 roku. W jej trakcie wykorzystano cztery pogodne noce, w czasie których zebrano obserwacje dla 18 gromad. Kolejna sesja trwała od 3 do 9 października 2005 roku i zebrano w niej dane fotometryczne dla 37 gromad w ciągu 5 pogodnych nocy. Z kolei ostatnia sesja przypadła na okres pomiędzy 20 i 26 lutego 2006 roku i w ciągu dwóch częściowo pogodnych nocy wykonano obserwacje 7 kolejnych gromad.

Łącznie zebrano dane fotometryczne dla 62 gromad. Obiekty, dla których nie było danych literaturowych i w związku z tym przeprowadzone obserwacje miały charakter badań pionierskich, obserwowano z większym priorytetem. Taka strategia miała za zadanie dodatkowo podnieść oryginalność przeglądu dostarczając pierwszych wyznaczeń podstawowych parametrów fizycznych dla jak największej próbki obiektów. W obserwowanej próbce znalazły się również

gromady gruntownie zbadane przez różnych autorów. Obiekty te były traktowane jako gromady kontrolne, dzięki którym można było sprawdzić wiarygodność wyników uzyskanych w niniejszej pracy.

Dla każdego zaobserwowanego pola wykonano zestaw ekspozycji w filtrach B i V składający się z dwóch długich ekspozycji o czasie integracji 600 s oraz dwóch krótkich o czasie integracji 60 s dla każdego z filtrów z osobna. W przypadku gromad zawierających bardzo jasne gwiazdy ($V < 10$ mag) wykonano po dwa dodatkowe obrazy w każdym filtrze o bardzo krótkim czasie ekspozycji wynoszącym 10 s. W ten sposób dla każdego pola zebrano zestaw 8 lub 12 ekspozycji. Porządek programu obserwacyjnego na zadaną noc ustalano w taki sposób, aby gromady były rejestrowane w momencie możliwie najbliższym ich górowaniu, co z kolei minimalizowało negatywny wpływ ziemskiej atmosfery na zasięg instrumentu i błędy fotometryczne.

W trakcie każdej nocy monitorowano wybrane pole kalibracyjne w celu wyznaczenia współczynników ekstynkcji atmosferycznej oraz wyznaczenia współczynników transformacji jasności instrumentalnych do systemu standardowego. Pola kalibracyjne zostały wybrane z listy równikowych pól Landolta (1992) w taki sposób, aby zawierały jak najwięcej gwiazd o znanych jasnościach (standardów) oraz mogły być obserwowane z Obserwatorium przez większą część nocy. W czasie sesji wrześniowej i październikowej monitorowane było pole numer 113, którego współrzędne równikowe ustalono na $\alpha_{2000} = 21^{\text{h}}42^{\text{m}}$ i $\delta_{2000} = +00^{\circ}20'$. Natomiast w trakcie sesji lutowej obserwowano pole numer 98 o współrzędnych środka $\alpha_{2000} = 06^{\text{h}}52^{\text{m}}$ i $\delta_{2000} = -00^{\circ}20'$. Obserwacje pól kalibracyjnych wykonywano pomiędzy kolejnymi polami programowymi, w praktyce co około 60 minut. Dla każdej nocy zebrano od pięciu do ośmiu tego typu ekspozycji w każdym z filtrów. W ten sposób otrzymywano jasności instrumentalne gwiazd na różnych masach powietrznych z przedziału od 1,6 do 3,2, co nie tylko umożliwiło wyznaczenie współczynników ekstynkcji atmosferycznej dla każdej nocy z osobna, ale także pozwalało kontrolować stabilność warunków atmosferycznych niezbędną dla pomiarów fotometrycznych. Czasy ekspozycji dobrano tak, aby otrzymać zadowalającą dokładność fotometryczną dla gwiazd jaśniejszych od 16 mag w V i w rezultacie testów ustalono go na 180 s dla obu filtrów.

Obrazy nieba były uzyskiwane w modzie uśredniania zliczeń (*binnowania*) w trybie 2×2 piksele w celu poprawy jakości profili gwiazdowych. Tym samym skala obrazu uległa podwojeniu i wyniosła 2,15 sekundy łuku na piksel.

2.4 Redukcja i kalibracja danych

Zebrany materiał obserwacyjny poddany został standardowej redukcji obejmującej usunięcie wkładu prądu ciemnego oraz zniwelowanie efektu winietowania poprzez podzielenie przez przygotowaną wcześniej uśrednioną klatkę płaskiego pola. Klatki kalibracyjne prądu ciemnego dla

odpowiednich czasów ekspozycji i temperatur matrycy CCD zostały przygotowane jako mediany z 5–7 pojedynczych ekspozycji. Podobną procedurę zastosowano w przypadku klatek płaskiego pola, które wygenerowano dla poszczególnych filtrów jako mediany z zestawu 5–7 pojedynczych ekspozycji. Klatki te wykonywano na wieczornym niebie w okolicach zenitu, kilkanaście lub kilkadziesiąt minut po zachodzie Słońca. Zestaw klatek tego typu wykonano dla każdej sesji z osobna zakładając, że w ramach jednej sesji obraz płaskiego pola nie ulega zmianie.

Redukcja fotometryczna i astrometryczna tak przygotowanych obrazów nieba została przeprowadzona oprogramowaniem wykorzystywanym przy przeglądzie SAVS (Maciejewski 2002), wzbogaconym o możliwość wyznaczania i uwzględniania ekstynkcji atmosferycznej oraz efektywnego zarządzania wielobarwnymi danymi fotometrycznymi. Dla każdej klatki oprogramowanie automatycznie wykrywało obiekty gwiazdopodobne, a następnie dokonywało pomiaru ich jasności instrumentalnych metodą aperturową. Metoda ta została wybrana z uwagi na zniekształcenia profili gwiazd wynikające z wad optycznych instrumentu, a także dlatego, że unikano obserwacji gromad o dużej koncentracji gwiazd na jednostkę kąta bryłowego. Rozmiar apertury był ustalany dla każdej nocy, gdyż zależał od warunków obserwacyjnych (*seeingu*) oraz od dokładności zogniskowania optyki teleskopu.

Współrzędne instrumentalne x, y położenia gwiazd na obrazie były transformowane do układu współrzędnych równikowych zadanych na epokę J2000,0 na podstawie występujących w badanym polu gwiazd jaśniejszych niż 16 mag, których położenia zostały zaczerpnięte z katalogu GSC-II (*Guide Star Catalog II*). W następnym kroku zmierzone jasności instrumentalne były „wynoszone poza atmosferę” po uwzględnieniu wpływu ekstynkcji atmosferycznej i konwertowane do systemu standardowego. W rezultacie dla każdego obserwowanego pola otrzymano listę wykrytych w nim gwiazd wraz z ich współrzędnymi równikowymi, jasnością V oraz wskaźnikiem barwy ($B - V$).

Zebrane w czasie danej nocy obserwacje pola kalibracyjnego z listy Landolta posłużyły do wyznaczenia optymalnego rozmiaru apertury, określenia współczynników ekstynkcji atmosferycznej w obu filtrach oraz do znalezienia transformacji jasności instrumentalnych do standardowych. Te poszczególne zadania wykonywano w trzech następujących po sobie krokach w kolejności zgodnej z porządkiem ich wymienienia. Rozmiar apertury był ustalany w następujący sposób. Dla każdego obrazu pola kalibracyjnego wyznaczano średnią szerokość połówkową profilu wykrytych na nim gwiazd. Wartość ta mogła zmieniać się w czasie nocy z obrazka na obrazek, dlatego za najbardziej reprezentatywną przyjęto maksymalną średnią szerokość połówkową profilu gwiazdowego w wybranym filtrze dla zadanej nocy. Promień apertury ustalono w taki sposób, aby wynosił 3σ wyznaczonego wcześniej profilu. Wartości tego promienia dla poszczególnych nocy zebrano w tabeli 2.1. Jak widać, promień ten wahał się od 3 do 5 pikseli (około 6–10 sekund łuku).

Tabela 2.1: Wartości parametrów wykorzystanych przy redukcji fotometrycznej i kalibracji danych zebranych w poszczególnych nocach. r_{app} – promień apertury wyrażony w pikselach, k_V i k_B – współczynniki ekstynkcji atmosferycznej w filtrach V i B. W ostatnich trzech kolumnach zawarto współczynniki transformacji jasności instrumentalnych do standardowych (opis w tekście).

Data	r_{app}	k_V	a_V	a_B	$a_{(B-V)}$
		k_B	b_V	b_B	$b_{(B-V)}$
05.09.2005	4	0,3072	-0,0922	0,1876	1,2799
		0,4648	20,4407	20,5982	0,1573
06.09.2005	4	0,4614	-0,0886	0,1825	1,2694
		0,6387	20,4518	20,5750	0,1230
07.09.2005	4	0,5689	-0,0782	0,1775	1,2579
		0,6790	20,5841	20,5501	-0,0349
08.09.2005	3	0,5346	-0,0997	0,1752	1,2749
		0,7134	20,5139	20,6531	0,1394
04.10.2005	4	0,1804	-0,1030	0,1754	1,2784
		0,3136	20,1073	20,2526	0,1452
05.10.2005	4	0,2448	-0,0990	0,1946	1,2935
		0,3767	20,2757	20,3897	0,1140
06.10.2005	3	0,3447	-0,0911	0,1682	1,2593
		0,4640	20,4129	20,4985	0,0855
07.10.2005	4	0,3621	-0,0975	0,2251	1,3227
		0,4879	20,4133	20,3996	-0,0137
08.10.2005	4	0,1810	-0,0830	0,1906	1,2736
		0,3014	20,1319	20,2151	0,0832
23.02.2006	5	0,3968	-0,1023	0,1458	1,2642
		0,7820	20,9667	20,7216	0,5354
26.02.2006	4	0,1911	-0,1281	0,1142	1,2512
		0,3658	21,0104	21,2547	0,2419

W drugim etapie dla ustalonej nocy obserwacje pola kalibracyjnego poddano standardowej redukcji z ustaloną aperturą w celu wyznaczenia współczynników ekstynkcji atmosferycznej k_B i k_V w filtrach odpowiednio B i V (Harris i in. 1981). Jasności instrumentalne wszystkich zarejestrowanych gwiazd zostały odłożone w funkcji masy powietrznej, a następnie dopasowywane były relacje postaci:

$$b = b_i - k_B X, \quad (2.1)$$

$$v = v_i - k_V X, \quad (2.2)$$

gdzie b , v oznaczają jasności instrumentalne wyniesione poza atmosferę, b_i , v_i obserwowane jasności instrumentalne, a X to masa powietrzna obliczana w zależności od odległości zenitalnej z według relacji podanej przez Younga (1974, podane za Harris i in. 1981):

$$X = \sec z(1 - 0,0012 \tan^2 z). \quad (2.3)$$

Jako wartość reprezentatywną współczynników k_B i k_V dla całej nocy przyjmowano medianę ze zbioru indywidualnych wyznaczeń dla około 750 zarejestrowanych gwiazd w B i 1000 w V. Wartości tak obliczonych współczynników k_B i k_V dla poszczególnych nocy zebrano w tabeli 2.1.

W ostatnim etapie obróbki obrazów pola kalibracyjnego odnajdywano krzywe blasku około 30 gwiazd o znanych jasnościach – tzw. standardów Landolta, dla których wyznaczano średnie pozaatmosferyczne jasności instrumentalne. Jasności te posłużyły do wyznaczenia odpowiednich współczynników w zapisanych poniżej wzorach transformujących jasności instrumentalne do standardowych

$$V - v = a_V(b - v) + b_V, \quad (2.4)$$

$$B - b = a_B(b - v) + b_B, \quad (2.5)$$

$$B - V = a_{(V-B)}(b - v) + b_{(V-B)} \quad (2.6)$$

gdzie b , v oznaczają jasności instrumentalne wyniesione poza atmosferę, a B , V to jasności katalogowe zaczerpnięte z literatury. Transformacje wyznaczano dla każdej nocy z osobna uwzględniając w ten sposób ewentualne zmienne warunki atmosferyczne. Wartości odpowiednich współczynników dla poszczególnych nocy zebrano w tabeli 2.1.

2.5 Obserwowane gromady

Wśród obserwowanych 62 gromad otwartych zdecydowaną większość stanowią obiekty, które do tej pory były słabo zbadane. Realizowany przegląd miał dostarczyć dla nich pierwszych danych fotometrycznych lub pierwszej głębokiej fotometrii CCD, a tym samym pierwszych wyznaczeń ich podstawowych parametrów fizycznych. W przypadku aż 20 gromad analiza diagramów barwa-jasność wykazała wstępnie, że obiekty te nie są prawdziwymi układami związanych ze sobą fizycznie gwiazd, a jedynie przypadkowymi koncentracjami gwiazd tła galaktycznego.

Dlatego też obserwowana próbka gromad otwartych została podzielona na dwie części. Do pierwszej zaliczono te gromady, dla których materiał obserwacyjny nie pozostawia żadnych wątpliwości co do prawdziwości ich natury. Gromady te zostały wykorzystane do dalszych badań statystycznych relacji pomiędzy parametrami opisującymi ich własności astrofizyczne i

zostały zebrane w tabeli 3.1. Wśród tych gromad znalazło się 12 obiektów, dla których niniejsza praca dostarcza pierwszych wyznaczeń parametrów astrofizycznych. Z kolei gromady, których natura została poddana w wątpliwość, opisano w dodatku A.

Rozdział 3

Struktura gromad

Średnie radialne profile gęstościowe (nazywane dalej profilami gęstościowymi) są narzędziem powszechnie stosowanym do badania struktury radialnej gromad gwiazd (np. Nilakshi i in. 2002). Przy ich konstrukcji wyznacza się średnią gęstość gwiazd w kolejnych koncentrycznych pierścieniach wokół ustalonego centrum, a następnie odkłada się ją w funkcji odległości od wspomnianego punktu centralnego. Choć w czasie budowy profili gęstościowych tracona jest informacja o dwuwymiarowej morfologii, która w przypadku gromad otwartych często znacznie odbiega od symetrii sferycznej, to jednak profile gęstościowe stanowią sprawdzoną metodę opisującą w ujednoczonym sposobie strukturę gromad za pomocą prostych parametrów.

Bardzo istotną kwestią przy konstruowaniu profili gęstościowych jest prawidłowe określenie centrum gromady. Z definicji powinien być to taki punkt, w pobliżu którego koncentracja gwiazd – członków gromady – jest największa. Ilość obserwowanych gwiazd – a tym samym położenie centrum – zależy nie tylko od ich faktycznej liczebności w gromadzie, ale także od instrumentu, którym wykonano obserwacje, czasu ekspozycji czy też rozdzielczości kątowej. Spostrzeżenie to zostało w pełni potwierdzone empirycznie na danych zebranych w ramach przeprowadzonego przeglądu. Kształty profili gęstościowych skonstruowanych w oparciu o katalogowe współrzędne centrum gromad dalece odbiegały od oczekiwanej postaci. Dlatego przed przystąpieniem do konstrukcji profili gęstościowych konieczne było dokładniejsze wyznaczenie współrzędnych centrum gromad objętych przeglądem.

3.1 Wyznaczanie współrzędnych centrum

Algorytm wyznaczający współrzędne centrum badanych gromad rozpoczynał pracę od wartości początkowych zaczerpniętych z kompilacji *New catalog of optically visible open clusters and candidates* (Dias i in. 2002). W przypadku niektórych gromad katalogowe współrzędne ich środków były tak bardzo odległe od spodziewanej lokalizacji, że istniała potrzeba ręcznego określenia współrzędnych początkowych po przeprowadzeniu wizualnej inspekcji.

Algorytm wycinał na mapce położenia gwiazd dwie prostokątne, prostopadłe do siebie wstęgi o wspólnym środku w miejscu wskazanym przez początkowe współrzędne centrum. Ich położenie na płaszczyźnie nieba zostało tak dobrane, że jedna z nich była położona wzdłuż rekta-scensji, a druga wzdłuż deklinacji. Długość tych wstęg wynosiła 20 minut łuku, a szerokość była zależna od oszacowanego rozmiaru kąowego gromady i wynosiła od 3 do 6 minut łuku. Następnie konstruowane były histogramy zliczeń gwiazd wzdłuż obydwu wstęg o rozmiarze przedziału klasowego zależnym od wielkości gromady. Dla gromad o średnicy większej od 10 minut łuku szerokość przedziału wynosiła 1 minutę łuku, a dla gromad mniejszych 0,5 minuty łuku. Nowe współrzędne centrum były wyznaczane w miejscu wskazanym przez maksima w obydwu histogramach. Za dokładność tego wyznaczenia można przyjąć szerokość użytego przedziału klasowego.

Powyzszą procedurę powtarzano iteracyjnie do momentu, aż wskazane nowe współrzędne stabilizowały się w jednym miejscu na niebie. Dla kilku gromad algorytm cyklicznie wskazywał kolejne potencjalne położenia centrum. W takich przypadkach za nowe centrum gromady brano było to położenie, dla którego otrzymany profil gęstościowy okazywał się najbardziej smukły. Wyznaczone nowe współrzędne równikowe badanych gromad zostały zawarte w tabeli 3.1 wraz z odpowiadającymi im współrzędnymi galaktycznymi.

Tabela 3.1: Lista gromad otwartych z wyznaczonymi współrzędnymi równikowymi i galaktycznymi ich centrum.

Gromada	J2000,0	l	b
	($hhmmss \pm ddmms$)	[°]	[°]
(1)	(2)	(3)	(4)
King 13	001004+611215	117,9695	-1,2683
King 1	002204+642250	119,7626	1,6897
King 14	003205+630903	120,7486	0,3612
NGC 146	003258+632003	120,8612	0,5367
Dias 1	004235+640405	121,9639	1,2130
King 16	004345+641108	122,0949	1,3263
Berkeley 4	004501+642305	122,2377	1,5216
Skiff J0058+68.4	005829+682808	123,5814	5,6060
NGC 559	012935+631814	127,2008	0,7487
NGC 884	022223+570733	135,0659	-3,5878
Tombaugh 4	022910+614742	134,2071	1,0815
Czernik 9	023332+595312	135,4172	-0,4869
NGC 1027	024243+613801	135,7473	1,5623

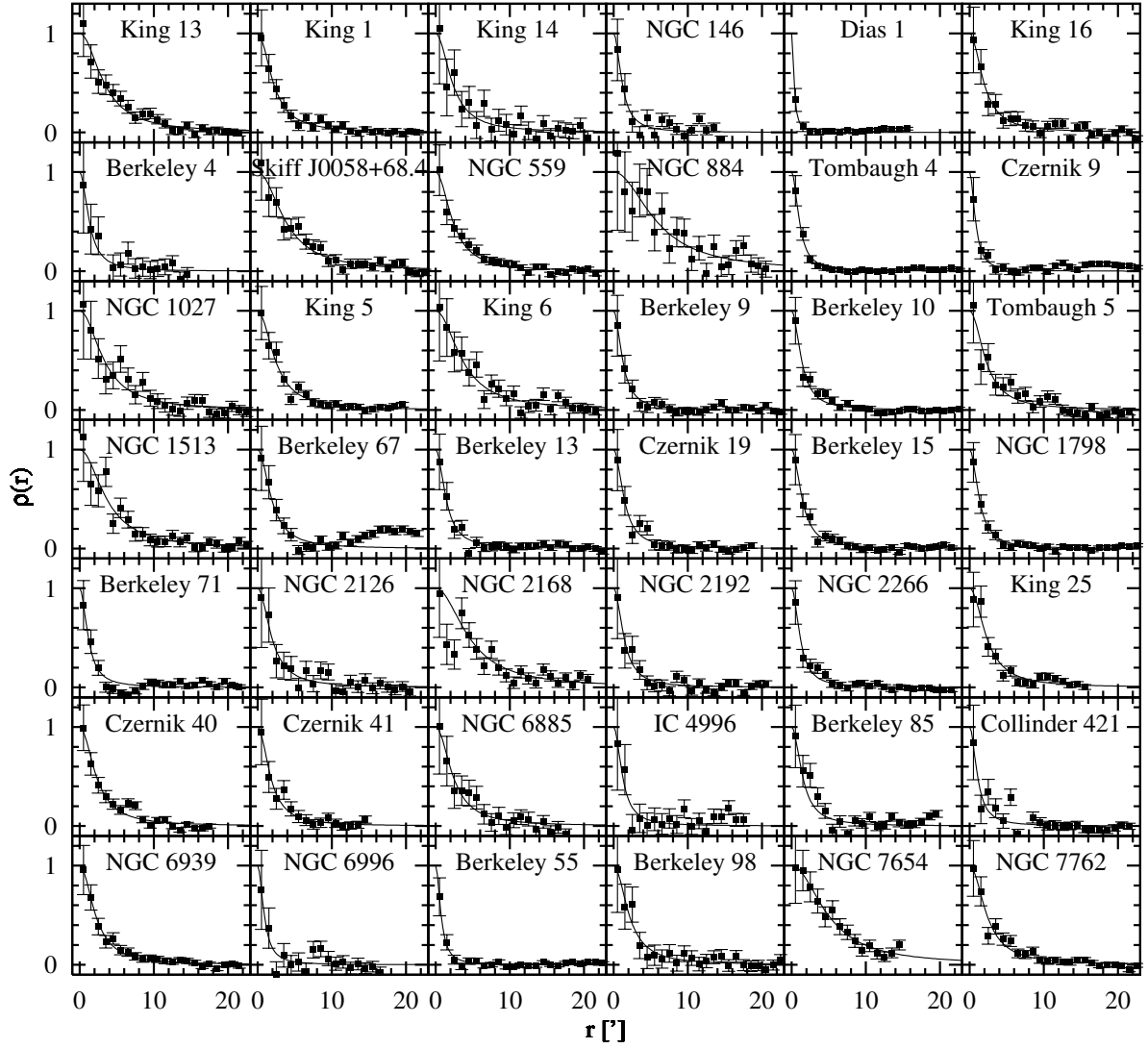
Ciąg dalszy na następnej stronie

Tabela 3.1 – ciąg dalszy

(1)	(2)	(3)	(4)
King 5	031445+524112	143,7757	-4,2866
King 6	032750+562359	143,3584	-0,1389
Berkeley 9	033237+523904	146,0621	-2,8275
Berkeley 10	033932+662909	138,6158	8,8785
Tombaugh 5	034752+590407	143,9374	3,5924
NGC 1513	040946+492828	152,5955	-1,6243
Berkeley 67	043749+504647	154,8255	2,4896
Berkeley 13	045552+524800	155,0851	5,9244
Czernik 19	045709+284647	174,0986	-8,8321
Berkeley 15	050206+443043	162,2580	1,6187
NGC 1798	051138+474124	160,7028	4,8463
Berkeley 71	054055+321640	176,6249	0,8942
NGC 2126	060229+495304	163,2169	13,1294
NGC 2168	060904+241743	186,6426	2,2061
NGC 2192	061517+395019	173,4298	10,6469
NGC 2266	064319+265906	187,7759	10,3003
King 25	192432+134132	48,8615	-0,9454
Czernik 40	194236+210914	57,4762	-1,1003
Czernik 41	195101+251607	62,0054	-0,7010
NGC 6885	201140+263213	65,5359	-3,9766
IC 4996	201631+373919	75,3734	1,3158
Berkeley 85	201855+374533	75,7257	0,9812
Collinder 421	202310+414135	79,4299	2,5418
NGC 6939	203130+603922	95,8982	12,3012
NGC 6996	205631+443549	85,4401	-0,5039
Berkeley 55	211658+514532	93,0267	1,7978
Berkeley 98	224238+522316	103,8561	-5,6477
NGC 7654	232440+613451	112,7998	0,4279
NGC 7762	234956+680203	117,2100	5,8483

3.2 Analiza profili gęstościowych

Profile gęstościowe dla wszystkich gromad zostały skonstruowane przez wyznaczenie gęstości powierzchniowej gwiazd w kolejnych koncentrycznych pierścieniach o szerokości jednej minuty



Rysunek 3.1: Średnie radialne profile gęstościowe wraz z dopasowanymi dwuparametrowymi funkcjami Kinga badanych gromad. Dla zachowania przejrzystości gęstości zostały znormalizowane do gęstości w centrum po wcześniejszym odjęciu średniej gęstości powierzchniowej gwiazd tła.

łuku. Niech N_i oznacza ilość gwiazd znajdujących się w i -tym pierścieniu o promieniu wewnętrznym R_i i promieniu zewnętrznym R_{i+1} . Wówczas średnia gęstość w tym pierścieniu ρ_i wyniesie

$$\rho_i = \frac{N_i}{\pi(R_{i+1}^2 - R_i^2)}. \quad (3.1)$$

Jednocześnie możliwe jest wyznaczenie błędu tak określonej wielkości przy założeniu statystyki Poissona obowiązującej w przypadku zliczeń gwiazd. Wówczas błąd może zostać policzony

według wzoru

$$\sigma_i = \frac{\rho_i}{\sqrt{N_i}} = \frac{\sqrt{N_i}}{\pi(R_{i+1}^2 - R_i^2)}. \quad (3.2)$$

Podstawowe parametry opisujące kształt profilu gęstościowego w analityczny sposób otrzymano poprzez dopasowanie metodą najmniejszych kwadratów dwuparametrowego profilu Kinga (1962) w postaci

$$\rho(r) = f_{bg} + \frac{f_0}{1 + \left(\frac{r}{r_{core}}\right)^2}, \quad (3.3)$$

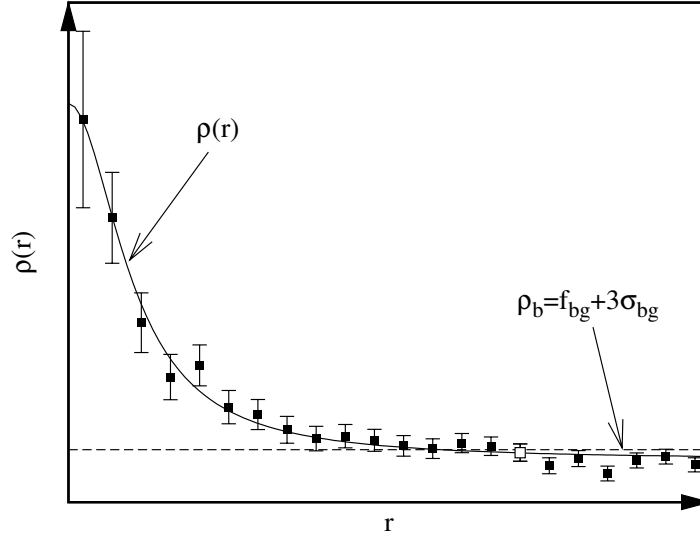
gdzie r to odległość od centrum gromady wyrażona w minutach łuku, f_{bg} to średnia gęstość powierzchniowa gwiazd tła, f_0 to gęstość gwiazd w centrum gromady, a r_{core} to tak zwany promień jądra, w którego odległości gęstość powierzchniowa gwiazd gromady spada do wartości równej połowie gęstości w centrum.

Sporządzone dla poszczególnych gromad profile gęstościowe wraz z dopasowanymi profilami Kinga zostały wykreślone na rys. 3.1. Dla zachowania przejrzystości gęstości zostały znormalizowane do gęstości w centrum po wcześniejszym odjęciu średniej gęstości powierzchniowej gwiazd tła. Jak widać, profil Kinga w zadowalającym stopniu opisuje strukturę radialną wszystkich gromad i nawet dla stosunkowo małych obiektów nie stwierdzono od niego znacznych odchyłek.

W przypadku gromady Berkeley 67 kształt profilu poza gromadą wskazuje na istnienie silnego gradientu gęstości gwiazd tła. Dlatego przed przystąpieniem do procesu dopasowywania profilu Kinga dokonano manualnego wyrównania poziomu tła do poziomu najniższej wartości przypadającej tuż za końcem gromady. Dla gromad NGC 146, Dias 1, Berkeley 4 i NGC 7654 profile gęstościowe pokrywają krótszy zakres odległości, ponieważ obiekty te zostały zaobserwowane niejako przy okazji obserwacji innych gromad programowych i tym samym nie znalazły się w centrum pola widzenia instrumentu. Z kolei przy wyznaczeniu współrzędnych centrum i konstrukcji profilu gęstościowego gromady NGC 2168 wykorzystano jedynie gwiazdy jaśniejsze od 16 mag w V. Spowodowane było to dużą gęstością powierzchniową słabych gwiazd tła i brakiem wystarczająco dużej ilości słabych gwiazd w samej gromadzie.

3.3 Oszacowanie całkowitych rozmiarów

Określenie rozmiarów całkowitych gromady nie jest zadaniem trywialnym. W przypadku układów bardzo bogatych w gwiazdy, takich jak gromady kuliste lub gromady otwarte o wyjątkowo dużej liczebności tworzących je gwiazd, za ich granicę przyjęto promień pływowy zdefiniowany jako odległość od centrum gromady, w której tworzące ją gwiazdy przestają być związane grawitacyjnie z gromadą i po jego przekroczeniu stają się gwiazdami populacji tła galaktycznego (Madore 1980). Dla układów ubogich w gwiazdy, jakie stanowi większość gromad otwartych, wyznaczenie promienia pływowego z dopasowania trójparametrowej funkcji Kinga (King 1962)



Rysunek 3.2: Schematyczny profil gęstościowy dla jednej z obserwowanych gromad. Linia przerywaną zaznaczono graniczny poziom gęstości tła ρ_b , linią ciągłą dopasowany profil Kinga. Pustym symbolem oznaczono znaleziony punkt graniczny, w którym gromada zlewa się z poziomem tła.

staje się mało wiarygodne (na przykład Kałużny i Udalski 1992). Dlatego też najbardziej odpowiednią wydaje się definicja końca gromady jako miejsca, w którym zewnętrzne krańce profilu gęstościowego zaczynają zlewać się z tłem gwiazd pola. Tego typu definicja, choć intuicyjna jasna, jest mało precyzyjna i wymaga dokładnej analizy indywidualnych przypadków uwzględniających chociażby lokalne niejednorodności w rozkładzie gwiazd mogące zafalszować faktyczny rozmiar gromady.

Na potrzeby tej pracy opracowano algorytm wyznaczania całkowitego promienia gromad r_{lim} bazujący na analizie profili gęstościowych. W pierwszym kroku wyznaczono graniczny poziom gęstości tła ρ_b zdefiniowany jako

$$\rho_b = f_{bg} + 3\sigma_{bg}, \quad (3.4)$$

przy czym wielkości f_{bg} oraz σ_{bg} zaczerpnięto z dopasowania profilu Kinga i są to odpowiednio średnia gęstość powierzchniowa gwiazd tła oraz błąd jej wyznaczenia. Tak wyznaczony poziom zaznaczono linią przerywaną na rys. 3.2, na którym przedstawiono przykładowy profil gęstościowy, uzyskany dla jednej z badanych gromad. Następnie idąc od strony centrum na zewnątrz gromady poszukiwany był pierwszy punkt położony poniżej ρ_b . Jeśli taki punkt został znaleziony (zaznaczony na rys. 3.2 pustym symbolem), algorytm sprawdzał, czy kolejny punkt również był położony poniżej. Jeśli warunek ten został spełniony, wskazany punkt był uznawany za graniczny, w którym gromada już zlała się z tłem nieba. Natomiast jeśli przynaj-

mniej dwa kolejne punkty były położone powyżej ρ_b , algorytm omijał znaleziony punkt i dalej kontynuował poszukiwania punktu granicznego. To ostatnie rozwiązanie chroniło przed zbyt wczesnym urywaniem gromady w punkcie, który mogłoby jedynie stanowić lokalną fluktuację gęstości.

Granica gromady musi zatem przypadać pomiędzy punktem granicznym a punktem o jeden wcześniejszym licząc od strony centrum. Interpolacji granicy gromady dokonano przez znalezienie odległości r_{lim} , w której prosta przechodząca przez punkt graniczny i o jeden wcześniejszy przecina się z prostą wyznaczoną przez graniczny poziom gęstości tła ρ_b . Za formalny błąd wyznaczenia r_{lim} przyjęto wartość równą połowie szerokości pierścieni użytych do budowy profilu czyli 0,5 minuty łuku.

Wielkości, wyznaczone w wyniku analizy profili gęstościowych badanych gromad, zostały zebrane w tabeli 3.2. Ponadto w ostatniej kolumnie zawarto parametr koncentracji c zdefiniowany jako

$$c = \log \frac{r_{lim}}{r_{core}} . \quad (3.5)$$

Parametr ten został określony na wzór współczynnika koncentracji zdefiniowanego jako logarytm dziesiętny ze stosunku promienia pływowego do promienia jądra dla gromad kulistych i wyjątkowo bogatych gromad otwartych, dla których możliwe jest wiarygodne określenie promienia pływowego (Peterson i King 1975). Parametr koncentracji c danej gromady informuje, na ile rozbudowaną posiada ona koronę w porównaniu z rozmiarem centralnego obszaru jądra.

Tabela 3.2: Parametry charakteryzujące strukturę radialną badanych gromad otrzymane z dopasowania dwuparametrowej funkcji Kinga.

Gromada	r_{lim} [']	r_{core} [']	f_0 [gwiazd/minuta ²]	f_{bg} [gwiazd/minuta ²]	c
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
King 13	11,8	3,3±0,3	5,02±0,27	3,09±0,11	0,55
King 1	12,3	2,1±0,1	5,16±1,92	1,76±0,05	0,76
King 14	9,0	2,3±0,4	2,84±0,31	4,97±0,09	0,60
NGC 146	2,7	1,2±0,3	5,61±0,80	4,87±0,16	0,37
Dias 1	2,3	0,3±0,1	13,29±6,33	2,96±0,07	0,83
King 16	8,8	1,9±0,2	4,70±0,27	3,25±0,06	0,66
Berkeley 4	3,1	1,3±0,3	2,84±0,40	3,57±0,09	0,37
Skiff J0058+68.4	10,9	3,8±0,4	3,66±0,20	2,04±0,09	0,46
NGC 559	14,5	2,3±0,2	6,72±0,32	2,38±0,09	0,79
NGC 884	10,1	5,8±1,3	1,08±0,11	0,94±0,09	0,24

Ciąg dalszy na następnej stronie

Tabela 3.2 – ciąg dalszy

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
Tombaugh 4	5,6	1,1±0,1	12,91±0,53	1,62±0,07	0,73
Czernik 9	3,3	0,8±0,1	6,36±0,59	1,43±0,08	0,61
NGC 1027	10,3	3,3±0,5	1,63±0,13	0,81±0,05	0,49
King 5	10,9	2,4±0,2	5,81±0,29	1,96±0,09	0,66
King 6	10,9	3,6±0,4	1,55±0,09	0,62±0,04	0,48
Berkeley 9	7,3	1,2±0,1	3,88±0,18	1,16±0,03	0,78
Berkeley 10	8,3	1,3±0,1	6,36±0,39	1,28±0,07	0,79
Tombaugh 5	11,8	2,2±0,4	3,75±0,35	2,41±0,10	0,73
NGC 1513	9,2	3,7±0,6	2,47±0,20	1,04±0,09	0,40
Berkeley 67	5,2	1,9±0,1	3,53±0,16	0,92±0,04	0,44
Berkeley 13	6,1	1,4±0,1	5,20±0,32	2,13±0,06	0,63
Czernik 19	5,5	1,4±0,2	4,12±0,30	1,41±0,07	0,58
Berkeley 15	7,6	1,4±0,1	5,74±0,28	1,53±0,05	0,73
NGC 1798	9,0	1,3±0,1	9,55±0,28	3,14±0,05	0,84
Berkeley 71	3,3	1,2±0,2	6,04±0,58	1,99±0,09	0,45
NGC 2126	10,0	1,9±0,3	1,78±0,15	0,93±0,04	0,72
NGC 2168	10,6	6,8±2,1	0,84±0,18	2,37±0,11	0,33
NGC 2192	4,6	1,4±0,2	2,19±0,18	0,57±0,04	0,51
NGC 2266	5,9	1,2±0,1	7,69±0,50	2,32±0,08	0,70
King 25	6,3	2,3±0,3	4,93±0,34	1,36±0,13	0,43
Czernik 40	8,5	2,3±0,3	8,44±0,53	3,40±0,18	0,58
Czernik 41	5,6	1,7±0,2	3,96±0,28	1,65±0,09	0,51
NGC 6885	8,6	2,4±0,3	2,74±0,21	2,66±0,08	0,56
IC 4996	2,2	1,2±0,4	3,27±0,58	4,61±0,14	0,26
Berkeley 85	5,0	1,5±0,2	4,84±0,43	2,94±0,09	0,52
Collinder 421	6,1	1,1±0,3	2,67±0,46	0,93±0,07	0,75
NGC 6939	15,2	2,2±0,1	6,92±0,22	2,62±0,06	0,85
NGC 6996	2,1	0,9±0,3	3,58±0,78	3,66±0,10	0,37
Berkeley 55	6,0	0,7±0,1	7,63±0,67	1,45±0,04	0,90
Berkeley 98	4,6	2,1±0,3	4,00±0,30	5,40±0,08	0,34
NGC 7654	11,2	5,0±0,5	4,39±0,21	3,36±0,20	0,35
NGC 7762	9,5	2,4±0,2	5,06±0,28	1,45±0,08	0,61

Rozdział 4

Diagramy barwa-jasność

Diagramy barwa-jasność są podstawowym narzędziem do wyznaczania parametrów astrofizycznych charakteryzujących gromady gwiazd. Poprzez analizę ich morfologii czy też dopasowywanie teoretycznych izochron możliwe jest określenie takich fundamentalnych wielkości jak wiek, poczerwienienie i odległość do badanego systemu gwiazdowego. Otrzymuje się z nich również wskazówki dotyczące metaliczności populacji tworzących go gwiazd. Zebrany w ramach przeglądu materiał obserwacyjny – fotometria dwubarwna w filtrach B i V – stanowi niezbędne minimum do przeprowadzenia tego typu studiów.

Obszar zajmowany na niebie przez gromadę był przeważnie znacznie mniejszy od całkowitego pola widzenia teleskopu, dlatego znaczną część rejestrowanych gwiazd stanowiły gwiazdy pola. Nawet ograniczenie się jedynie do obszaru zajmowanego przez gromadę nie pozwalało uniknąć wpływu gwiazd tła, które przyczyniały się do rozmywania charakterystycznych struktur (ciąg główny, obszar gwiazd wyewoluowanych) na diagramie barwa-jasność utrudniając porównanie obserwacji do przewidywań teoretycznych. Gromady otwarte stanowią stosunkowo luźne zbiorowiska gwiazd przeważnie nałożone na bogate tło pasa Drogi Mlecznej i niemożliwe jest odróżnienie gwiazd-członków gromady od gwiazd tła galaktycznego jedynie na podstawie danych fotometrycznych.

O ile usunięcie poszczególnych gwiazd tła z diagramu barwa-jasność gromady jest w zasadzie niemożliwe, o tyle ich statystyczny wkład może zostać oszacowany, a następnie odjęty. Dlatego też dla wszystkich obserwowanych w przeglądzie gromad zastosowano procedurę tzw. oczyszczania diagramów barwa-jasność przed przystąpieniem do dopasowania teoretycznych izochron.

4.1 Oczyszczanie diagramów barwa-jasność

Zastosowana procedura bazowała na ideach zawartych w pracy Bica i Bonatto (2005 i zawarte tam referencje) i polegała na odejmowaniu od diagramu barwa-jasność sporządzonego

dla obszaru zajmowanego przez gromadę diagramu zbudowanego dla znajdujących się w bezpośrednim sąsiedztwie gwiazd tła. To, co pozostało po tej operacji, traktowane było jako bezpośredni ślad gromady.

Wykorzystany algorytm w pierwszym kroku budował diagram barwa-jasność dla obszaru zajmowanego przez gromadę. Promień tego obszaru był dobierany dla każdej gromady indywidualnie, jednak nigdy nie przekraczał r_{lim} wyznaczonego podczas analizy profilu gęstościowego. W praktyce jego wartość wynosiła 60–80% r_{lim} . Odrzucane zatem były obszary najbardziej odległe od centrum gromady, w których znajdowało się stosunkowo niewiele gwiazd mogących należeć do gromady. Stosunek ich ilości do znajdujących się w tych obszarach gwiazd tła był niski. Testy wykazały, że uwzględnianie tych obszarów niekorzystnie wpływało na postać oczyszczonego diagramu barwa-jasność gromady – charakterystyczne struktury jak ciąg główny i gałąź olbrzymów stawały się w większym stopniu „zaszumione”.

W kolejnym kroku budowano analogiczny diagram dla pola tła galaktycznego. Do tej operacji wykorzystywano gwiazdy położone w pierścieniu o promieniu wewnętrznym $r_{lim} + 1$ minut łuku i promieniu zewnętrznym możliwie jak największym, czyli około 18–20 minut łuku. Gwarantowało to wyznaczenie możliwie najbardziej reprezentatywnego wkładu gwiazd tła do obszaru zajmowanego przez gromadę. W przypadku kilku gromad istniała potrzeba ograniczenia rozmiarów pierścienia tła do bezpośredniego sąsiedztwa analizowanej gromady z uwagi na znaczne zmiany ilości gwiazd tła w dalszych odległościach od gromady. W ten sposób unikano zafałszowania (zaniżenia bądź zawyżenia) ilości potencjalnych gwiazd tła w obszarze gromady.

Diagramy dla obu regionów były dzielone na komórki o rozmiarach w jasnościach $\Delta V = 0,4$ mag i wskaźniku barwy $\Delta(B - V) = 0,1$ mag (wartości te ustalono jako optymalne w wyniku szeregu testów). W poszczególnych komórkach obu diagramów zliczano gwiazdy, a wyniki zapisywano do odpowiednich komórek macryc pomocniczych. Następnie przystępowano do budowy oczyszczonej macrycy pomocniczej. Operację tę przeprowadzono poprzez odejmowanie od komórek macrycy obszaru zajmowanego przez gromadę odpowiednich komórek macrycy obszaru tła przeskalowanych w taki sposób, aby pole tego ostatniego było równe polu zajmowanemu przez gromadę. Jeśli przez B_{ij} oznaczymy wybraną komórkę macrycy obszaru tła o polu P_B , a przez D_{ij} komórkę macrycy obszaru gromady o polu P_G , wówczas opisaną powyżej operację, w wyniku której otrzymuje się odpowiednią komórkę oczyszczonej macrycy pomocniczej oznaczoną przez G_{ij} , można zapisać symbolicznie za pomocą wzoru

$$G_{ij} = D_{ij} - \frac{P_G}{P_B} B_{ij}. \quad (4.1)$$

W przypadku, gdy tak obliczona wartość w jakiejś komórce była ujemna, zastępowano ją zerem.

Otrzymana w powyższy sposób macryca G_{ij} dostarczyła statystycznych informacji, ile

gwiazd z danego przedziału obserwowanych jasności V i wskaźnika barwy $(B - V)$ należy do gromady. Aby zbudować oczyszczony diagram barwa-jasność dla gromady należało zastąpić liczby w poszczególnych komórkach matrycy G_{ij} konkretnymi gwiazdami. W tym celu z listy gwiazd znajdujących się w obszarze o promieniu r_{lim} losowano odpowiednią liczbę gwiazd o jasności i wskaźniku barwy z określonego przedziału. Tak wylosowaną listę gwiazd zapisano i wykorzystano do sporządzenia oczyszczonego diagramu barwa-jasność gromady.

Powstałe w opisany sposób oczyszczone diagramy barwa-jasność nie były jednak wolne od różnego rodzaju artefaktów. Wspomniane wcześniej zmniejszenie promienia obszaru gromady poniżej r_{lim} , a także staranny dobór rozmiarów pierścienia tła zdecydowanie poprawiły jakość otrzymywanych diagramów. Nie mniej jednak przed przystąpieniem do dopasowywania izochron, pozostałe artefakty, jak na przykład gwiazdy o ekstremalnych wartościach wskaźnika barwy ewidentnie nienależące do gromady, były usuwane ręcznie.

4.2 Dopasowanie izochron

Do przygotowanego diagramu barwa-jasność dopasowywano teoretyczne izochrony o metaliczności słonecznej¹ zaczerpnięte z pracy Bertelli i in. (1994). Izochrony te pokrywają szeroki zakres wieku od 6 mln lat do 10 mld lat z krokiem co 0,1 logarytmu dziesiątego wieku wyrażonego w latach. Procedurę dopasowywania zrealizowano poprzez przesuwanie w płaszczyźnie diagramu barwa-jasność w określonym zakresie wskaźnika barwy $(B - V)$ i obserwowanej jasności V kolejnych izochron z krokiem co 0,01 mag w obu osiach. Dla każdego położenia dopasowywanej izochrony zapamiętywano zredukowaną wartość χ^2 liczoną według wzoru

$$\chi^2 = \frac{1}{N-2} \sum_{i=1}^N \frac{d_{ij}^2}{s_i^2}, \quad (4.2)$$

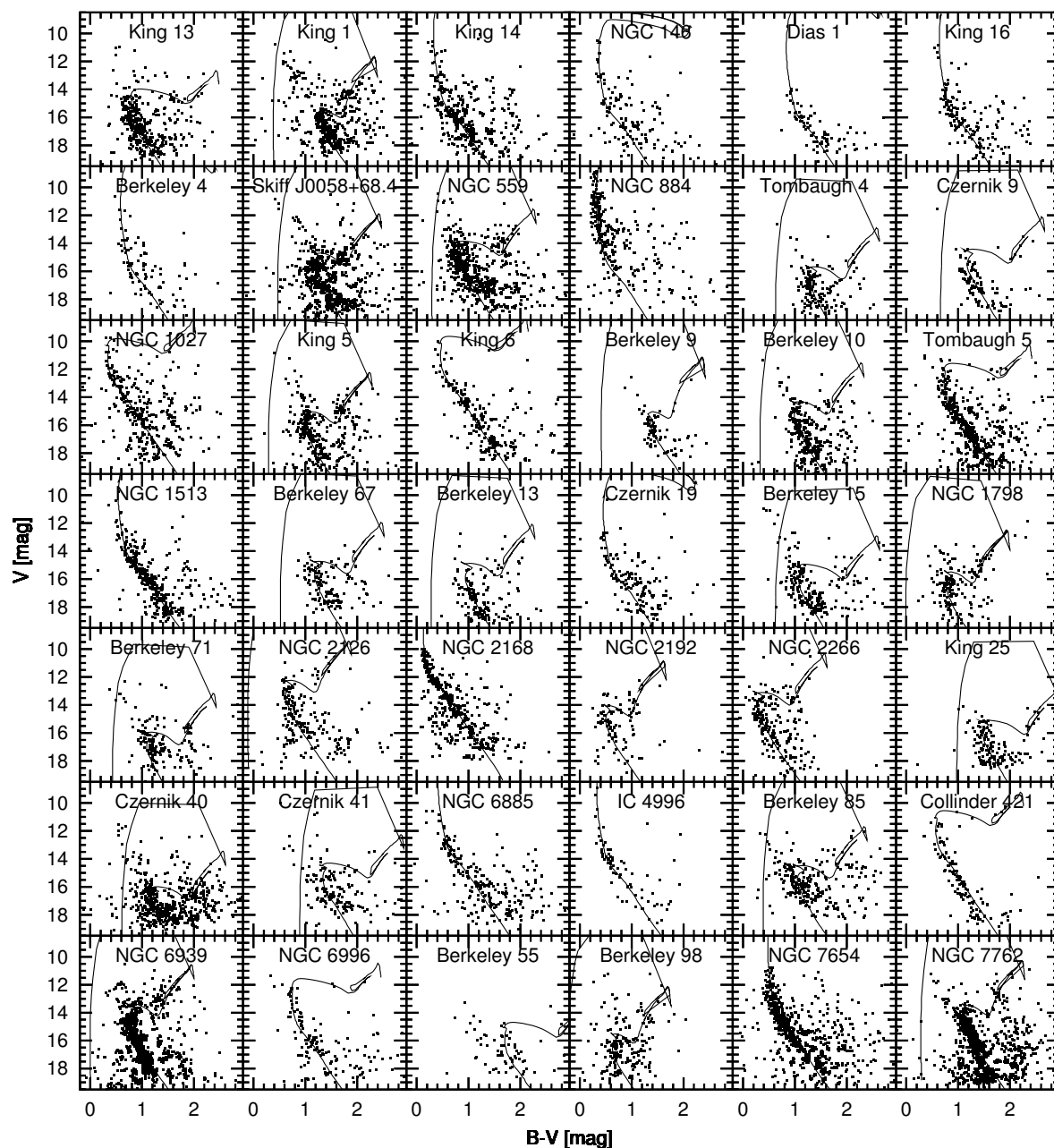
przy czym sumowanie odbywało się po wszystkich gwiazdach gromady od 1 do N . d_{ij}^2 oznaczało kwadrat odległości na płaszczyźnie barwa-jasność pomiędzy i -tą gwiazdą a najbliższym j -tym punktem na odpowiednio przesuniętej izochronie i obliczane było według wzoru

$$d_{ij}^2 = (V_i - V_j)^2 + [(B - V)_i - (B - V)_j]^2. \quad (4.3)$$

Wartości formalnego błędu fotometrycznego s_i były obliczane na podstawie relacji charakteryzującej zależność średniego błędu jasności w filtrze V od średniej jasności gwiazdy V w następującej postaci

$$s_i = 0,00142 \exp(0,211V_i). \quad (4.4)$$

¹Z uwagi na brak informacji o metaliczności większości badanych gromad, procedurę dopasowywania izochron uproszczono i jednocześnie ujednociono ograniczając się jedynie do metaliczności słonecznej ($Z = 0,02$). Tego typu symplifikacja wydaje się być uzasadniona faktem, że wśród obserwowanych obiektów znalazły się stosunkowo bliskie gromady, a więc efekty związane z ewentualnym gradientem metaliczności w Galaktyce byłyby znikome.



Rysunek 4.1: Diagramy barwa-jasność (po poddaniu automatycznemu procesowi „oczyszczania”) dla analizowanych gromad wraz z dopasowanymi teoretycznymi izochronami.

Relację tę otrzymano poprzez dopasowanie krzywej wzrostu eksponencjalnego do diagramu przedstawiającego zależność błędów jasności w zależności od średniej jasności. Diagram ten zbudowano dla ponad 230000 obserwowanych gwiazd we wszystkich polach objętych przeglądem.

Ta konfiguracja translacji izochrony o określonym wieku, dla której χ^2 osiągnęło najmniej-

szą wartość, była traktowana jako rozwiązanie końcowe. W ten sposób dla analizowanej gromady otrzymano informację o wieku, poczerwienieniu i widowym module odległości. Parametry wyznaczone dla poszczególnych gromad zostały zebrane w tabeli 4.1. Uzyskane „oczyszczone” diagramy barwa-jasność dla analizowanych gromad zostały wykreślone na rysunku 4.1 wraz z dopasowanymi teoretycznymi izochronami.

Zakładając powszechnie przyjmowaną wartość stosunku międzygwiazdowej absorpcji całkowitej do selektywnej $R = 3,1$ możliwe stało się policzenie odległości do badanych gromad. Ich wartości zebrano w kolumnie 5 tabeli 4.1. Możliwe również stało się przeliczenie rozmiarów kątowych gromad na rozmiary liniowe, zarówno obszaru jądra jak i całkowitych. Wyniki te zebrano w kolumnach 6 i 7 tabeli 4.1.

Tabela 4.1: Parametry gromad otrzymane z dopasowania teoretycznych izochron.

Gromada	$\log t$	$E(B - V)$ [mag]	$V - M_V$ [mag]	d [kpc]	R_{lim} [pc]	R_{core} [pc]
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
King 13	8,4	$0,86^{+0,14}_{-0,12}$	$15,49^{+0,55}_{-0,58}$	$3,67^{+1,37}_{-1,30}$	$12,6^{+4,7}_{-4,5}$	$3,54^{+1,32}_{-1,26}$
King 1	9,6	$0,76^{+0,09}_{-0,09}$	$12,53^{+0,32}_{-0,51}$	$1,08^{+0,23}_{-0,33}$	$3,9^{+0,8}_{-1,2}$	$0,67^{+0,14}_{-0,20}$
King 14	7,0	$0,58^{+0,10}_{-0,10}$	$13,75^{+0,85}_{-0,73}$	$2,46^{+1,35}_{-0,94}$	$6,5^{+3,5}_{-2,5}$	$1,62^{+0,89}_{-0,62}$
NGC 146	7,6	$0,56^{+0,07}_{-0,07}$	$13,97^{+0,50}_{-0,61}$	$2,80^{+0,84}_{-0,89}$	$2,2^{+0,7}_{-0,7}$	$0,94^{+0,28}_{-0,30}$
Dias 1	7,1	$1,08^{+0,13}_{-0,11}$	$14,49^{+1,04}_{-0,57}$	$1,69^{+1,21}_{-0,58}$	$1,2^{+0,8}_{-0,4}$	$0,17^{+0,12}_{-0,06}$
King 16	7,0	$0,89^{+0,10}_{-0,13}$	$14,18^{+0,72}_{-0,87}$	$1,92^{+0,88}_{-0,85}$	$4,9^{+2,3}_{-2,2}$	$1,09^{+0,50}_{-0,48}$
Berkeley 4	7,1	$0,83^{+0,08}_{-0,08}$	$14,53^{+1,14}_{-0,69}$	$2,46^{+1,86}_{-0,86}$	$2,2^{+1,6}_{-0,8}$	$0,94^{+0,71}_{-0,33}$
Skiff J0058+68.4	9,1	$0,85^{+0,12}_{-0,13}$	$13,48^{+0,57}_{-0,49}$	$1,48^{+0,55}_{-0,50}$	$4,7^{+1,8}_{-1,6}$	$1,63^{+0,61}_{-0,55}$
NGC 559	8,8	$0,68^{+0,11}_{-0,12}$	$13,79^{+0,39}_{-0,66}$	$2,17^{+0,56}_{-0,82}$	$9,2^{+2,4}_{-3,5}$	$1,48^{+0,38}_{-0,56}$
NGC 884	7,1	$0,56^{+0,06}_{-0,06}$	$14,08^{+0,43}_{-0,57}$	$2,94^{+0,75}_{-0,87}$	$8,6^{+2,2}_{-2,5}$	$5,00^{+1,27}_{-1,47}$
Tombaugh 4	9,0	$1,01^{+0,08}_{-0,10}$	$14,81^{+0,59}_{-0,37}$	$2,17^{+0,78}_{-0,58}$	$3,5^{+1,3}_{-1,0}$	$0,67^{+0,24}_{-0,18}$
Czernik 9	8,8	$1,05^{+0,12}_{-0,14}$	$14,35^{+0,36}_{-0,76}$	$1,66^{+0,41}_{-0,70}$	$1,6^{+0,4}_{-0,7}$	$0,39^{+0,10}_{-0,17}$
NGC 1027	8,4	$0,41^{+0,12}_{-0,11}$	$11,34^{+0,35}_{-0,53}$	$1,03^{+0,25}_{-0,34}$	$3,1^{+0,7}_{-1,0}$	$1,00^{+0,24}_{-0,33}$
King 5	9,1	$0,67^{+0,09}_{-0,10}$	$13,82^{+0,32}_{-0,61}$	$2,23^{+0,46}_{-0,77}$	$7,1^{+1,5}_{-2,4}$	$1,56^{+0,32}_{-0,54}$
King 6	8,4	$0,53^{+0,12}_{-0,11}$	$11,17^{+0,55}_{-0,47}$	$0,80^{+0,29}_{-0,25}$	$2,6^{+0,9}_{-0,8}$	$0,85^{+0,31}_{-0,27}$
Berkeley 9	9,6	$0,79^{+0,08}_{-0,08}$	$12,03^{+0,34}_{-0,52}$	$0,82^{+0,18}_{-0,25}$	$1,7^{+0,4}_{-0,5}$	$0,29^{+0,06}_{-0,09}$
Berkeley 10	9,0	$0,71^{+0,10}_{-0,08}$	$13,46^{+0,70}_{-0,40}$	$1,79^{+0,80}_{-0,46}$	$4,3^{+1,9}_{-1,1}$	$0,70^{+0,31}_{-0,18}$
Tombaugh 5	8,4	$0,80^{+0,08}_{-0,10}$	$13,10^{+0,38}_{-0,40}$	$1,33^{+0,31}_{-0,37}$	$4,6^{+1,1}_{-1,3}$	$0,85^{+0,20}_{-0,24}$
NGC 1513	7,4	$0,76^{+0,13}_{-0,18}$	$12,96^{+0,76}_{-1,16}$	$1,32^{+0,67}_{-0,72}$	$3,5^{+1,8}_{-1,9}$	$1,41^{+0,71}_{-0,77}$
Berkeley 67	9,0	$0,90^{+0,09}_{-0,08}$	$13,86^{+0,60}_{-0,37}$	$1,64^{+0,61}_{-0,41}$	$2,5^{+0,9}_{-0,6}$	$0,90^{+0,34}_{-0,22}$
Berkeley 13	9,0	$0,66^{+0,15}_{-0,14}$	$14,01^{+1,05}_{-0,80}$	$2,47^{+1,82}_{-1,07}$	$4,4^{+3,2}_{-1,9}$	$1,02^{+0,75}_{-0,44}$

Ciąg dalszy na następnej stronie

Tabela 4.1 – ciąg dalszy

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)
Czernik 19	7,4	$0,67^{+0,08}_{-0,08}$	$14,07^{+0,73}_{-0,56}$	$2,50^{+1,13}_{-0,78}$	$4,0^{+1,8}_{-1,2}$	$1,05^{+0,47}_{-0,32}$
Berkeley 15	8,7	$1,01^{+0,15}_{-0,16}$	$15,28^{+0,36}_{-0,46}$	$2,69^{+0,71}_{-0,96}$	$6,0^{+1,6}_{-2,1}$	$1,12^{+0,30}_{-0,40}$
NGC 1798	9,2	$0,37^{+0,10}_{-0,09}$	$13,90^{+0,26}_{-0,63}$	$3,55^{+0,64}_{-1,22}$	$9,3^{+1,7}_{-3,2}$	$1,36^{+0,25}_{-0,47}$
Berkeley 71	9,0	$0,81^{+0,08}_{-0,08}$	$15,08^{+0,65}_{-0,30}$	$3,26^{+1,30}_{-0,73}$	$3,1^{+1,2}_{-0,7}$	$1,11^{+0,44}_{-0,25}$
NGC 2126	9,1	$0,27^{+0,11}_{-0,12}$	$11,02^{+0,64}_{-1,03}$	$1,09^{+0,45}_{-0,52}$	$3,2^{+1,3}_{-1,5}$	$0,61^{+0,25}_{-0,29}$
NGC 2168	7,9	$0,28^{+0,15}_{-0,16}$	$10,49^{+1,14}_{-1,00}$	$0,84^{+0,68}_{-0,42}$	$2,4^{+1,9}_{-1,2}$	$1,12^{+0,91}_{-0,56}$
NGC 2192	9,3	$0,04^{+0,11}_{-0,14}$	$12,11^{+0,53}_{-0,42}$	$2,50^{+0,86}_{-0,81}$	$3,3^{+1,1}_{-1,1}$	$1,02^{+0,35}_{-0,33}$
NGC 2266	9,0	$0,00^{+0,09}_{-0,09}$	$12,24^{+0,50}_{-0,30}$	$2,81^{+0,88}_{-0,66}$	$4,8^{+1,5}_{-1,1}$	$0,95^{+0,30}_{-0,22}$
King 25	8,8	$1,36^{+0,11}_{-0,13}$	$15,03^{+0,46}_{-0,93}$	$1,45^{+0,44}_{-0,67}$	$2,7^{+0,8}_{-1,2}$	$0,99^{+0,30}_{-0,45}$
Czernik 40	8,9	$0,99^{+0,13}_{-0,14}$	$15,52^{+0,42}_{-0,38}$	$3,09^{+0,89}_{-0,97}$	$7,7^{+2,2}_{-2,4}$	$2,03^{+0,59}_{-0,64}$
Czernik 41	8,7	$1,28^{+0,14}_{-0,17}$	$14,64^{+0,42}_{-0,87}$	$1,36^{+0,40}_{-0,65}$	$2,2^{+0,7}_{-1,1}$	$0,69^{+0,20}_{-0,33}$
NGC 6885	7,1	$0,66^{+0,14}_{-0,25}$	$12,06^{+1,03}_{-1,48}$	$1,01^{+0,72}_{-0,65}$	$2,5^{+1,8}_{-1,6}$	$0,69^{+0,50}_{-0,45}$
IC 4996	7,0	$0,58^{+0,05}_{-0,07}$	$12,86^{+0,53}_{-0,64}$	$1,63^{+0,50}_{-0,53}$	$1,1^{+0,3}_{-0,3}$	$0,57^{+0,18}_{-0,19}$
Berkeley 85	9,0	$0,77^{+0,14}_{-0,15}$	$13,61^{+0,47}_{-0,85}$	$1,76^{+0,57}_{-0,80}$	$2,5^{+0,8}_{-1,2}$	$0,76^{+0,25}_{-0,35}$
Collinder 421	8,4	$0,64^{+0,11}_{-0,12}$	$12,08^{+0,48}_{-0,48}$	$1,05^{+0,33}_{-0,34}$	$1,8^{+0,6}_{-0,6}$	$0,33^{+0,10}_{-0,11}$
NGC 6939	9,1	$0,38^{+0,18}_{-0,10}$	$12,15^{+0,56}_{-0,72}$	$1,56^{+0,64}_{-0,59}$	$6,9^{+2,8}_{-2,6}$	$0,98^{+0,40}_{-0,37}$
NGC 6996	8,3	$0,84^{+0,10}_{-0,12}$	$13,49^{+0,41}_{-0,66}$	$1,50^{+0,40}_{-0,57}$	$0,9^{+0,2}_{-0,4}$	$0,40^{+0,10}_{-0,15}$
Berkeley 55	8,5	$1,74^{+0,10}_{-0,11}$	$15,81^{+0,40}_{-0,51}$	$1,21^{+0,31}_{-0,39}$	$2,1^{+0,5}_{-0,7}$	$0,26^{+0,07}_{-0,08}$
Berkeley 98	9,4	$0,13^{+0,11}_{-0,11}$	$13,26^{+0,25}_{-0,38}$	$3,73^{+0,67}_{-1,05}$	$5,0^{+0,9}_{-1,4}$	$2,29^{+0,41}_{-0,65}$
NGC 7654	7,0	$0,73^{+0,14}_{-0,16}$	$13,11^{+1,18}_{-1,12}$	$1,48^{+1,24}_{-0,78}$	$4,8^{+4,0}_{-2,5}$	$2,13^{+1,78}_{-1,12}$
NGC 7762	9,3	$0,66^{+0,08}_{-0,09}$	$11,52^{+0,42}_{-0,75}$	$0,78^{+0,20}_{-0,30}$	$2,2^{+0,6}_{-0,8}$	$0,54^{+0,14}_{-0,20}$

4.3 Ocena dokładności wyznaczeń

Procedura oczyszczania diagramów barwa-jasność cechuje się w pewnym sensie brakiem powtarzalności, ponieważ poszczególne gwiazdy są wybierane losowo w obrębie komórki oczyszczonego diagramu barwa-jasność. Z uwagi na stosunkowo niewielkie rozmiary komórek, efekt ten okazał się mało znaczący, a jego wpływ na wyznaczenia zarówno modułu odległości jak i poczerwienienia nie przekraczał kilku setnych magnitudo.

Zgodnie z oczekiwaniami, znacznie bardziej istotny wpływ na wyniki analizy diagramów barwa-jasność miał brak powtarzalności związany z manualnym usuwaniem gwiazd znacznie odstających od ciągu głównego i ewentualnie od zgrupowania gwiazd wyewoluowanych. W wyniku szeregu prób wykonanych dla kilku wybranych gromad, ustalono, że efekt ten może powodować rozbieżność w wyznaczeniach poczerwienienia sięgającą 0,05 mag, module odległo-

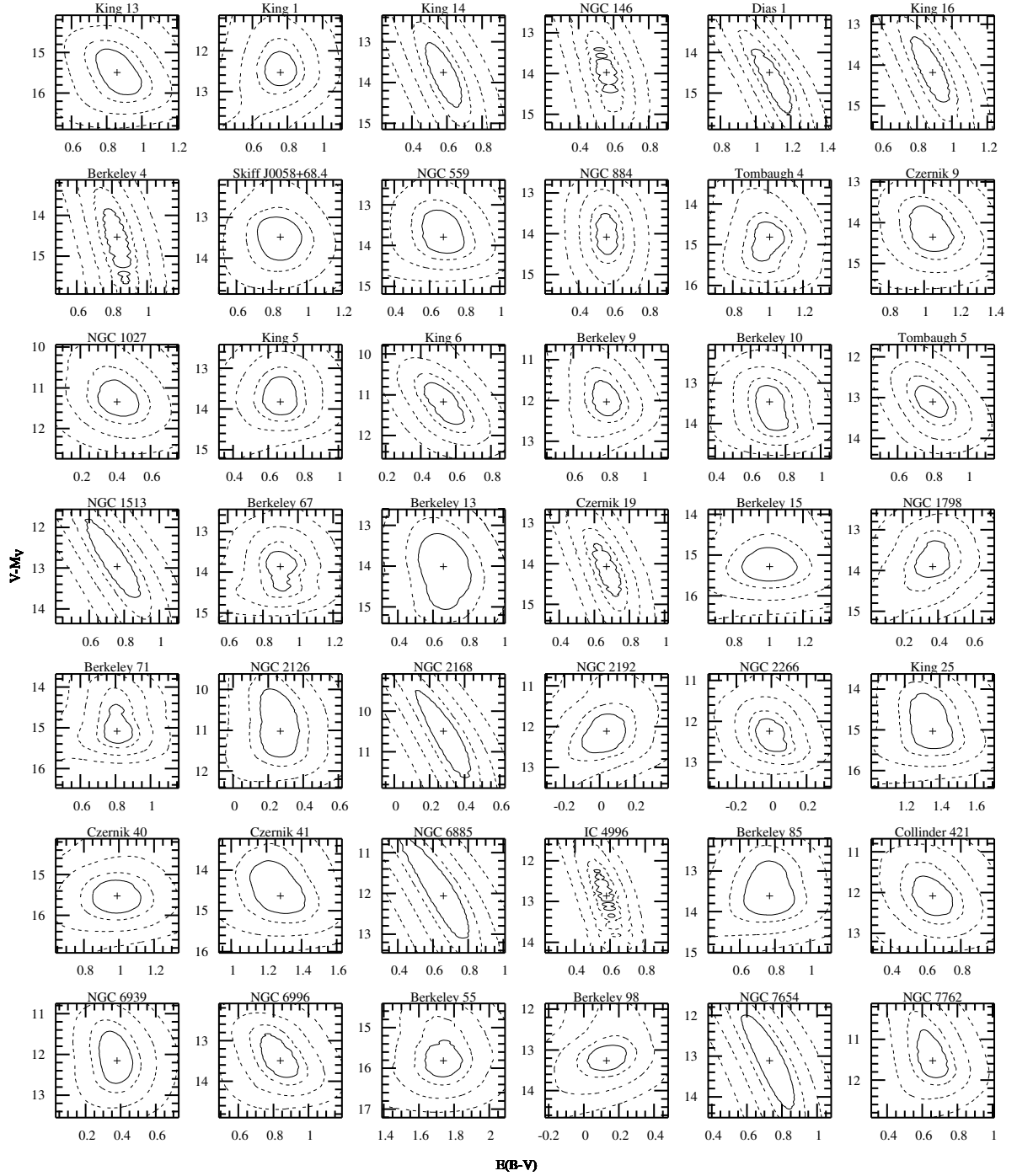
ści 0,1 mag i wieku $0,1 \cdot \log t$.

W celu bardziej ścisłego oszacowania dokładności wyznaczeń poczerwienienia i modułu odległości, dla każdej analizowanej gromady wygenerowano mapę rozkładu χ^2 w przestrzeni tych dwóch parametrów dla izochrony o wieku, dla którego dopasowanie było najlepsze. Wartość χ^2 zostały przeskalowane do następującej postaci

$$\Delta\chi^2 = \frac{\chi^2 - \chi_{min}^2}{\chi_{min}^2/\nu}, \quad (4.5)$$

gdzie χ_{min}^2 oznacza najniższą wartość χ^2 , a ν jest liczbą stopni swobody, w tym przypadku równym 2 (Burke i in. 2004). Za błędy obu parametrów przyjęto rzuty na odpowiednie osie konturu wyznaczonego przez wartości $\Delta\chi^2$ równe 1 (Burke i in. 2004). Wygenerowane mapy konturowe $\Delta\chi^2$ dla wszystkich analizowanych gromad przedstawiono na rys. 4.2. Dla przejrzystości wykresów wyrysowano jedynie izolinię dla $\Delta\chi^2 = 1$ (linia ciągła) oraz $\Delta\chi^2 = 2, 3, 6, 14$ i 14,0 odpowiadającym kolejnym poziomom ufności 1σ , 2σ i 3σ (linie przerywane). Centralny krzyżyk oznacza przyjęte najlepsze rozwiązanie, dla którego $\Delta\chi^2 = 0$. Jak można zauważyć, dla niektórych gromad kształt konturu jest daleki od figury symetrycznej względem środka i dlatego wyznaczone wartości błędów są różne po dodatniej i ujemnej stronie wyniku.

Oszacowane błędy związane z przygotowaniem danych do dopasowania są znacznie niższe niż te, które wynikają ze statystyki χ^2 , dlatego można przyjąć, że zawierają się w tych ostatnich i ostatecznie pominać.



Rysunek 4.2: Mapy konturowe rozkładu $\Delta\chi$ uzyskane dla wszystkich analizowanych gromad. Centralnym krzyżykiem zaznaczono najlepsze dopasowanie, dla którego $\Delta\chi^2 = 0$. Liniami przerywanymi zaznaczono kolejne poziomy ufności odpowiadające 1σ , 2σ i 3σ . Linia ciągłą oznaczono kontur poprowadzony po wartościach $\Delta\chi^2 = 1,0$ wyznaczający błędy modułu odległości i poczerwienienia.

Rozdział 5

Funkcje masy

Proces konstrukcji i analizy funkcji masy obserwowanych gromad został podzielony na cztery etapy. W przypadku każdej gromady najpierw budowano funkcję jasności gromady pomniejszoną w sposób statystyczny o wkład gwiazd tła. Następnie poddawano ją konwersji do funkcji masy. W trzecim etapie parametryzowano otrzymaną funkcję masy za pomocą funkcji potęgowej, której wykładnik był jedną z dopasowywanych wielkości. W czwartym kroku możliwe stało się wyznaczenie zestawu kolejnych parametrów astrofizycznych charakteryzujących gromadę. W celu zbadania różnic pomiędzy obszarem jądra a koroną gromady, funkcję masy wyznaczono także dla obu tych obszarów z osobna w 35 gromadach o rozmiarze kątowym większym niż 8 minut łuku¹.

5.1 Wyznaczenie funkcji jasności

W pierwszym kroku zbudowano funkcje jasności dla badanego obszaru oraz dla obszaru tła galaktycznego określonego przez pierścień położony wokół gromady. Jego promień wewnętrzny był ustalany przez zaokrąglenie w górę do liczby całkowitej wartości promienia gromady r_{lim} . Promień zewnętrzny ustalano po starannej wizualnej inspekcji obszaru wokół gromady tak, aby wybrać obszar możliwie najbardziej reprezentatywny dla bezpośredniego sąsiedztwa gromady. W ten sposób pomijano ewentualne lokalne niejednorodności w rozkładzie gwiazd tła, które mogłyby zafałszować finalną funkcję jasności. Dla większości gromad promień ten był ograniczony polem widzenia instrumentu i był o kilka minut łuku mniejszy, aby wyeliminować ewentualne efekty brzegowe. W praktyce promień ten wynosił więc 16–20 minut łuku. W przypadku kilku gromad istotne było zawężenie pierścienia tła do stosunkowo niewielkiego obszaru wokół gromady, aby uniknąć różnego rodzaju obszarów zwiększenia koncentracji gwiazd tła czy gradientu gęstości. Niemniej jednak także i w tych przypadkach pole obszaru tła było

¹W przypadku mniejszych gromad ograniczono się jedynie do badania funkcji masy w obrębie gromady jako całości ze względu na niewystarczającą zdolność rozdzielczą uzyskanych obrazów nieba.

nie mniejsze od pola zajmowanego przez gromadę.

Proces budowy funkcji jasności w poszczególnych obszarach polegał na zliczaniu znajdujących się w nich gwiazd z odpowiednich przedziałów jasności. Szerokość tych przedziałów została ustalona na 0,5 mag po wcześniejszych testach. Większa szerokość przedziałów obniżyłaby ich liczbę, co mogło wpłynąć na mniejszą wiarygodność późniejszych dopasowań analitycznej postaci funkcji masy. Z kolei w przypadku przedziałów o mniejszej szerokości liczba znajdujących się w nich gwiazd byłaby niewielka, co również mogłoby mieć negatywny wpływ na końcowy wynik analizy funkcji masy.

Zastosowanie fotometrii aperturowej do redukcji fotometrycznej obrazów CCD może spowodować, że jasność gwiazd posiadających w swoim bezpośrednim sąsiedztwie inne gwiazdy w odległości mniejszej niż średnica apertury będzie zawyżona. W rzeczywistości wkład od sąsiedniej gwiazdy może być istotny w przypadku, gdy odległość jest mniejsza niż średnica apertury i równa pół apertury plus 1σ profilu sąsiedniej gwiazdy. Co więcej, efekt ten będzie szczególnie istotny dla gwiazd słabych, w przypadku których posiadanie jaśniejszej sąsiadki jest o wiele bardziej prawdopodobne, a jej ewentualny wpływ na pomiar jasności bardziej istotny. Dla gwiazd z jasnego krańca obserwowanego zakresu jasności, prawdopodobieństwo blendowania z obiektem o porównywalnej lub większej jasności jest znikome. Ponadto, jeśli założyć, że w aperturze znajdzie się także sygnał od pobliskiej gwiazdy o porównywalnej jasności, jasność rozważanej gwiazdy zwiększy się co najwyżej o 0,75 mag.

W celu oszacowania istotności tego efektu, a jednocześnie określenia gęstości gwiazd w polu każdej obserwowanej gromady, wyznaczono odsetek gwiazd posiadających w bezpośrednim sąsiedztwie inne gwiazdy. Wartość ta wahała się w przedziale od 0,0 do 19,2% ze średnią wartością 7,9% (w obszarze poza gromadą odsetek ten był zwykle znacznie mniejszy, w niektórych przypadkach nawet dwukrotnie). Jeśli uwzględni się wyłącznie gwiazdy, które posiadają w swoim bezpośrednim sąsiedztwie gwiazdy jaśniejsze od nich samych, przytoczone wartości będą o połowę mniejsze, czyli istotny wpływ efektu blendowania może dotyczyć średnio jedynie około 4% gwiazd. Uwzględniając znaczną szerokość przedziałów jasności (0,5 magnitudo) użytych przy budowaniu funkcji jasności, efekt blendowania uznano zatem za zanedbywalny.

Z uwagi na fakt, że obrazy gwiazd nie są punktowe i zajmują na obrazie CCD koło o promieniu kilku pikseli, obrazy gwiazd mogą na siebie nachodzić lub w skrajnym przypadku całkowicie się pokrywać. Efekt ten może być szczególnie istotny w gęstych polach, a w jego rezultacie liczba wykrytych gwiazd zaniżona. Co więcej, powinien on zależeć od jasności obserwowanej (instrumentalnej) i być najistotniejszy dla gwiazd słabych.

Aby ocenić kompletność wygenerowanych funkcji jasności, a następnie uwzględnić w nich odpowiednie poprawki, dla każdego obserwowanego pola na jego dziesięciominutowej ekspozycji w filtrze V wygenerowano po 50 obrazów z losowo dodanymi sztucznymi gwiazdami dla obszaru jądra gromady, jej korony, całej gromady i pierścienia tła nieba. Ilość gwiazd z poszcze-

gólnych przedziałów jasności (przyjęto szerokość przedziału równą 0,5 magnitudo) zależała od liczebności tych gwiazd w rozważanym obszarze i wynosiła 10% tej wartości (w przypadkach, gdy liczebność gwiazd z danego przedziału jasności była niewielka i obliczona ilość mających zostać dodanych sztucznych gwiazd należała do przedziału $[0; 1)$, zawsze stosowano zaokrąglenie w górę, czyli dodawano jedną gwiazdę). Większa ilość dodawanych gwiazd mogłaby znacząco zmienić obserwowaną charakterystykę pola.

Niech n_0 oznacza ilość gwiazd z danego przedziału jasności wykrytych na oryginalnym obrazku, n_d ilość dodanych sztucznych gwiazd, a n_w ilość gwiazd wykrytych na zmodyfikowanym obrazie. Wówczas dla danego przedziału jasności w określonym obszarze można zdefiniować stopień kompletności f_k jako

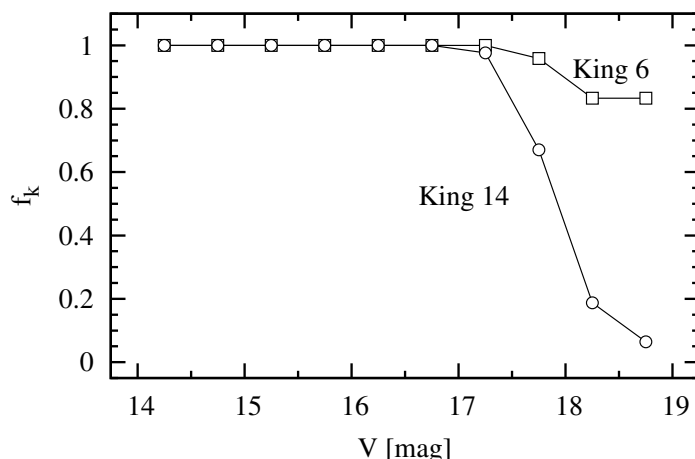
$$f_k = \frac{n_w - n_0}{n_d}. \quad (5.1)$$

Jako wartość f_k reprezentatywną dla danego obszaru rozważanej ekspozycji przyjmowano wartość średnią liczoną z sześciu kolejnych wyników wokół mediany z 50 prób. Wyznaczone w ten sposób poprawki uwzględniano w określonym przedziale jasności obserwowanej funkcji jasności poprzez przemnożenie jej wartości przez odwrotność f_k .

Przykładowe przebiegi stopnia kompletności dla jednego z najgęstszych pól – obszaru gromady King 14 – oraz jednego z najrzadszych – obszaru gromady King 6 – przedstawiono na rys. 5.1. Jak widać na wykresie, stopień kompletności jest bliski 100% dla gwiazd jaśniejszych niż około 17,5 mag. Dla gwiazd słabszych spada tak, jak należało oczekiwać – w polu gęstym szybciej niż w polu rzadkim. W krańcowych przedziałach, w których stopień kompletności spadał poniżej 50%, dane mogły być obciążone znacznym błędem, dlatego pomijano je przy konstrukcji funkcji jasności.

Funkcje jasności analizowanych gromad można uznać za kompletne w szerokim zakresie jasności. Wpływ niepewności związanej z niekompletnością danych pojawia się dla gwiazd o jasnościach V większych od około 17 wielkości gwiazdowej, a wyznaczone poprawki są istotne jedynie dla 2–3 końcowych przedziałów jasności. Niepewność ta jest zatem najbardziej istotna dla gromad, dla których ze względu na ograniczony zasięg przeglądu zaobserwowano jedynie niewielki fragment górnej części ciągu głównego. Niemniej jednak w przypadku gromad, dla których rejestrowano gwiazdy z szerokiego przedziału jasności, uwzględnienie odpowiednich poprawek nie powodowało zauważalnych odchyłek funkcji jasności dla małych jasności od spodziewanego trendu, który wynikałby z ekstrapolacji funkcji z przedziału większych jasności.

W celu wygenerowania finalnej funkcji jasności gromady należało odjąć statystyczny wkład gwiazd pola galaktycznego. Dlatego od funkcji jasności badanego obszaru odejmowano przedział po przedziale odpowiednio przeskalowaną funkcję jasności pierścienia tła nieba. Przeskalowanie to było konieczne ze względu na nierówne pola obu obszarów i zostało przeprowadzone tak, aby pole obszaru tła nieba było równe polu zajmowanemu na niebie przez badany obszar. Błędy w poszczególnych przedziałach zostały wyliczone w oparciu o statystykę Poissona.



Rysunek 5.1: Wyniki testu kompletności ilości wykrywanych gwiazd f_k w funkcji jasności obserwowanej w V dla dwóch przykładowych pól – King 14 (okręgi) i King 6 (kwadraty).

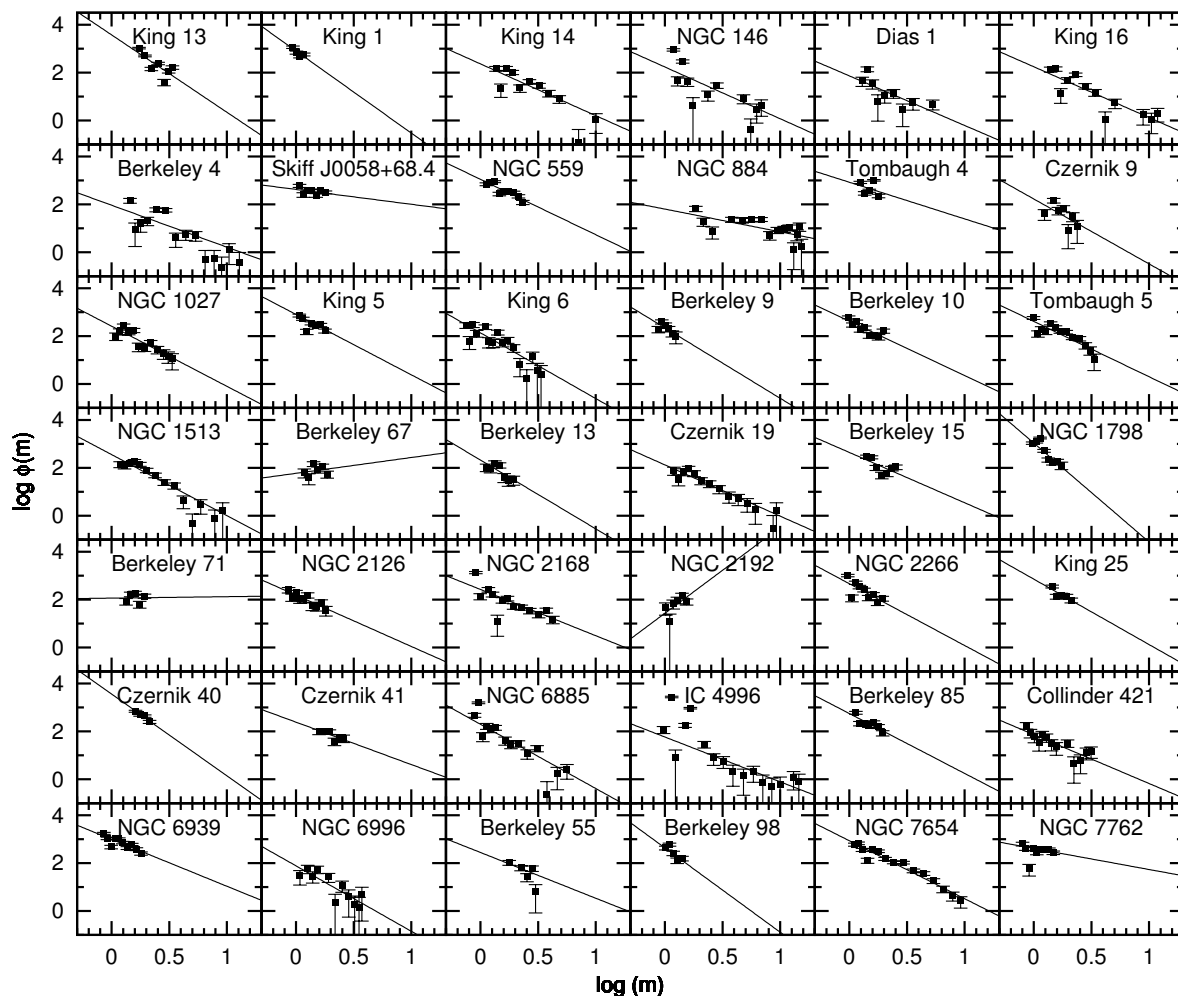
Krańce funkcji jasności były ustalane na podstawie wyglądu diagramu barwa-jasność gromady. Za jasny kraniec przyjmowano punkt odejścia od ciągu głównego w przypadku gromad starszych posiadających zarysowaną gałąź olbrzymów lub jasność najjaśniejszej gwiazdy na ciągu głównym w przypadku młodych gromad. Operację tę wykonywano wizualnie z dokładnością 0,1 mag. Dolny kraniec był ustalany dla każdej gromady indywidualnie w miejscu, w którym stopień kompletności spadał poniżej wspomnianych wcześniej 50%. W praktyce kraniec ten przeważnie przypadał w przedziale od 18 do 19 mag i był ustalany z dokładnością do szerokości jednego przedziału czyli 0,5 mag.

Zaznaczyć należy, iż powyższa procedura uzyskiwania funkcji masy została uproszczona poprzez nieuwzględnienie ewentualnej obecności populacji gwiazd podwójnych w obrębie badanych gromad.

5.2 Transformacja funkcji jasności do funkcji masy

W kolejnym kroku dokonywano konwersji otrzymanej finalnej funkcji jasności na funkcję masy będącą niczym innym jak informacją o ilości gwiazd z danego przedziału masy. Operację tę przeprowadzono w oparciu o dopasowaną wcześniej izochronę teoretyczną, która zawierała oprócz jasności absolutnych i wskaźników barwy także odpowiadające im masy gwiazd. Jasności obserwowane występujące w funkcji jasności były konwertowane na jasności absolutne. Następnie możliwe stało się przekonwertowanie jasności absolutnych na odpowiednie im masy gwiazd ciągu głównego na podstawie danych zawartych w izochronie teoretycznej.

W praktyce dla każdego przedziału jasności absolutnych konwertowane były trzy punkty: środek przedziału i dwa jego krańce – minimalny i maksymalny w celu wyznaczenia szerokości



Rysunek 5.2: Funkcje masy analizowanych gromad wraz z dopasowanymi postacią analityczną.

przedziału w jednostkach masy. Dla każdego z nich odnajdywane były dwa najbliższe punkty na izochronie o zbliżonej jasności, usytuowane tak, aby rozważany punkt znajdował się między nimi. Znając masy w tych dwóch punktach wyznaczano poprzez liniową interpolację masę odpowiadającą rozważanemu punktowi o zadanej jasności absolutnej.

Funkcję masy definiuje się jako

$$\phi(M) = \frac{dN}{dM}, \quad (5.2)$$

gdzie dN oznacza liczbę gwiazd przypadającą w przedziale dM . Jej wartość w poszczególnych przedziałach obliczano przez podzielenie ilości gwiazd w danym przedziale przez jego szerokość wyrażoną już w jednostkach masy Słońca.

5.3 Analityczny opis funkcji masy

Funkcje masy zwykle opisać można zależnością wykładniczą postaci

$$\frac{dN}{dM} \propto M^{-(1+\chi)}, \quad (5.3)$$

gdzie wielkość χ oznacza pewien dopasowany wykładnik. Początkowe badania wskazywały, że jego typowa wartość wynosi 1,35 (Salpeter 1955). Dotychczasowe badania wskazują, że tak sparametryzowana funkcja ma uniwersalny charakter. Choć obserwowane są odstępstwa od niej, to jednak w zadowalającym przybliżeniu można ją uznać za niezależną począwszy od obszarów formowania się gwiazd w obłokach molekularnych, a kończąc na bogatych gromadach gwiazd i gwiazdach pola (Kroupa 2002). Funkcję masy o takiej wartości wykładnika nazwano zatem uniwersalną początkową funkcją masy (*universal Initial Mass Function*) i informuje ona o rozkładzie ilości gwiazd z poszczególnych przedziałów mas, rodzących się w procesach gwiazdotwórczych. Sposób fragmentacji obłoku molekularnego, z którego powstają gwiazdy, wydaje się nie zależeć od warunków fizycznych w nich panujących, skoro początkowa funkcja masy ma charakter uniwersalny (Kroupa 2002).

Pojawiały się jednak pewne fakty obserwacyjne świadczące o tym, że funkcja masy charakteryzowana jest różnymi wartościami χ w zależności od rozważanego przedziału mas. I tak Kroupa (2001) przyjął na podstawie analizy zliczeń gwiazd w sąsiedztwie Słońca, że uniwersalna początkowa funkcja masy może być opisana poprzez zsumowanie funkcji wykładniczych o wartościach wykładników zależnych od przedziału masy:

$$\chi_0 = -0,7 \pm 0,7 \quad \text{dla} \quad 0,01 \leq M/M_{\odot} < 0,08, \quad (5.4)$$

$$\chi_1 = +0,3 \pm 0,5 \quad \text{dla} \quad 0,08 \leq M/M_{\odot} < 0,50, \quad (5.5)$$

$$\chi_2 = +1,3 \pm 0,3 \quad \text{dla} \quad 0,50 \leq M/M_{\odot} < 1,00, \quad (5.6)$$

$$\chi_3 = +1,3 \pm 0,7 \quad \text{dla} \quad 1,00 \leq M/M_{\odot}. \quad (5.7)$$

Funkcja masy gromady gwiazdowej ewoluuje z czasem na skutek efektów dynamicznych prowadzących do usuwania – tzw. „parowania” gwiazd mało masywnych z gromady. Obserwacje gromad w różnych stadiach ewolucji dynamicznej mogłyby pozwolić na prześledzenie tego efektu.

Jeżeli badaną funkcję masy przedstawi się w formie zlogarytmowanej, wówczas relacja (5.3) upraszcza się do prostej w postaci

$$\log \phi(M) = \log \frac{dN}{dM} = -(1 + \chi) \log(M) + b, \quad (5.8)$$

dzięki czemu proces dopasowania ogranicza się do dopasowania metodą najmniejszych kwadratów równania regresji liniowej. Otrzymane funkcje masy poszczególnych gromad przedstawiono

na rysunku 5.2 wraz z dopasowanymi relacjami podanymi wzorem (5.8). Na wszystkich wykresach zastosowano jednolitą skalę w celu porównawczego zastawienia nachyleń funkcji mas badanych gromad. Indywidualne wykresy funkcji masy sporządzone dla poszczególnych gromad zawarto w dodatku B. Parametry χ oraz b uzyskane dla obszaru całej gromady zestawiono w kolumnach 2 i 3 w tabeli 5.1. Funkcje masy sparametryzowano również dla obszarów jądra i korony z osobna, a otrzymane parametry odpowiednio χ_{core} , b_{core} i χ_{halo} zebrano w kolumnach 4, 5 i 6 tabeli 5.1.

Badania gromad otwartych obejmujące zasięgiem gwiazdy o masach poniżej $1 M_{\odot}$, wskazują, że istnieje w okolicach około $1 M_{\odot}$ nieciągłość funkcji masy (Bonatto i Bica 2005). Nieciągłość ta przejawia się załamaniem monotonicznego przebiegu funkcji masy i obniżeniem wartości nachylenia χ w przedziale gwiazd mało masywnych. Efektu tego nie badano w przeprowadzonym przeglądzie z uwagi na fakt, że jego zasięg zwykle nie pozwalał na rejestrowanie gwiazd o masach mniejszych niż $1 M_{\odot}$.

Tabela 5.1: Parametry charakteryzujące funkcje masy badanych gromad.

Gromada	χ	b	χ_{core}	b_{core}	χ_{halo}
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
King 13	2,23±1,23	3,57±0,50	0,63±1,62	2,40±0,65	2,57±1,02
King 1	2,43±1,56	2,90±0,06	-3,46±0,44	2,52±0,02	3,58±1,81
King 14	1,16±0,38	2,36±0,19	0,63±0,17	1,63±0,08	1,35±0,63
NGC 146	1,16±0,66	2,23±0,31	–	–	–
Dias 1	1,07±0,38	1,86±0,27	–	–	–
King 16	1,12±0,37	2,24±0,23	0,66±0,27	1,68±0,14	1,26±0,39
Berkeley 4	0,75±0,54	1,96±0,29	–	–	–
Skiff J0058+68.4	-0,38±0,66	2,62±0,10	-0,85±1,54	2,09±0,24	0,36±0,86
NGC 559	1,31±0,43	3,04±0,10	0,02±0,33	2,23±0,08	2,09±0,66
NGC 884	-0,05±0,28	1,80±0,25	-0,81±0,23	1,00±0,19	0,49±0,22
Tombaugh 4	0,53±2,51	2,92±0,46	-6,03±2,95	1,14±0,53	2,42±0,47
Czernik 9	1,71±1,58	2,22±0,42	–	–	–
NGC 1027	1,51±0,36	2,41±0,12	0,47±0,80	1,47±0,24	1,83±0,39
King 5	1,52±0,30	2,90±0,05	0,06±0,09	2,09±0,02	1,77±0,42
King 6	1,74±0,39	2,13±0,11	1,44±0,32	1,64±0,08	1,58±0,47
Berkeley 9	1,94±1,27	2,34±0,07	-5,58±1,85	1,31±0,10	3,40±2,05
Berkeley 10	1,27±0,55	2,62±0,09	-0,66±0,75	1,50±0,13	2,45±0,69
Tombaugh 5	1,31±0,38	2,61±0,11	0,65±0,27	1,74±0,06	1,82±0,22
NGC 1513	1,55±0,20	2,55±0,10	0,54±0,36	1,73±0,15	1,27±0,20

Ciąg dalszy na następnej stronie

Tabela 5.1 – ciąg dalszy

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)
Berkeley 67	$-1,66 \pm 1,43$	$1,77 \pm 0,26$	$-2,61 \pm 0,86$	$1,15 \pm 0,16$	$-1,02 \pm 3,31$
Berkeley 13	$1,87 \pm 0,96$	$2,32 \pm 0,18$	$1,67 \pm 2,72$	$2,07 \pm 0,49$	$2,84 \pm 1,29$
Czernik 19	$1,14 \pm 0,18$	$2,12 \pm 0,09$	$0,48 \pm 0,18$	$1,47 \pm 0,09$	$0,87 \pm 0,22$
Berkeley 15	$1,10 \pm 1,09$	$2,64 \pm 0,31$	$0,00 \pm 1,67$	$1,68 \pm 0,49$	$1,43 \pm 1,30$
NGC 1798	$3,13 \pm 0,57$	$3,03 \pm 0,08$	$-1,13 \pm 1,43$	$2,08 \pm 0,19$	$4,69 \pm 1,29$
Berkeley 71	$-1,06 \pm 1,83$	$2,06 \pm 0,39$	–	–	–
NGC 2126	$1,14 \pm 0,41$	$2,18 \pm 0,06$	$0,73 \pm 0,86$	$1,69 \pm 0,14$	$1,20 \pm 0,57$
NGC 2168	$0,93 \pm 0,20$	$2,42 \pm 0,07$	$0,82 \pm 0,51$	$1,81 \pm 0,17$	$0,89 \pm 0,16$
NGC 2192	$-4,59 \pm 2,12$	$1,43 \pm 0,23$	$-9,50 \pm 3,35$	$-0,28 \pm 0,45$	$-3,12 \pm 1,14$
NGC 2266	$1,58 \pm 0,91$	$2,66 \pm 0,15$	$0,15 \pm 0,52$	$1,91 \pm 0,09$	$2,28 \pm 0,96$
King 25	$1,73 \pm 1,00$	$2,85 \pm 0,25$	$0,43 \pm 1,38$	$2,06 \pm 0,34$	$2,62 \pm 1,84$
Czernik 40	$2,41 \pm 0,62$	$3,55 \pm 0,17$	$0,49 \pm 1,28$	$2,41 \pm 0,34$	$3,37 \pm 1,13$
Czernik 41	$0,77 \pm 0,70$	$2,38 \pm 0,22$	$-2,22 \pm 2,83$	$0,80 \pm 0,90$	$2,72 \pm 0,54$
NGC 6885	$1,68 \pm 0,27$	$2,29 \pm 0,10$	$0,70 \pm 0,38$	$1,50 \pm 0,14$	$1,66 \pm 0,42$
IC 4996	$0,87 \pm 0,45$	$1,76 \pm 0,25$	–	–	–
Berkeley 85	$1,50 \pm 0,73$	$2,74 \pm 0,14$	$-1,86 \pm 0,99$	$1,30 \pm 0,19$	$1,99 \pm 0,79$
Collinder 421	$1,04 \pm 0,37$	$1,86 \pm 0,10$	$0,97 \pm 0,42$	$1,45 \pm 0,13$	$1,32 \pm 0,36$
NGC 6939	$0,96 \pm 0,46$	$2,99 \pm 0,06$	$0,19 \pm 0,48$	$2,31 \pm 0,07$	$1,56 \pm 0,44$
NGC 6996	$1,73 \pm 0,57$	$1,88 \pm 0,21$	–	–	–
Berkeley 55	$0,91 \pm 1,54$	$2,44 \pm 0,56$	$-1,53 \pm 0,81$	$1,08 \pm 0,30$	$2,34 \pm 2,00$
Berkeley 98	$2,52 \pm 1,18$	$2,63 \pm 0,12$	$0,94 \pm 2,60$	$2,31 \pm 0,24$	$3,22 \pm 1,35$
NGC 7654	$1,42 \pm 0,15$	$2,93 \pm 0,08$	$1,11 \pm 0,13$	$2,58 \pm 0,08$	$1,89 \pm 0,37$
NGC 7762	$-0,12 \pm 0,33$	$2,61 \pm 0,03$	$-0,35 \pm 0,78$	$1,93 \pm 0,07$	$0,24 \pm 0,36$

5.4 Analiza funkcji masy

Dysponując sparametryzowaną postacią funkcji masy możliwe stało się oszacowanie całkowitej masy gromady i całkowitej liczby tworzących ją gwiazd. Operację tę wykonano poprzez ekstrapolację funkcji masy do $0,08 M_{\odot}$ i odpowiednie jej wycałkowanie. Ekstrapolację wykonywano na dwa sposoby w zależności od wartości χ . Jeśli otrzymane χ było porównywalne w granicach błędu z wartością uniwersalną $\chi_2 = +1,3 \pm 0,3$ (wzór 5.7) lub większe, to funkcję masy ekstrapolowano z wyznaczonym χ do $0,5 M_{\odot}$, a następnie dla mniejszych mas z przedziału $0,08 \leq M/M_{\odot} < 0,50$ przyjmowano $\chi = \chi_1$. Obie funkcje zszyto w taki sposób, aby były sobie równe w punkcie granicznej masy $0,5 M_{\odot}$.

Natomiast jeśli wyznaczone χ było mniejsze od wartości uniwersalnej $\chi_2 = +1,3 \pm 0,3$, wówczas ekstrapolowano funkcję masy z użyciem wyznaczonego χ na cały przedział masy do $0,08 M_{\odot}$.

Całkowaną masę gwiazd gromady przebywających na ciągu głównym M_{ZAMS} wyliczono z następującego wzoru

$$M_{ZAMS} = \int_{M=0,08}^{M_{TO}} \phi(M)M dM, \quad (5.9)$$

gdzie M_{TO} jest masą gwiazd w punkcie odejścia od ciągu głównego. Natomiast oszacowania całkowitej liczby gwiazd palących wodoru na ciągu głównym dokonano według zależności

$$N_{ZAMS} = \int_{M=0,08}^{M_{TO}} \phi(M) dM. \quad (5.10)$$

Aby wyznaczyć całkowitą masę gromad starszych, należało uwzględnić również gwiazdy wyewoluowane przebywające na gałęzi olbrzymów. Ich liczbę – oznaczoną N_{evol} – oszacowano poprzez zliczanie gwiazd w obszarze gałęzi czerwonych olbrzymów. Następnie wyznaczono łączną masę tych gwiazd poprzez przemnożenie ich liczby przez masę gwiazd znajdujących się w punkcie odejścia od ciągu głównego (Bica i Bonatto 2005). Zatem całkowita masa gromady M_{total} wynosiła

$$M_{total} = M_{ZAMS} + N_{evol}M_{TO}, \quad (5.11)$$

a całkowita liczba tworzących ją gwiazd N_{total}

$$N_{total} = N_{ZAMS} + N_{evol}. \quad (5.12)$$

Powyższą procedurę powtórzono dla obszaru jądra gromady w celu wyznaczenia przybliżonej jego całkowitej masy M_{core} oraz ilości znajdujących się w nim gwiazd N_{core} .

W celu określenia stanu dynamicznego badanych gromad, został wyliczony dla każdej z nich czas relaksacji t_{relax} . Wielkość ta jest charakterystyczną skalą czasową potrzebną do ustalenia się równowagi dynamicznej układu – minimalizacji energii całkowitej w gromadzie na skutek wymiany energii gwiazd w czasie bliskich spotkań. Wielkość tę oblicza się ze wzoru

$$t_{relax} = \frac{N}{8 \ln N} t_{cross}, \quad (5.13)$$

gdzie N jest liczbą gwiazd układu, a t_{cross} jest czasem przejścia – charakterystyczną skalą czasową potrzebną typowej gwiazdzie gromady na pokonanie odległości porównywalnej z rozmiarami układu (Binney i Tremaine 1987). Wielkość tą wyraża się wzorem

$$t_{cross} = R/v, \quad (5.14)$$

gdzie R oznacza promień układu, a v jest prędkością dyspersji przeciętnej gwiazdy w gromadzie (Binney i Tremaine 1987). Za wartość prędkości v przyjęto wartość typową równą 3 km s^{-1} (Binney i Merrifield 1998).

Do dalszej analizy korzystnie jest wprowadzić parametr dynamiczno-ewolucyjny τ (Bonatto i Bica 2005) zdefiniowany jako stosunek wieku gromady t do jej czasu relaksacji t_{relax}

$$\tau = \frac{t}{t_{relax}} . \quad (5.15)$$

Parametr ten został wyznaczony zarówno dla wszystkich gromad jako całości – τ , jak również dla ich centralnych części – τ_{core} .

Ewolucja dynamiczna gromady powinna prowadzić do zaistnienia w jej obrębie efektu segregacji masy. Ekwipartycja energii powinna prowadzić do koncentracji gwiazd bardziej masywnych (także układów podwójnych) w centralnej części układu – jądrze. Natomiast składniki mniej masywne powinny zostać wymiecione z centrum i skupić się w obszarze korony. Aby sparametryzować skalę tego efektu, wprowadzono wielkość $\Delta\chi$ określoną jako

$$\Delta\chi = \chi_{halo} - \chi_{core} , \quad (5.16)$$

przy czym χ_{core} to nachylenie funkcji masy obszaru jądra, a χ_{halo} to analogiczna wielkość wyznaczona dla obszaru korony. Czym ta różnica jest większa, tym większy jest efekt segregacji masy.

Wyniki przedstawionych w tym rozdziale obliczeń i wyznaczeń zebrano w tabeli 5.2. Ze względu na to, że otrzymane wartości mają charakter szacunkowy, pominięto dla nich rachunek błędu.

Tabela 5.2: Parametry wyznaczone z analizy funkcji masy badanych gromad (opis w tekście). Podane masy wyrażone są w masach Słońca.

Gromada	M_{TO}	N_{evol}	M_{total}	N_{total}	M_{core}	N_{core}	$\log \tau$	$\log \tau_{core}$	$\Delta\chi$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
King 13	3,4	14	15598	44538	757	1178	-0,93	1,02	1,9±2,6
King 1	1,2	45	3305	10520	177	188	1,35	3,61	7,0±2,3
King 14	14,8	0	906	1436	244	316	-0,72	0,44	0,7±0,8
NGC 146	7,7	0	624	1066	–	–	0,47	–	–
Dias 1	5,3	0	248	426	–	–	0,58	–	–
King 16	11,9	0	709	1084	261	244	-0,49	0,71	0,6±0,7
Berkeley 4	12,8	0	467	479	–	–	0,26	–	–
Skiff J0058+68.4	1,8	76	851	1053	214	232	1,64	2,65	1,2±2,4
NGC 559	2,0	28	3170	7286	395	585	0,47	2,06	2,1±1,0
NGC 884	15,2	1	1103	341	732	104	-0,25	0,44	1,3±0,4
Tombaugh 4	1,8	6	1744	3407	164	102	1,22	3,22	8,5±3,4
Czernik 9	2,4	7	559	1424	–	–	1,69	–	–

Ciąg dalszy na następnej stronie

Tabela 5.2 – ciąg dalszy

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)	(10)
NGC 1027	3,3	0	833	1946	89	127	0,89	2,37	1,4±1,2
King 5	1,9	22	2313	5933	227	417	0,94	2,46	1,7±0,5
King 6	3,4	0	465	1172	141	321	1,16	2,11	0,1±0,8
Berkeley 9	1,2	4	697	2097	14	10	2,31	4,89	9,0±3,9
Berkeley 10	2,0	12	1121	2641	61	67	1,23	3,34	3,1±1,4
Tombaugh 5	3,3	7	1287	2750	163	257	0,59	2,19	1,2±0,5
NGC 1513	9,2	0	1317	2813	295	365	-0,31	0,85	0,7±0,6
Berkeley 67	1,9	6	140	112	43	31	2,62	3,48	1,6±4,2
Berkeley 13	1,9	7	717	1960	370	983	1,33	2,23	1,2±4,0
Czernik 19	9,8	0	502	811	171	186	0,11	1,22	0,4±0,4
Berkeley 15	2,2	12	1230	2574	124	170	0,80	2,52	1,4±3,0
NGC 1798	1,7	28	6932	23209	229	202	0,26	2,88	5,8±2,7
Berkeley 71	1,9	9	256	232	-	-	2,27	-	-
NGC 2126	1,8	10	395	901	106	223	1,87	3,09	0,5±1,4
NGC 2168	4,3	0	849	1421	216	339	0,62	1,48	0,1±0,7
NGC 2192	1,5	23	107	78	8	5	2,92	4,19	6,4±4,5
NGC 2266	1,9	12	1392	3570	167	312	1,07	2,68	2,1±1,5
King 25	2,3	9	2336	6075	278	467	0,92	2,31	2,2±3,2
Czernik 40	2,1	71	15790	47503	597	1066	-0,24	1,80	2,9±2,4
Czernik 41	2,6	5	635	1161	44	24	1,53	3,37	4,9±3,4
NGC 6885	6,8	0	1641	711	141	250	0,05	0,99	1,0±0,8
IC 4996	14,5	0	304	347	-	-	0,59	-	-
Berkeley 85	1,9	10	1618	4082	54	40	1,29	3,47	3,9±1,8
Collinder 421	3,1	6	233	424	81	153	1,68	2,79	0,4±0,8
NGC 6939	1,8	48	2363	5154	391	786	0,87	2,43	1,4±0,9
NGC 6996	3,7	3	277	664	-	-	1,71	-	-
Berkeley 55	3,0	4	795	1466	85	45	1,26	3,40	3,9±2,8
Berkeley 98	1,4	29	1967	6158	421	1024	1,24	2,26	2,3±4,0
NGC 7654	9,2	0	3133	6163	1491	2351	-1,14	-0,42	0,8±0,5
NGC 7762	1,5	28	616	1106	113	186	2,16	3,41	0,6±1,1

Rozdział 6

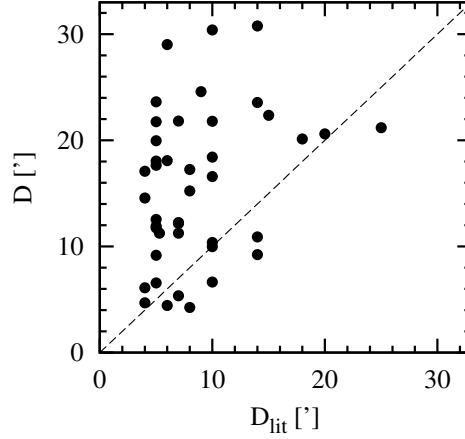
Porównanie wyników z danymi literaturowymi

Dla 30 badanych w niniejszym przeglądzie gromad otwartych dostępne są w literaturze ich podstawowe parametry takie jak rozmiary kątowe, wiek, poczerwienienie, odległość czy też dla kilku obiektów współczynnik nachylenia funkcji masy. Dla pozostałych 12 gromad otrzymane w ramach w niniejszej pracy wartości są pierwszymi tego typu oszacowaniami. Szczegółowe omówienie indywidualnych gromad, historii ich badań, porównania otrzymanych wyników z dostępnymi danymi literaturowymi oraz komentarze ewentualnych rozbieżności zawarto w dodatku C. Natomiast w niniejszym rozdziale dokonano zbiorczego porównania wyników otrzymanych w ramach przeprowadzonego przeglądu z danymi literaturowymi w celu oceny wiarygodności wyznaczeń. Analizie poddano parametr strukturalny – promień całkowity, parametry astrofizyczne pochodzące z dopasowania izochron teoretycznych czyli wiek, poczerwienienie, moduł odległości, odległość oraz nachylenie funkcji masy.

6.1 Rozmiary kątowe

Jednym z kryterium doboru gromad do przeglądu były ich katalogowe rozmiary kątowe (średnice), których wartości zaczerpnięto z katalogu *Catalog of Optically Visible Open Clusters and Candidates* (Dias i in. 2002). Na rys. 6.1 zestawiono je z wartościami wyznaczonymi w ramach niniejszej pracy. Na wykres naniesiono również relację idealnej zgodności wyznaczeń z danymi literaturowymi zaznaczoną linią przerywaną. Jak widać, dla zdecydowanej większości gromad ich katalogowe rozmiary kątowe wydają się być znacznie zaniżone. Efekt ten jest szczególnie widoczny w przypadku części małych – według danych katalogowych – gromad, dla których wyznaczone rozmiary są nawet pięć razy większe. W próbie znalazły się także i takie gromady, dla których wyznaczone rozmiary są porównywalne z danymi literaturowymi.

Dotychczasowe rozmiary katalogowe większości gromad okazały się niedoszacowane w świe-



Rysunek 6.1: Porównanie katalogowych promieni kątowych badanych gromad (oś pozioma) z wartościami wyznaczonymi w tej pracy (oś pionowa). Linia przerywaną naszkicowano relację idealnej zgodności wyznaczeń z danymi literaturowymi.

tle przeprowadzonych badań. Taki stan rzeczy spowodowany jest prawdopodobnie brakiem badań fotometrycznych pokrywających dostatecznie duże pole widzenia, dzięki czemu możliwa jest detekcja w profilach gęstościowych gwiazd zewnętrznych obszarów gromad. Ponadto dotychczasowe wyznaczenia rozmiarów gromad przeważnie nie są oparte o głęboką fotometrię, a więc ograniczone zostały do gwiazd najjaśniejszych. Gwiazdy te na skutek efektu segregacji masy zwykle skupione są w centralnej części gromady, co automatycznie prowadzi do zaniżenia rozmiarów. Podobnie, ograniczony zasięg przeprowadzonego przeglądu pozwala wnioskować, iż wyznaczone rozmiary kątowe są jedynie dolnymi granicami faktycznych rozmiarów gromad.

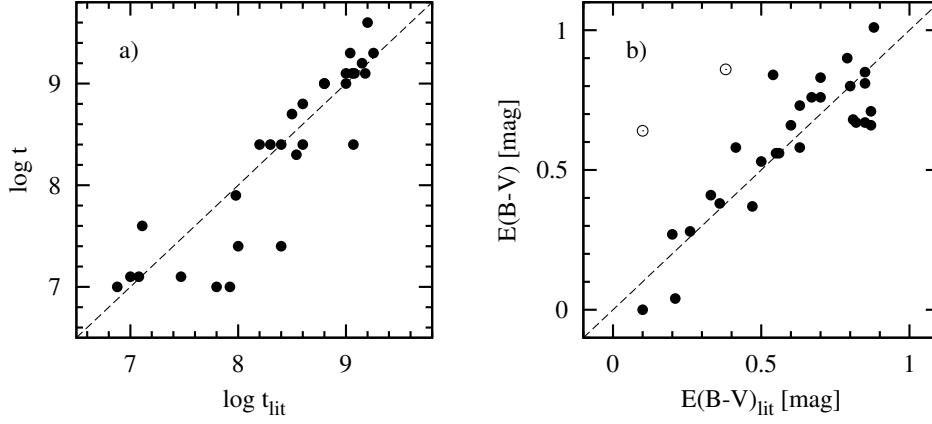
6.2 Wiek i poczerwienienie

Porównanie literaturowych i otrzymanych w niniejszej pracy wartości wieku 30 badanych gromad pokazano na rys. 6.2a. Jak widać na wykresie, prawie wszystkie punkty są położone w pobliżu prostej oznaczającej idealną zgodność (zaznaczonej linią przerywaną). Z dopasowania metodą najmniejszych kwadratów otrzymano relację

$$\log t = (1,06 \pm 0,10) \log t_{lit} - (0,57 \pm 0,83), \quad (6.1)$$

z współczynnikiem korelacji równym 0,90. Jak widać, relacja idealnej zgodności ($\log t = \log t_{lit}$) jest położona w granicach błędów, co oznacza idealną w sensie statystycznym zgodność wykonanych pomiarów z wartościami literaturowymi.

Równie dobrą zgodność otrzymano w przypadku wyznaczeń nadwyżki barwy $E(B-V)$. Porównanie otrzymanych w niniejszej pracy wartości z danymi literaturowymi przedstawiono na



Rysunek 6.2: Porównanie wyznaczonego wieku (panel a) i poczerwienienia (panel b) badanych gromad (osie pionowe) z danymi literaturowymi (osie poziome). Liniami przerywanymi zaznaczono relację idealnej zgodności.

rys. 6.2b. Prawie wszystkie punkty skupiają się wokół prostej wyznaczającej idealną zgodność. Dwie gromady – King 13 i Collinder 421 – oznaczone niewypełnionymi symbolami znacznie odstają od ogólnego trendu. Ich wyznaczenia literaturowe nie można uznać za pewne (dodatek C), dlatego zostały pominięte w dalszej analizie. W wyniku dopasowania do pozostałych punktów otrzymano relację

$$\log E(B - V) = (0,92 \pm 0,10)E(B - V)_{lit} + (0,05 \pm 0,07), \quad (6.2)$$

z współczynnikiem korelacji równym 0,88. Także i w tym przypadku relacja idealnej zgodności mieści się w granicach błędu wyznaczonej relacji, co pozwala uznać wyznaczone wartości poczerwienienia międzygwiazdowego za zgodne z literaturowymi w zadowalającym stopniu.

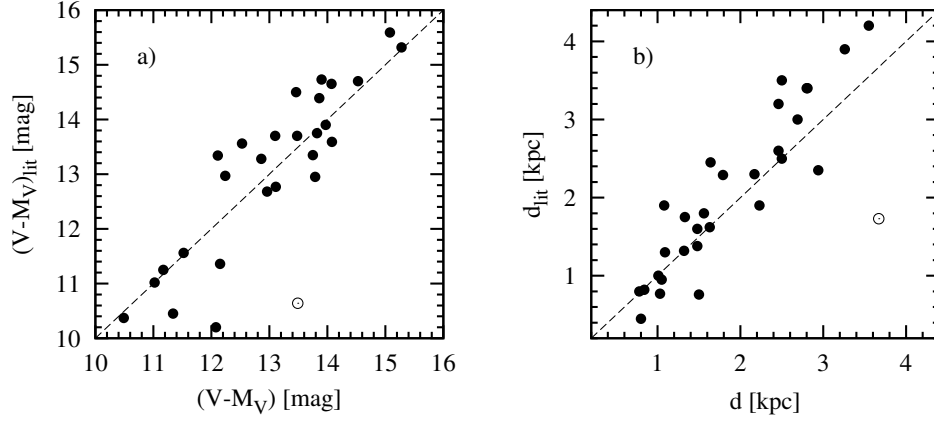
6.3 Moduł odległości i odległość

Porównanie wyznaczonych modułów odległości z dostępnymi danymi literaturowymi przestawiono na rys. 6.3a. Gromady skupiają się w okolicach linii idealnej zgodności. Jedynie w przypadku gromady NGC 6996 (zaznaczonej niewypełnionym symbolem) rozbieżność jest znaczna, dlatego przy dalszej analizie obiekt ten został pominięty. Metodą najmniejszych kwadratów otrzymano relację postaci

$$(V - M_V)_{lit} = (1,10 \pm 0,11)(V - M_V) - (1,2 \pm 1,5) \quad (6.3)$$

z współczynnikiem korelacji 0,90. Przypadek idealnej zgodności mieści się w granicach błędu.

Zestawienie odległości literaturowych i wyznaczonych w niniejszej pracy przedstawiono na rys. 6.3b. Generalnie punkty wydają się być skupione wokół linii idealnej zgodności, choć



Rysunek 6.3: Porównanie wyznaczonych modułów odległości (panel a) i odległości (panel b) badanych gromad (oś pozioma) z wartościami literaturowymi (oś pionowa). Linie przerywane oznaczają relacje idealnej zgodności.

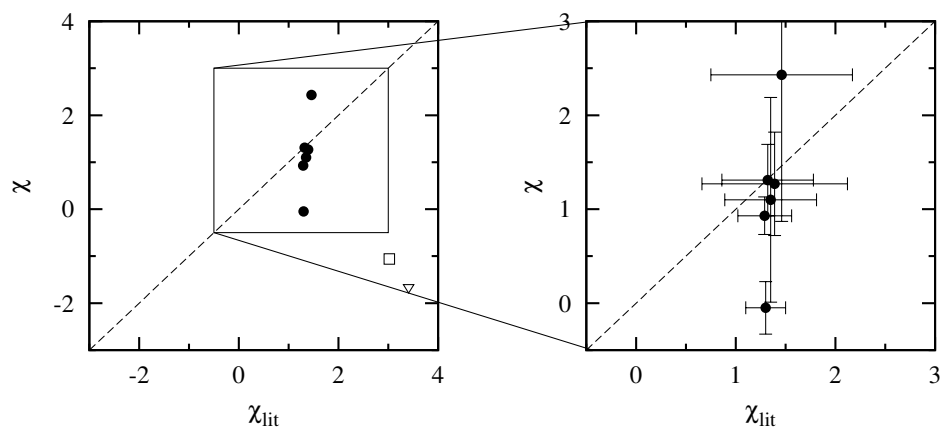
spośród nich wyróżnia się gromada King 13 (zaznaczona niewypełnionym symbolem), dla której rozbieżność jest największa. Z dopasowania równania regresji liniowej otrzymano zależność

$$d_{lit} = (0,99 \pm 0,13)d + (0,14 \pm 0,27) \quad (6.4)$$

z współczynnikiem korelacji równym 0,83. Jak można zauważyć, przypadek idealnej zgodności zawiera się w granicach błędu wyznaczonej relacji.

6.4 Nachylenie funkcji masy

Jedynie dla ośmiu gromad zdołano zebrać dane literaturowe na temat nachylenia funkcji masy. Ich porównanie z wartościami wyznaczonymi w niniejszej pracy przedstawia rys. 6.4. Dla sześciu gromad punkty nie odstają znacząco od linii idealnej zgodności (panel po prawej stronie rys. 6.4). W przypadku pozostałych dwóch, zaznaczonych na wykresie niewypełnionymi punktami, rozbieżność jest ekstremalnie duża. Pusty trójkąt to Berkeley 67, natomiast pusty kwadrat to Berkeley 71. Funkcje masy obu gromad były badane w pracy Lata (2005). Autor otrzymał wartości χ zdecydowanie większe od wartości standardowej i równe $3,41 \pm 0,98$ dla Berkeley 67 i $3,02 \pm 0,39$ dla Berkeley 71. Materiał zebrany w ramach niniejszej pracy jednoznacznie wskazuje na bardzo niskie wartości χ równe $-1,7 \pm 1,4$ dla Berkeley 67 i $-1,1 \pm 1,8$ dla Berkeley 71. Podjęte kroki mające na celu dokładną weryfikację zebranego materiału obserwacyjnego oraz sprawdzenie poprawności procesu redukcji danych nie przyniosły wyjaśnienia tej rozbieżności.



Rysunek 6.4: Wyznaczone nachylenia funkcji masy (oś pionowa) i wartości literaturowe (oś pozioma). Punkty niewypełnione oznaczają gromady o ekstremalnie dużej rozbieżności – pusty trójkąt to Berkeley 67, natomiast pusty kwadrat to Berkeley 71. Linia przerywana oznacza relację idealnej zgodności. Po prawej stronie powiększenie obszaru zaznaczonego na lewym wykresie.

Rozdział 7

Dyskusja relacji między parametrami

Dysponując kompletnym zestawem podstawowych parametrów objętych przeglądem, możliwe stało się poszukiwanie między nimi ewentualnych relacji bądź chociażby trendów. W przedstawionych w kolejnych podrozdziałach zestawieniach wybranych parametrów zrezygnowano z uwzględniania położenia badanych gromad w Galaktyce z uwagi na zastosowane kryteria przy wyborze próbki.

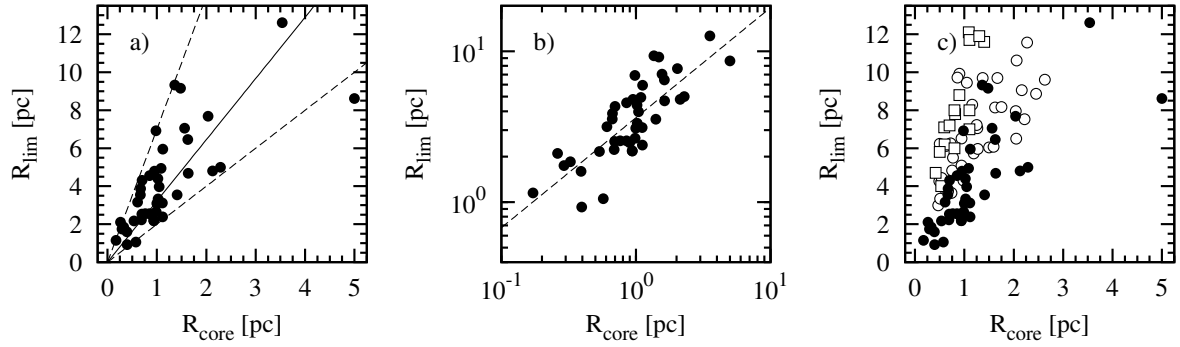
7.1 Promień jądra i promień całkowity

W literaturze istnieją pewne przesłanki wskazujące na związek promienia jądra gromady z promieniem całkowitym. Nilakshi i in. (2002) przebadali profile gęstościowe 38 wybranych gromad otwartych. Operację zliczania autorzy przeprowadzili na obrazach z *Digitized Sky Survey*. Jako jeden z wniosków badacze zauważyli, że rozmiar korony, określony jako różnica promienia całkowitego gromady i promienia jej jądra, jest średnio pięć razy większy od promienia jądra. Daje to relację $R_{lim} \approx 6 \cdot R_{core}$.

Bonatto i Bica (2005) badając 11 wybranych gromad otwartych również otrzymali dobrą korelację promienia całkowitego i promienia jądra, jednak autorzy nie podali parametrów dopasowania. Na podstawie danych tabelarycznych zamieszczonych w cytowanej pracy otrzymano $R_{lim} \approx 8,8 \cdot R_{core}$

W kolejnej pracy Bica i Bonatto (2005) dysponując danymi o promieniach 16 gromad otwartych otrzymali zależność $R_{lim} = (1,05 \pm 0,45) + (7,73 \pm 0,66)R_{core}$ z współczynnikiem korelacji równym 0,95.

Na rys. 7.1a przedstawiono relację pomiędzy promieniem całkowitym a promieniem jądra gromad badanej próbki. Punkty położone są pomiędzy dwiema prostymi granicznymi zaznaczonymi liniami przerywanymi, które przedstawiają przybliżone relacje $R_{lim} \approx 2 \cdot R_{core}$ (dolna linia) oraz $R_{lim} \approx 7 \cdot R_{core}$ (górną linią). Wyraźnie widać, że punkty tworzą strukturę podobną do rozszerzającego się wachlarza, a nie skupiają się wzdłuż pewnej prostej. Średnia



Rysunek 7.1: Zależność pomiędzy promieniem całkowitym R_{lim} i promieniem jądra R_{core} dla badanych gromad w skali liniowej (a), logarytmicznej (b) oraz w porównaniu z danymi literaturowymi dla innych gromad (c).

relacja dopasowana metodą najmniejszych kwadratów ma postać $R_{lim} = (3,09 \pm 0,22)R_{core}$ ze współczynnikiem korelacji równym 0,74.

Zauważyć można, że jeśli rozważaną relację przedstawi się w skalach logarytmicznych tak, jak pokazuje to rys 7.1b, to otrzymuje się lepszą korelację liniową. Linia ciągłą przedstawiono relację dopasowaną metodą najmniejszych kwadratów postaci

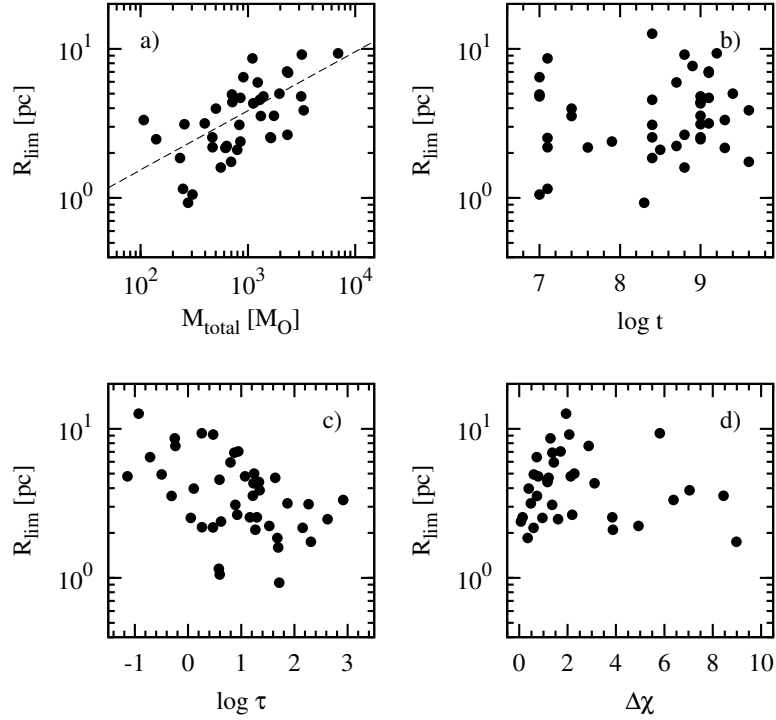
$$\log R_{lim} = (0,73 \pm 0,09) \log R_{core} + (0,57 \pm 0,03), \quad (7.1)$$

której współczynnik korelacji wynosi 0,80. W skali liniowej oznacza to relację potęgową postaci

$$R_{lim} = 10^{0,57 \pm 0,03} R_{core}^{0,73 \pm 0,09}. \quad (7.2)$$

Na rys. 7.1c przedstawiono oprócz danych otrzymanych w niniejszej pracy, oznaczonych czarnymi kropkami, także wyniki literaturowe pochodzące z wcześniej cytowanych prac. Pustymi kołami zaznaczono punkty pochodzące z pracy Nilakshi i in. (2002), a niewypełnionymi kwadratami dane pochodzące z pracy Bonatto i Bica (2005) oraz Bica i Bonatto (2005). Z tak sporządzonego wykresu widać, że:

- dane literaturowe dotyczą gromad o promieniach większych od 3 pc;
- wyniki zespołu Nilakshi i in. (2002) częściowo pokrywają się z wynikami otrzymanymi w niniejszej pracy, jednak brak jest wśród nich gromad o dużych jądrach i jednocześnie małych rozmiarach całkowitych;
- względne rozmiary jąder gromad badanych w pracach Bonatto i Bica (2005) oraz Bica i Bonatto (2005) są o wiele mniejsze od rozmiarów całkowitych gromad, aniżeli wynikałoby z prezentowanych w niniejszej pracy wyników.



Rysunek 7.2: Zależność promienia całkowitego badanych gromad od wybranych pozostałych parametrów.

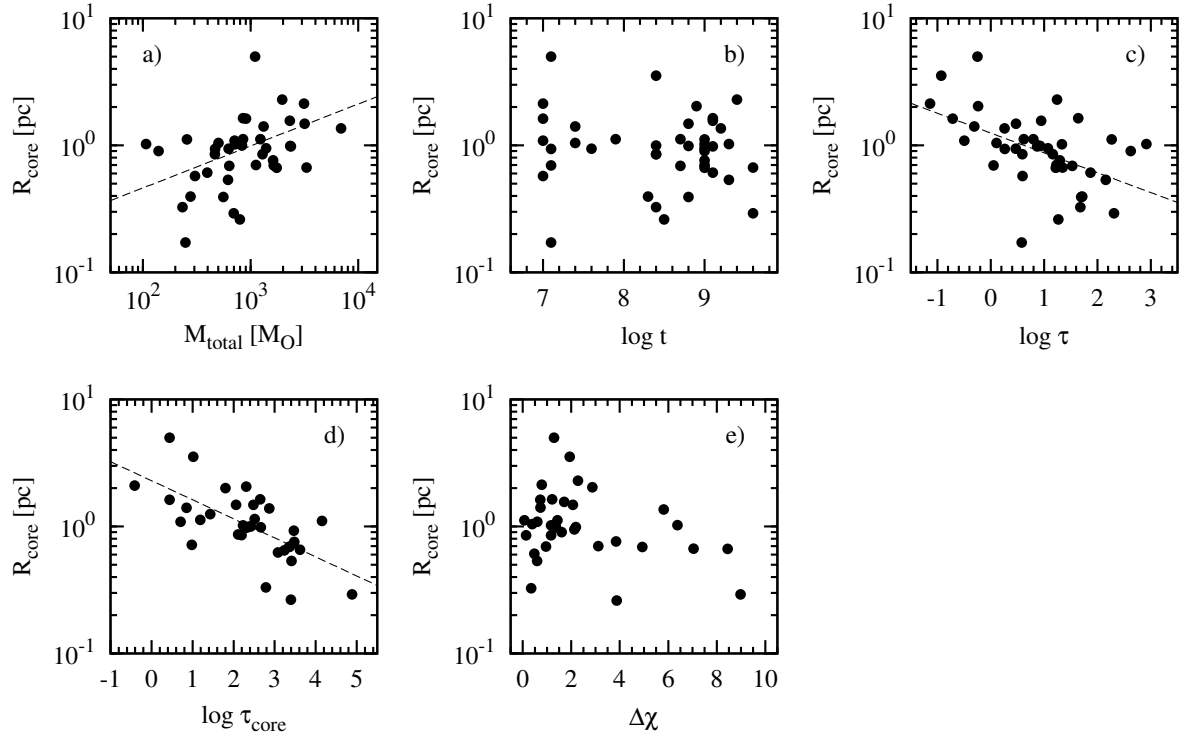
7.2 Promień całkowity

Zależności promienia całkowitego badanych gromad od wybranych wyznaczonych parametrów zostały zawarte na kolejnych wykresach przedstawionych na rys. 7.2. Na wykresie (a) widoczny jest wyraźny związek promienia całkowitego z masą całkowitą układu – czym większe R_{lim} tym większa M_{total} . Tego typu relacja jest w zgodzie z wcześniejszymi przewidywaniami. Gromady mało masywne i jednocześnie dużych rozmiarów nie byłyby w stanie stworzyć systemu wystarczająco silnie związanego grawitacyjnie i w efekcie rozpadłyby się. Podobny los spotkałby masywne i jednocześnie małe gromady. Szybka ewolucja dynamiczna doprowadziłaby do rozpadu takich systemów (Janes i in. 1988). W wyniku dopasowania otrzymano zależność potęgową postaci

$$\log R_{lim} = (0,39 \pm 0,07) \log M_{total} - (0,6 \pm 0,2), \quad (7.3)$$

której współczynnik korelacji wyniósł 0,70.

Promień całkowity nie zależy od wieku gromad, co jest widoczne na rys. 7.2b. Wzrost promienia młodych gromad wraz z ich wiekiem został zauważony w próbie badanej przez Bonatto i Bica (2005). Autorzy twierdzą, że tego typu relacja jest oczekiwana, ponieważ młode i jednocześnie duże systemy gwiazdowe nie mogą istnieć, gdyż nie są wystarczająco



Rysunek 7.3: Zależność promienia jądra badanych gromad od wybranych pozostałych parametrów.

związane grawitacyjnie. Jednak wcześniejsze prace (Lynga 1982, Janes i in. 1988, Tadross 2001) nie wykazały tego typu relacji.

Jak można zauważyć na rys. 7.2c, R_{lim} przejawia tendencje do spadku wraz ze wzrostem parametru dynamiczno-ewolucyjnego τ . W badanej próbie zabrakło gromad o małych rozmiarach i jednocześnie mało zaawansowanych w swojej ewolucji dynamicznej. Zauważyć również można brak gromad o dużych rozmiarach będących jednocześnie zaawansowanych dynamicznie.

Na rys. 7.2d wykreślono promień całkowity w funkcji stopnia segregacji masy. Brak jest jakiegokolwiek widocznej tendencji w rozkładzie punktów.

7.3 Promień jądra

Bonatto i Bica (2005) wykazali, że masa całkowita badanych przez nich gromad jest tym większa czym większy jest promień jądra gromady. Co więcej, autorzy zauważyli, że relacja ta jest inna dla gromad mało masywnych o masach mniejszych od $1000 M_{\odot}$ i gromad bardziej masywnych. Materiał zebrany w niniejszej pracy potwierdza tę zależność. Jak widać na rys. 7.3a, promień jądra badanych gromad ma tendencję do wzrostu wraz z ich masą całkowitą. Korelacja jest znacznie gorsza niż w przypadku promienia całkowitego i wynosi 0,53, a dopasowana

metodą najmniejszych kwadratów zależność pokazana na wykresie jako linia przerywana jest następującej postaci

$$\log R_{core} = (0,32 \pm 0,08) \log M_{total} - (0,99 \pm 0,25). \quad (7.4)$$

Natomiast w zebranych materiale nie widać rozróżnienia między gromadami mniej i bardziej masywnymi, co było raportowane w pracy Bonatto i Bica (2005). Niewykluczone jest, że efekt zauważony przez autorów jest następstwem małej ilości badanych obiektów.

Rysunki 7.3c i 7.3d wskazują, że promień jądra ma tendencję do zmniejszania się wraz ze wzrostem zarówno parametru dynamiczno-ewolucyjnego τ całej gromady, jak i τ_{core} – parametru dynamiczno-ewolucyjnego wyznaczonego dla obszaru jądra. W pierwszym przypadku otrzymano relację

$$\log R_{core} = (-0,16 \pm 0,04) \log \tau + (0,10 \pm 0,05), \quad (7.5)$$

ze współczynnikiem korelacji równym 0,51. Natomiast dla parametru τ_{core} relacja jest silniejsza o współczynniku korelacji 0,66 i ma postać

$$\log R_{core} = (-0,15 \pm 0,03) \log \tau_{core} + (0,36 \pm 0,08). \quad (7.6)$$

W świetle otrzymanych wyników R_{core} nie przejawia zależności od wieku gromad (rys. 7.3b), ani od stopnia segregacji masy (rys. 7.3e).

7.4 Parametr koncentracji

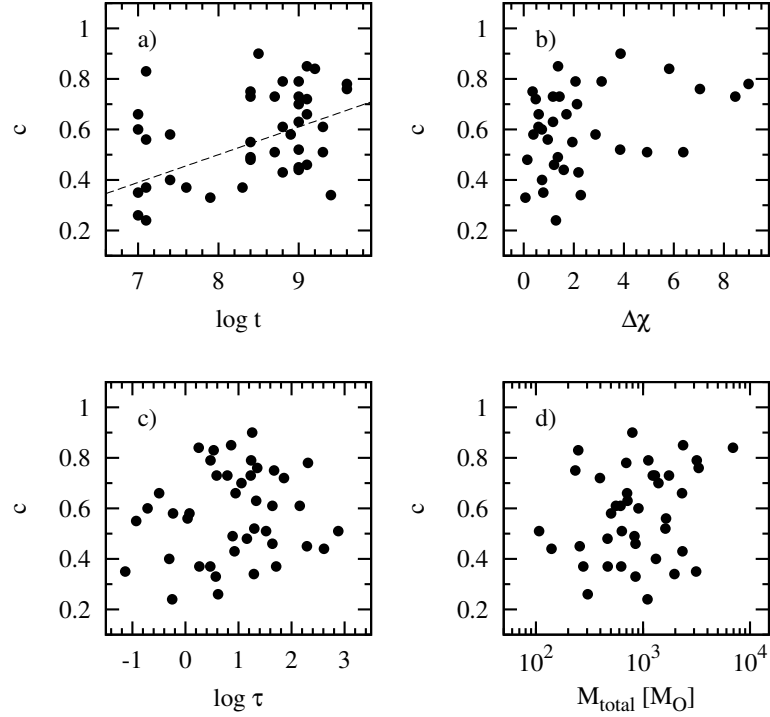
Na rys. 7.4a odłożono parametr koncentracji w funkcji wieku gromad. Jak można spostrzec, koncentracja przejawia tendencję do wzrostu wraz z wiekiem badanych gromad. W wyniku próby dopasowania relacji liniowej, po odrzuceniu trzech najbardziej odstających punktów, otrzymano zależność zaznaczoną na wykresie linią przerywaną postaci

$$c = (0,11 \pm 0,03) \log t - (0,38 \pm 0,23), \quad (7.7)$$

której współczynnik korelacji wyniósł 0,56. Nilakshi i in. (2002) badali zależność rozmiarów koron 38 gromad od ich wieku i nie stwierdzili statystycznie znaczących trendów. Jednakże autorzy zauważyli, że koncentracja, zdefiniowana w ich pracy jako stosunek rozmiaru korony do rozmiaru jądra, spada dla gromad starszych niż 10^9 lat. Co więcej, z opublikowanych wykresów wynika, że parametr ten dla młodszych gromad przejawia tendencję do wzrostu wraz z wiekiem osiągając maksimum dla wieku równego około 10^9 lat.

Parametr koncentracji nie przejawia zależności od stopnia segregacji masy $\Delta\chi$, co zostało zilustrowane na rys. 7.4b. Zauważyć jednak można, że wśród gromad o dużym $\Delta\chi$ brak jest takich o jednocześnie małej koncentracji.

Natomiast parametr koncentracji badanych gromad nie zależy od stopnia zaawansowania ich ewolucji dynamicznej (rys. 7.4c), ani od ich masy całkowitej (rys. 7.4d).



Rysunek 7.4: Zależność parametru koncentracji badanych gromad od wybranych pozostałych parametrów.

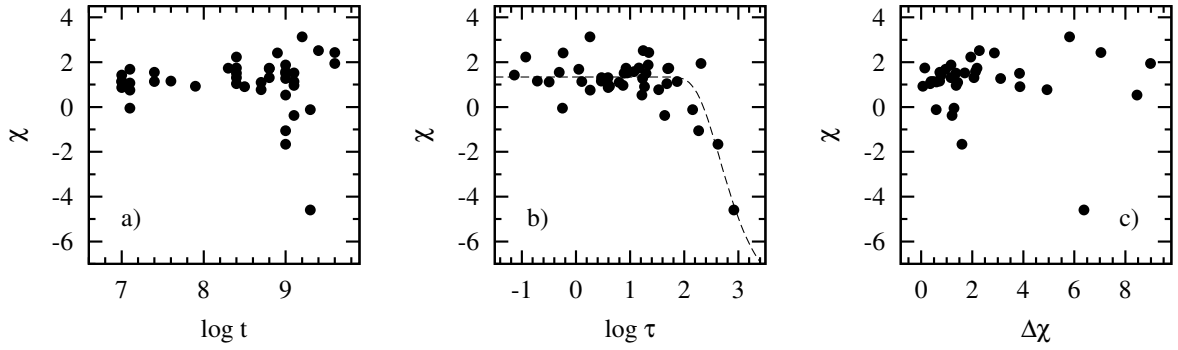
7.5 Nachylenie funkcji masy

Zebrane w ramach tej pracy pomiary umożliwiły zbadanie wpływu ewolucji czasowej i dynamicznej gromad na nachylenie ich funkcji masy. Na rys. 7.5a wykładnik funkcji masy χ odłożono w funkcji wyznaczonego wieku gromad. Można zauważyć, że deficyt gwiazd mało masywnych pojawia się dopiero u gromad starszych niż około $\log t = 9$. Proces ten jednak nie jest jedynie funkcją wieku, ponieważ istnieją w próbkę masywne gromady starsze niż 10^9 lat, których funkcja masy nie wskazuje na zaistnienie silnego deficytu mało masywnych składników. Otrzymane wyniki całkowicie potwierdzają spostrzeżenia poczynione w pracy Bonatto i Bica (2005), w której autorzy zauważyli, że χ spada wraz ze wzrostem wieku, a ponadto tempo tego procesu zależne jest od masy całkowitej gromady – czym mniejsza masa tym prędzej następuje „wypłaszczenie” funkcji masy.

Nachylenie funkcji masy koreluje się z parametrem dynamiczno-ewolucyjnym τ , co zostało pokazane na rys. 7.5b. Linia przerywaną zaznaczono dopasowaną relację typu

$$\chi(\tau) = \chi_0 - \chi_1 \exp(-\tau_0/\tau), \quad (7.8)$$

której postać zaczerpnięto z pracy Bonatto i Bica (2005). Relacja ta wydaje się w zadowalającym stopniu pasować do danych. Jej parametry dopasowane metodą najmniejszych kwadratów



Rysunek 7.5: Zależność nachylenia funkcji masy badanych gromad od wybranych parametrów.

wyniosły: $\chi_0 = 1,34 \pm 0,13$, $\chi_1 = 9,9 \pm 2,3$ oraz $\tau_0 = 450 \pm 130$. Współczynnik korelacji dopasowania wyniósł 0,81. Bonatto i Bica (2005) otrzymali dla próbki 11 gromad parametry dopasowania odpowiednio: $1,46 \pm 0,10$, $1,9 \pm 0,7$ i 18 ± 14 z współczynnikiem korelacji równym 0,88. O ile wartości χ_0 można uznać za zbliżone w granicach błędu, o tyle w przypadku χ_1 i τ_0 rozbieżność jest znaczna. Źródło tej rozbieżności leży w ubogiej próbce, jaką dysponowali autorzy cytowanej pracy. Nie znalazły się w niej gromady o ekstremalnie niskiej wartości χ , a jedynie takie o $\chi > -0,5$. Na szczególną uwagę zasługuje wartość $\chi_0 = 1,34 \pm 0,13$, która charakteryzuje średnie nachylenie funkcji masy gromad młodych. Jego wartość jest bardzo bliska nachyleniu uniwersalnej funkcji masy.

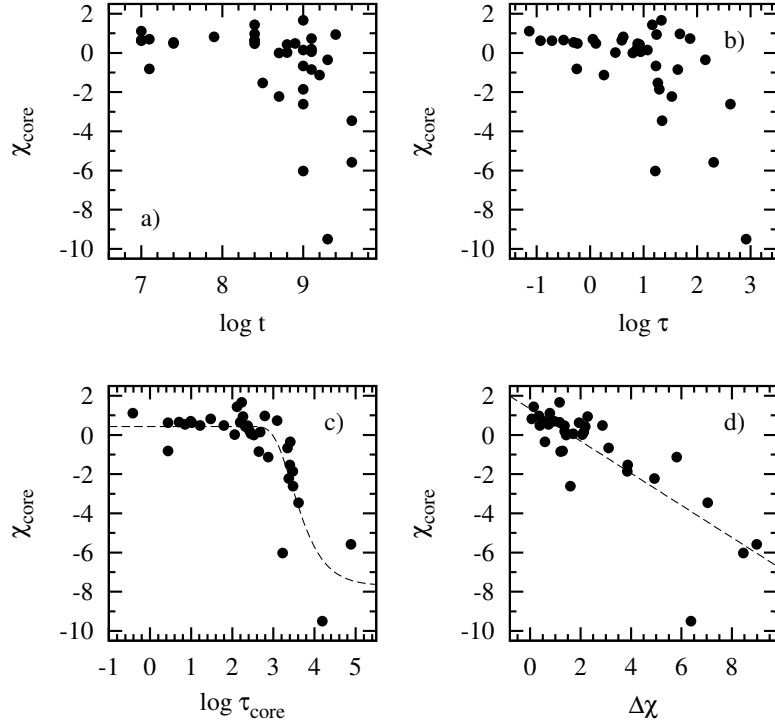
Rys. 7.5c pokazuje, że nachylenie funkcji masy nie jest związane ze stopniem segregacji masy.

7.6 Nachylenie funkcji masy obszaru jądra

Jak można zauważyć na rys. 7.6a, w badanej próbce wszystkie gromady, które są starsze niż około $\log t = 8,5$, posiadają wyewoluowane jądra pozbawione gwiazd mało masywnych. Dla gromad starszych χ_{core} ma tendencję do spadku wraz z wiekiem. Podobną tendencję zauważyli Bonatto i Bica (2005) w analizowanej próbce 11 gromad.

Nachylenie funkcji masy jądra nie zależy ściśle od parametru dynamiczno-ewolucyjnego wyznaczonego dla całej gromady, co zostało pokazane na rys. 7.6b. Wyraźna jest tendencja do spadku wartości χ_{core} wraz ze wzrostem τ . Zauważyć też można, że wśród gromad wyewoluowanych dynamicznie znalazły się jedynie gromady, których jądra cechują się silnym deficytem gwiazd mało masywnych.

Natomiast istnieje ścisły związek między χ_{core} a parametrem dynamiczno-ewolucyjnym wyznaczonym dla obszaru jądra – τ_{core} , co zostało pokazane na rys. 7.6c. Do punktów dopasowano relację podaną wzorem (7.9) i otrzymano następujące wartości parametrów: $\chi_0 = 0,44 \pm 0,27$,



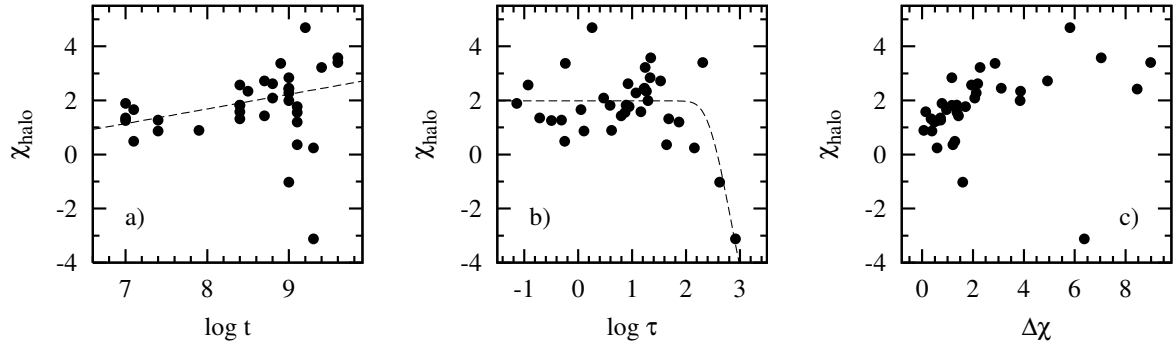
Rysunek 7.6: Zależność nachylenie funkcji masy obszaru jądra od wybranych parametrów.

$\chi_1 = 8,1 \pm 1,1$ oraz $\tau_0 = 2790 \pm 630$ z korelacją równą 0,84. Relacja ta została narysowana na wykresie linią przerywaną. Bonatto i Bica (2005) poddali podobnej analizie własną próbkę gromad i otrzymali dla niej wartości odpowiednio: $1,17 \pm 0,23$, $3,0 \pm 0,7$ i 439 ± 156 z współczynnikiem korelacji równym 0,88. Podobnie jak w przypadku badań całego obszaru gromady, parametry dopasowania otrzymane w ramach tej pracy i literaturowe różnią się wartościami. Rozbieżność ta może mieć przyczynę w niewielkiej próbce gromad, jaką dysponowali autorzy cytowanej pracy oraz niewielkim pokrytym przez nich przedziałem χ_{core} . Na uwagę zasługuje χ_0 znacznie niższe od wartości uzyskanej dla całego obszaru badanych gromad.

Zbadano również zależność χ_{core} od stopnia segregacji masy reprezentowanego przez wielkość $\Delta\chi$. Jak widać na rys. 7.6d w badanej próbce brakuje gromad w obszarze dużych wartości χ_{core} i $\Delta\chi$ oraz niskich wartości χ_{core} i $\Delta\chi$. Efekt ten jest konsekwencją zaawansowanej segregacji masy, który to efekt dąży do obniżenia wartości nachylenia funkcji masy w jądrze i zwiększenia tym samym $\Delta\chi$. W wyniku próby dopasowania równania regresji liniowej otrzymano relację zaznaczoną na wykresie linią przerywaną postaci

$$\chi_{core} = (-0,83 \pm 0,10)\Delta\chi + (1,33 \pm 0,33), \quad (7.9)$$

z współczynnikiem korelacji równym $-0,83$.



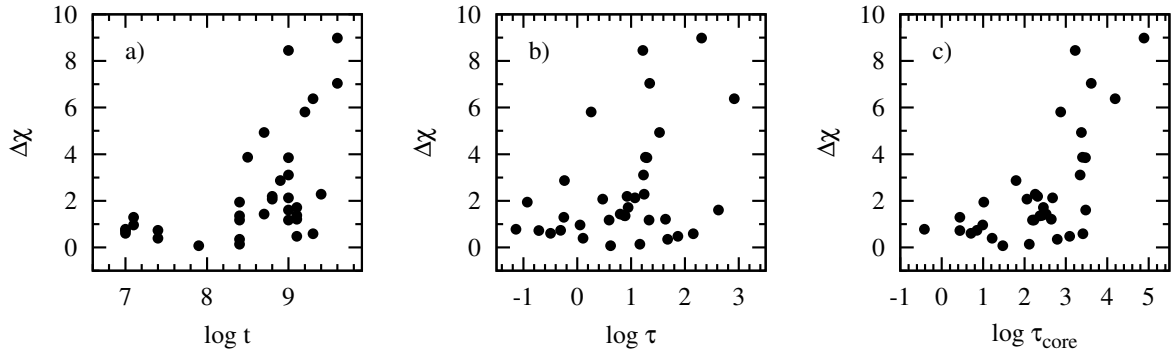
Rysunek 7.7: Zależność nachylenie funkcji masy obszaru korony od wybranych parametrów.

7.7 Nachylenie funkcji masy obszaru korony

Analizie poddano również nachylenie funkcji masy obszaru korony pod kątem występowania związku z innymi parametrami. Na rys. 7.7a zestawiono χ_{halo} z wiekiem gromad. Widać na nim, że dla gromad młodszych niż około $\log = 8,9$ zauważalny jest trend wzrostu wartości χ_{halo} wraz z wiekiem. Trend ten zaznaczono na wykresie linią przerywaną będącą dopasowaniem relacji liniowej z współczynnikiem korelacji równym 0,61. Wśród gromad starszych pojawiają się takie o χ_{halo} zarówno dużym jak i małym. Świadczyć to może o tym, że obserwowane były gromady, których korony są w różnych stadiach ewolucji dynamicznej począwszy od takich, w których mechanizm segregacji masy szybciej transferuje składniki mało masywne do korony niż ta jest w stanie „odparować”, a kończąc na takich, w których nawet obszar korony cechuje się silnym deficytem składników mało masywnych.

Na rys. 7.7b przedstawiono zależność χ_{halo} od parametru dynamiczno-ewolucyjnego τ dla całego obszaru gromady. Do danych dopasowano relację opisaną wzorem (7.9) i otrzymano z dopasowania następujące wartości parametrów: $\chi_0 = 2,0 \pm 0,2$, $\chi_1 = 12,3 \pm 6,5$ oraz $\tau_0 = 700 \pm 350$ z korelacją równą 0,69. Dla $\log \tau < 2$ rozrzut punktów jest znaczny i w tym przedziale nie można mówić o jakiegokolwiek zależności. Z kolei dla $\log \tau > 2$ widoczna jest tendencja do malenia χ_{halo} dla bardzo wyewoluowanych dynamicznie gromad. Dlatego można zaryzykować stwierdzenie, że dynamika korony w skalach czasowych długich w sensie dynamicznym nie odstaje od dynamiki gromady jako całego układu. Parametr τ okazał się jednak nieużyteczny w celu wyznaczenia momentu maksimum wartości χ_{halo} .

Kolejny wykres, znajdujący się na rys. 7.7c, przedstawia zależność nachylenie funkcji masy obszaru korony od stopnia segregacji masy w obrębie gromady. Widoczna jest na nim tendencja wzrostowa. Jak można było się spodziewać, maksimum χ_{halo} jest związane z silną segregacją masy reprezentowaną przez duże wartości $\Delta\chi$.



Rysunek 7.8: Zależność stopnia segregacji masy w obrębie gromady od wybranych parametrów.

7.8 Stopień segregacji masy

Stopień segregacji masy reprezentowany przez parametr $\Delta\chi$ – różnicę nachyleń funkcji masy obszaru korony i jądra – nie jest ściśle związany z wiekiem gromad, jednak można zauważyć pewne prawidłowości. Jak widać na rys. 7.8a, już dla młodych gromad próbki o wieku poniżej $\log t = 8$ istnieje pewna „początkowa” segregacja masy. Dla niektórych starszych gromad proces segregacji nasila się, co można uznać za następstwo procesów związanych z dynamiką systemu gwiazdowego. Zaznaczyć jednak należy, że wśród gromad starszych niż $\log t = 8$ znajdują się także i takie obiekty o stosunkowo niskiej wartości $\Delta\chi$.

Jak można wywnioskować z rys. 7.8b, stopień segregacji masy w gromadzie nie zależy od jej zaawansowania w ewolucji dynamicznej. Gromady o dużym $\Delta\chi$ rozpościerają się w całym obserwowanym przedziale parametru τ . Zauważyć jednak można brak gromad o silnej segregacji masy poniżej $\log \tau = 0$.

Natomiast dużo lepiej rzecz wygląda w przypadku zależności stopnia segregacji masy od parametru dynamiczno-ewolucyjnego τ_{core} wyznaczonego dla obszaru jądra. Rozkład punktów na wykresie przedstawionym na rys. 7.8c pozwala zauważyć, że zaawansowaniu ewolucyjnemu dynamiki obszaru jądra towarzyszy wzrost efektu segregacji masy. Tego typu relacji można było oczekiwać, ponieważ procesy dynamiczne w jądrze usuwają z jego obszaru gwiazdy mało masywne, które trafiają właśnie do korony zwiększając tym samym stopień segregacji masy.

Rozdział 8

Poszukiwania gwiazd zmiennych w polach wybranych gromad otwartych

W niniejszym rozdziale prezentowane są pierwsze wyniki poszukiwań gwiazd zmiennych w czterech polach – trzech wycentrowanych na gromady obserwowane również w ramach dwubarwnego przeglądu gromad otwartych: NGC 2266, NGC 7762, NGC 6939 oraz w polu zawierającym gromadę Trumpler 3. Pierwsze trzy obiekty są gromadami zaawansowanymi wiekiem i liczą sobie przynajmniej miliard lat. NGC 2266 jest najmniejszą na niebie z monitorowanych gromad. NGC 7762 stanowi układ wyewoluowany dynamicznie, który zdążyły już utracić część składników mało masywnych. Z kolei NGC 6939 to bogata w gwiazdy, duża i masywna gromada, w której nie są jeszcze widoczne rezultaty odparowania mało masywnych składników. Czwartym monitorowanym polem był obszar wokół gromady Trumpler 3, która miała reprezentować młode systemy gwiazdowe. Jednak naturę obiektu jako młodej gromady gwiazd można zakwestionować.

Przeprowadzony monitoring był nastawiony na detekcję gwiazd zmiennych regularnych krótkookresowych – układów zaćmieniowych i gwiazd pulsujących. Dlatego też podstawowy materiał obserwacyjny dla danego pola zebrano w czasie trzech bądź czterech następujących po sobie nocy. Jednak dla wszystkich pól, za wyjątkiem NGC 2266, poszerzono rozpiętość czasową obserwacji przez wykorzystanie danych zebranych na potrzeby równoległe prowadzonego dwubarwnego przeglądu gromad otwartych. Dzięki temu możliwe stało się wykrycie znacznej części gwiazd cechujących się zmianami blasku w skali kilkudziesięciu dni – przeważnie gwiazd zmiennych półregularnych i nieregularnych.

8.1 Obserwacje i ich redukcja

Każde z monitorowanych pól było obserwowane przez przynajmniej trzy następujące po sobie noce. Obserwacje wykonywano w filtrach B i V, przy czym częstość próbkowania w tym

Tabela 8.1: Lista gwiazd porównania wraz z ich jasnościami wykorzystanymi do ustalenia punktu zerowego skali jasności w monitorowanych polach.

Pole	Gwiazda porównania	V [mag]	B [mag]
NGC 2266	GSC 1901 14	13,80	14,40
NGC 7762	GSC 4479 1218	13,94	14,85
NGC 6939	GSC 4233 1028	14,79	14,98
Trumpler 3	GSC 4053 717	13,88	14,80

ostatnim była dwukrotnie większa niż w pierwszym. Czasy ekspozycji zostały ustalone na 600 s dla obydwóch filtrów. Procedura redukcji tak zebranego materiału polegała na wykonaniu fotometrii różnicowej względem wybranej gwiazdy porównania, której jasności w obu filtrach były znane z przeprowadzonego wcześniej dwubarwnego przeglądu gromad otwartych.

Obserwacje zostały zredukowane przy pomocy oprogramowania opracowanego na potrzeby przeglądu SAVS (Maciejewski 2002). Jasności gwiazd były wyznaczone metodą różnicowej fotometrii aperturowej względem wybranej gwiazdy porównania. Gwiazda ta była wybierana w każdym polu w czasie starannej inspekcji obrazów danego pola. Przy operacji tej kierowano się tym, aby gwiazda porównania była położona możliwie najbliżej centrum pola, choć nie w samej gromadzie, była stosunkowo jasna (14–15 mag) i nie posiadała w swoim bezpośrednim sąsiedztwie innych gwiazd. Kryteria te bazują na doświadczeniach zebranych przy redukcji obserwacji otrzymanych w ramach przeglądu SAVS. Tabela 8.1 przedstawia listę gwiazd porównania użytych w obserwowanych polach wraz z ich jasnościami zaczerpniętymi z dwubarwnego przeglądu gromad.

Poszukiwanie i klasyfikacja zmiennych odbywały się na materiale zebranym w filtrze V za pomocą algorytmu wykorzystywanego w projekcie SAVS (Maciejewski i Niedzielski 2005). Do wykrywania potencjalnych gwiazd zmiennych zastosowano algorytm ANOVA (*analysis of variance*, Schwarzenberg-Czerny 1996) doskonale nadający się do poszukiwania sygnałów okresowych w ciągach pomiarów. Dla wszystkich zaobserwowanych krzywych blasku generowane były periodogramy pokrywające w dziedzinie częstości obszar od kilkadziesiąt minut do kilkuset dni. Jeśli w periodogramie pojawiał się silny sygnał o mocy powyżej pewnego określonego poziomu, taka gwiazda była traktowana jako kandydatka na zmienną i kierowana do dalszej wizualnej weryfikacji. Algorytm doskonale radził sobie z wykrywaniem gwiazd zmiennych okresowych nawet o bardzo niewielkich amplitudach zmian blasku, porównywalnych z dokładnością fotometryczną. Wśród wytypowanych potencjalnych zmiennych tylko niewielką część stanowiły krzywe blasku zawierające różnego rodzaju artefakty związane z procesem redukcji danych. Odsetek wskazań tego typu obiektów bezpośrednio zależał od ilości obserwacji – czym więcej obserwacji danego pola, tym mniej było typowanych nieprawdziwych zmiennych.

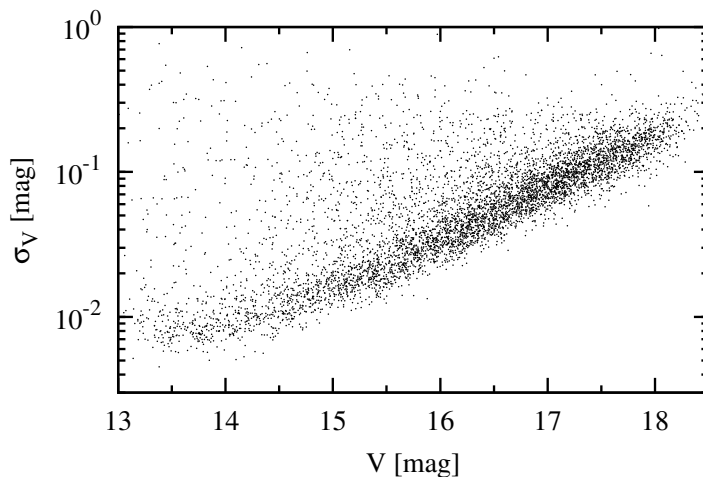
Przy klasyfikacji zmiennych okresowych wykorzystano algorytm klasyfikacyjny bazujący na

morfologii sfazowanych krzywych blasku, ich okresie i amplitudzie (Maciejewski i Niedzielski 2005). Algorytm automatycznie rozpoznaje osiem typów zmienności: zmienne pulsujące typu δ Scuti (DSCT), RR Lyrae o asymetrycznej (RRAB) oraz symetrycznej (RRC) krzywej blasku, cefeidy (DCEP), miry (MIRA), zaćmieniowe układy kontaktowe typu W Ursae Majoris (EW), układy półrozdzielone typu β Lyrae (EB) oraz układy rozdzielone – algole (EA). Dostępna jest także dodatkowa klasa oznaczona jako MISC, która przypisywana jest zmiennym niespełniającym kryteriów przynależności do którejkolwiek z wymienionych klas. Wzorcowe szablony krzywych blasku reprezentujące poszczególne typy zmienności zostały wyselekcjonowane po uważnym przeglądzie setek krzywych jasności gwiazd z bazy danych przeglądu ASAS (Pojmański 2002, 2003b, Pojmański i Maciejewski 2004, 2005). Przy ich wyborze położono nacisk na wysoką jakość danych fotometrycznych oraz najbardziej reprezentatywny kształt krzywej blasku. Z racji tego, że w obrębie danego typu morfologia krzywej blasku może się znacznie zmieniać, jak na przykład poprzez różną głębokość minimum wtórnego w algolach, w ramach danego typu wyselekcjonowano kilka lub kilkanaście typowych krzywych blasku możliwie najlepiej pokrywających zakres dopuszczalnych kształtów krzywych blasku. Jak wykazały testy, algorytm klasyfikacyjny cechował się wysokim poziomem pewności poprawności zwracanych typów (Maciejewski i Niedzielski 2005).

Oznaczenia zmiennych wykrytych w badanych polach nadawane były według konwencji: litera V plus numer na liście. Najpierw listowano gwiazdy zmienne znajdujące się w obrębie gromady (według rektascensji), dla których odległość kątowna od centrum gromady była mniejsza od promienia całkowitego gromady, a następnie kolejnymi numerami gwiazdy pola. Gwiazdy zmienne ulokowane w monitorowanych gromadach zostały szczegółowo opisane w kolejnych podrozdziałach. Z kolei opis wykrytych gwiazd zmiennych pola galaktycznego został zawarty w dodatku D.

8.2 NGC 2266

Gromada NGC 2266 (OCL 471, Melotte 50) położona jest w gwiazdozbiornie Bliźniąt. Współrzędne jej centrum zostały wyznaczone na $\alpha=06:43:19$, $\delta=+26:59:06$. NGC 2266 leży w kierunku od centrum Galaktyki ($l=187,8^\circ$), $10,3^\circ$ powyżej płaszczyzny galaktycznej. Gromadzie tej poświęcono jak dotąd tylko jedną pracę (Kałużny i Mazur 1991), której wyniki opisano przy okazji prezentowania gromad obserwowanych w ramach dwubarwnego przeglądu fotometrycznego (podrozdział C.26). Wyznaczony w niniejszej pracy promień całkowity gromady jest równy $5,9'$, a promień jądra wynosi $1,16'$. Wiek gromady został wyznaczony na podstawie dopasowania izochrony na miliard lat, poczerwienienie $E(B - V)$ na $0,0 \pm 0,09$ mag, a widomy moduł odległości $m_V - M_V$ na $12,2_{-0,3}^{+0,5}$ mag. Zakładając typowy stosunek ekstynkcji międzygwiazdowej całkowitej do selektywnej $R = 3,1$, wyznaczona odległość wyniosła $2,8_{-0,7}^{+0,9}$ kpc.



Rysunek 8.1: Diagram przedstawiający zależność błędów fotometrycznych σ_V (odchylenie standardowe średniej arytmetycznej) w zależności od średniej jasności V dla gromady NGC 2266.

Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,6 \pm 0,9$ nie odbiega od wartości uniwersalnej równej $1,3 \pm 0,3$ (Kroupa 2001).

Monitoring gromady wykonano w czasie wiosennej sesji obserwacyjnej w 2006 roku w ciągu trzech następujących po sobie nocach od 22 do 24 marca. Zebrano łącznie 23 ekspozycje w filtrze V i 11 w B (6,5 godziny monitoringu). Gromada była obserwowana w pierwszej części nocy do momentu przekroczenia odległości zenitalnej równej 60° .

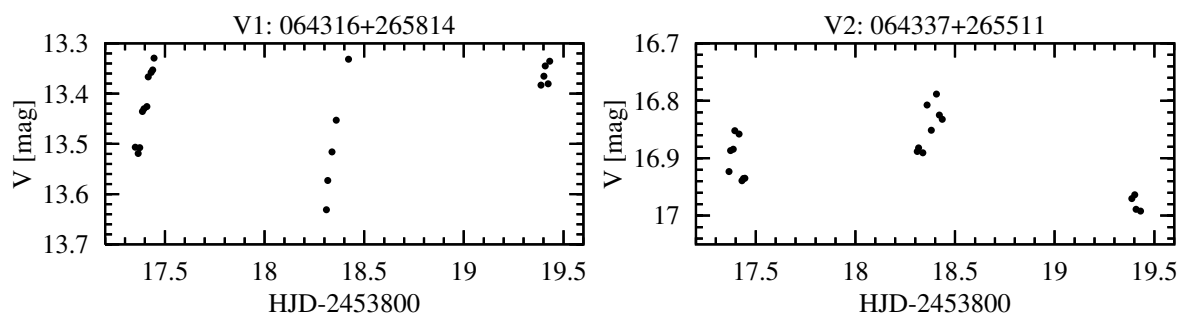
Na rys. 8.1 przedstawiono zależność błędów fotometrycznych σ_V od średniej jasności V . Błędy te zostały wyznaczone jako odchylenia standardowe średniej arytmetycznej jasności dla poszczególnych 6000 gwiazd zarejestrowanych w filtrze V . Dla gwiazd o jasnościach $V < 14$ mag dokładność fotometrii mieści się w granicach 0,007–0,010 mag. Dla gwiazd słabszych błąd rośnie zgodnie z zależnością potęgową przekraczając 0,1 mag dla gwiazd o jasnościach z przedziału 17–17,5 mag. Ze względu na niską wartość deklinacji, gromada ta była obserwowana w czasie monitoringu na stosunkowo dużych odległościach zenitalnych. Wiązało się to z podniesieniem poziomu jasności tła nieba, co z kolei wpłynęło negatywnie na dokładność fotometrii. Ponadto zauważyć można również spadek zasięgu o ponad 1 mag na skutek ekstynkcji atmosferycznej.

Do tej pory obszar wokół NGC 2266 nie był przedmiotem badań poszukujących gwiazd zmiennych. W monitorowanym obszarze wokół gromady wykryto 20 gwiazd przejawiających zmiany jasności. Tylko dwie z nich położone są w obrębie gromady i potencjalnie mogą być jej członkami. Gwiazdy te zostały szczegółowo omówione poniżej. Pozostałe gwiazdy zmienne położone są poza obszarem badanej gromady i należą do bogatego tła galaktycznego.

Parametry gwiazd zmiennych wykrytych w obszarze gromady NGC 2266 zebrano w ta-

Tabela 8.2: Lista gwiazd zmiennych wykrytych w obrębie gromady NGC 2266. Kolejne kolumny zawierają: Ozn. – oznaczenie gwiazdy zmiennej, współrzędne równikowe na epokę J2000,0, V_{max} – jasność w filtrze V w momencie maksimum blasku, $(B-V)_{max}$ – wartość wskaźnika barwy w maksimum, ΔV – amplituda zmian jasności w V, ΔB – amplituda zmian blasku w B, P – okres zmienności, T_0 – moment minimum jasności w przypadku gwiazd zaćmieniowych lub maksimum dla gwiazd pulsujących, typ – przypisana klasa zmienności.

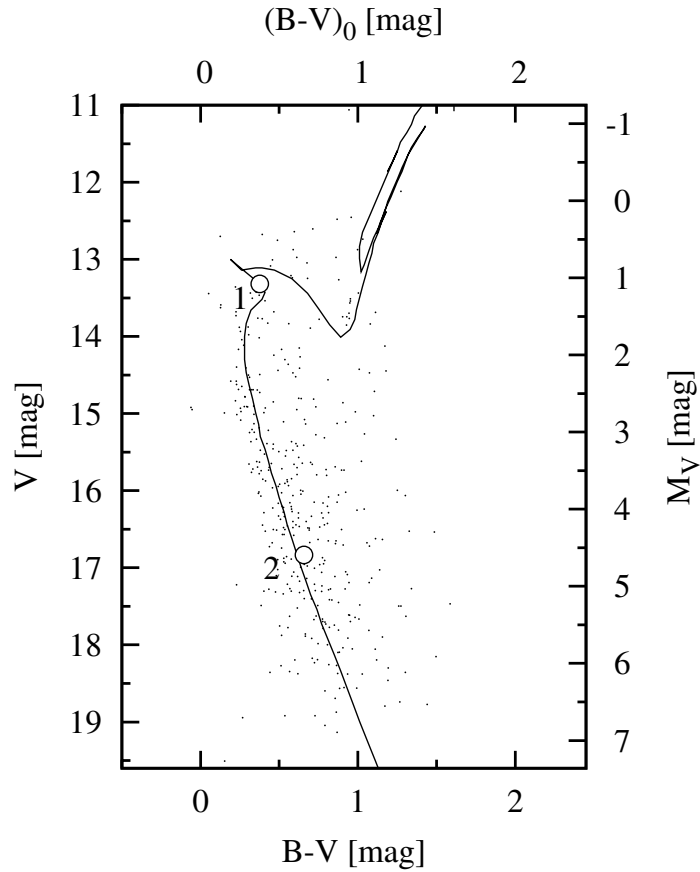
Ozn.	Współrzędne J2000,0	V_{max} [mag]	$(B-V)_{max}$ [mag]	ΔV [mag]	ΔB [mag]	P [dzień]	$T_0 - 2453000$ [HJD]	typ
V1	064316+265814	13,32	0,376	0,222	0,192	-	-	MISC
V2	064337+265511	16,832	0,658	0,148	0,05	-	-	MISC



Rysunek 8.2: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych na niebie w obrębie gromady NGC 2266. Numeracja zgodna z tabelą 8.2.

beli 8.2. Ich krzywe blasku przedstawiono na rys. 8.2. Zmienna V1 w każdej z pierwszych dwóch nocy wykazywała wzrost jasności od $V \approx 13,6$ mag do $V \approx 13,35$ mag. W czasie trzeciej nocy punkty pomiarowe skupiają się w okolicach maksimum. Zebrany materiał obserwacyjny jest zbyt ubogi, aby móc wyznaczyć okres zmian jasności badanej gwiazdy, nie mniej jednak można stwierdzić, że jest on wielokrotnością 0,25 dnia. Również niewiele można powiedzieć o typie zmienności. Może to być zarówno układ zaćmieniowy, jak i krótkookresowa gwiazda pulsująca.

Na rys. 8.3 przedstawiono położenie obu badanych zmiennych na diagramie barwa-jasność wykreślonym dla obszaru gromady. Linia ciągłą naszkicowano teoretyczną izochronę odzwierciedlającą parametry gromady. Zmienna V1 lokuje się w okolicach punktu odejścia od ciągu głównego. Jeśli rzeczywiście należy do gromady NGC 2266, jej masa jest porównywalna z najbardziej masywnymi gwiazdami w gromadzie i wynosi nieco mniej niż $2 M_{\odot}$. Warto zauważyć, że odległość analizowanej zmiennej od centrum gromady jest niewielka i wynosi $1,1'$. Fakt ten wspiera tezę o przynależności gwiazdy V1 do gromady, gdyż jako masywny składnik gromady powinna znajdować się w centralnych obszarach systemu.

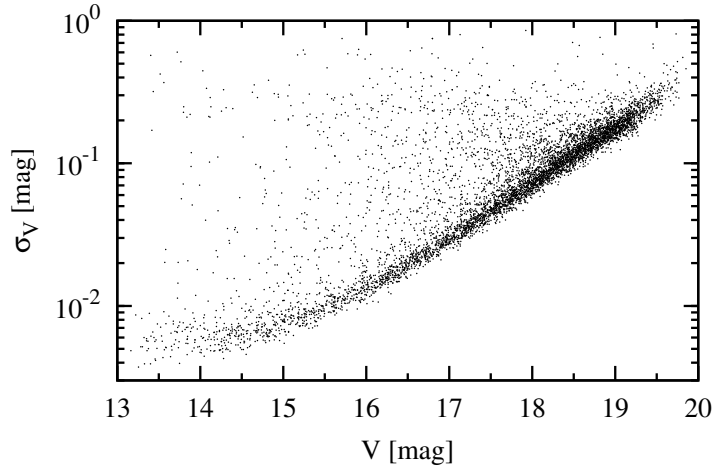


Rysunek 8.3: Diagram barwa-jasność obszaru gromady NGC 2266 wraz z dopasowaną teoretyczną izochroną. Wykryte w obrębie gromady gwiazdy zmienne zaznaczono okręgami oznaczonymi numerami według tabeli 8.2.

Charakter krzywej blasku zmiennej V2 wskazuje na zmienność o skali czasowej rzędu kilkunastu bądź kilkudziesięciu dni. Na diagramie barwa-jasność gromady gwiazda ta położona jest w pobliżu ciągu głównego w obszarze, gdzie nie należy spodziewać się gwiazd pulsujących. Odległość zmiennej od centrum gromady jest znaczna i wynosi 5,6'. Mało prawdopodobne jest zatem, że zmienna V2 jest układem zaćmieniowym półrozdzielonym (EB), ponieważ gwiazdy podwójne, z racji większej sumarycznej masy, powinny skupiać się w centralnych obszarach gromady. Uznać zatem można, iż gwiazda V2 prawdopodobnie nie należy do gromady NGC 2266.

8.3 NGC 7762

Gromada NGC 7762 (OCL 280) położona jest w gwiazdozbiornie Cefeusza, a jej centrum przypada w punkcie o współrzędnych $\alpha=23:49:56$, $\delta=+68:02:03$. W układzie współrzędnych galaktycznych gromada lokuje się 5,8 stopnia powyżej płaszczyzny Galaktyki i na 117 stopniu



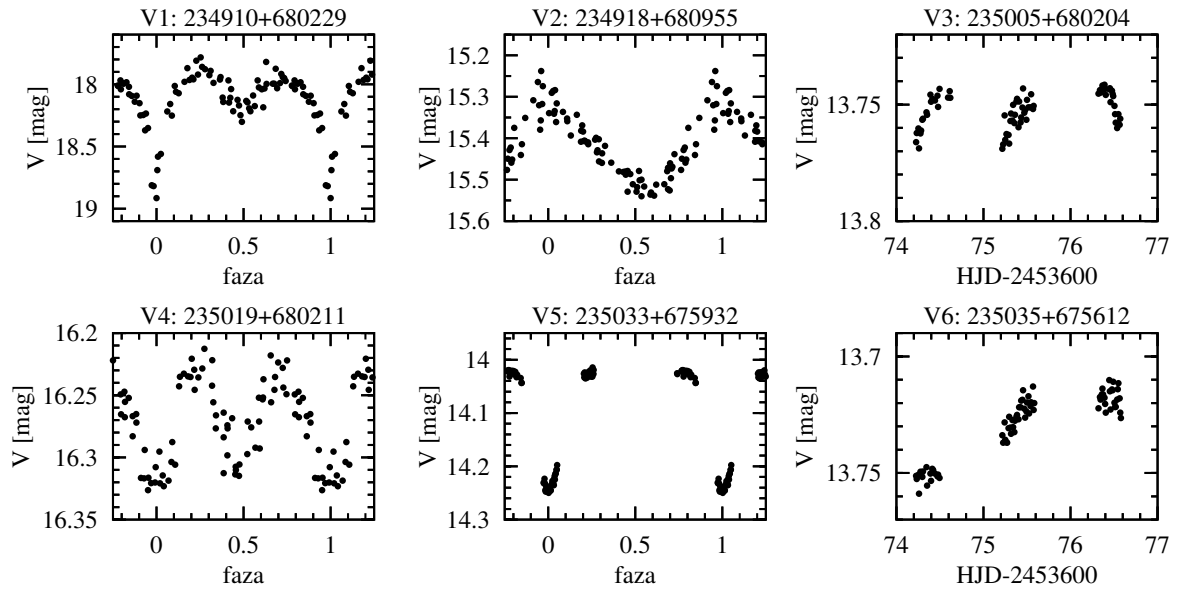
Rysunek 8.4: Diagram przedstawiający zależność błędów fotometrycznych σ_V (odchylenie standardowe średniej arytmetycznej) w zależności od średniej jasności V dla gromady NGC 7762.

długości galaktycznej. Historia badań gromady oraz jej struktura i podstawowe parametry fizyczne zostały opisane w ramach dwubarwnego przeglądu fotometrycznego (podrozdział C.38). Wyznaczony promień całkowity gromady jest równy $9,5'$, a promień jądra wynosi $2,4'$. Wiek gromady został wyznaczony na podstawie dopasowania izochrony na około 2 miliardy lat, poczerwienienie $E(B-V)$ na $0,66_{-0,09}^{+0,08}$ mag, a widomy moduł odległości $m_V - M_V$ na $11,52_{-0,75}^{+0,42}$ mag. Zakładając typowy stosunek ekstynkcji międzygwiazdowej całkowitej do selektywnej $R = 3,1$, wyznaczona odległość wyniosła $0,8_{-0,3}^{+0,2}$ kpc. Na szczególną uwagę zasługuje niska wartość nachylenia funkcji masy $\chi = -0,12 \pm 0,33$ świadcząca o utracie gwiazd mało masywnych.

Gromadę NGC 7762 poddano monitoringowi w sesji jesiennej w czasie trzech następujących po sobie nocy: 30 i 31 października oraz 1 listopada 2005 roku. Wykonano łącznie 79 obrazów w V i 38 w B (25 godzin monitoringu). W celu otrzymania większej rozpiętości czasowej i poszukiwania zmiennych długookresowych bądź zmiennych półregularnych i nieregularnych wykorzystano również ekspozycje zebrane w czasie wykonywania dwubarwnego przeglądu gromad z nocy 6 października 2005 roku.

Na rys. 8.4 przedstawiono zależność błędów fotometrycznych σ_V od średniej jasności V . Błędy te zostały wyznaczone jako odchylenia standardowe średniej arytmetycznej jasności 6200 gwiazd. Dla gwiazd o jasnościach $V < 14,5$ mag dokładność fotometrii mieści się w granicach $0,005-0,007$ mag. Dla gwiazd słabszych błąd rośnie zgodnie z zależnością potęgową przekraczając $0,1$ mag dla gwiazd o jasnościach z przedziału $18-18,5$ mag.

W monitorowanym obszarze wokół gromady wykryto 35 gwiazd przejawiających zmiany jasności. W obrębie gromady jest położonych sześć z nich. Ich krzywe blasku przedstawiono na



Rysunek 8.5: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych na niebie w obrębie gromady NGC 7762. Numeracja zgodna z tabelą 8.3.

rys. 8.5, a charakteryzujące je wielkości zebrano w tabeli 8.3. W celu zweryfikowania ich przynależności do gromady, obiekty te zostały naniesione na diagram barwa-jasność sporządzony dla 702 gwiazd występujących w obszarze gromady (rys. 8.6). Na diagramie tym naniesiono również teoretyczną izochronę.

Gwiazda V1 jest krótkookresowym (niespełna 11 godzin) układem zaćmieniowym typu β Lyrae. W maksimum blasku osiąga jasność $V = 17,88$ mag. Amplituda zmian blasku w V wynosi 0,86 mag. Wskaźnik barwy ($B - V$) wynosi w maksimum blasku 1,46 mag i nie zaobserwowano jego zmian w zależności od fazy. Na wykresie barwa-jasność (rys. 8.6) zmienna ta ulokowana jest poniżej ciągu głównego gromady. Wnioskować z tego można, że nie należy ona do gromady.

Zmienna V2 to gwiazda pulsująca krótkookresowa typu δ Scuti. Okres zmian blasku wynosi nieco ponad 2 godziny, a amplituda w filtrze V równa się 0,24 mag. W maksimum blasku jasność zmiennej osiąga 15,29 mag. Zmian wskaźnika barwy $B - V$ skorelowanych z fazą nie zdołano wykryć. Mimo że badana zmienna jest położona na diagramie barwa-jasność bardzo blisko ciągu głównego, to jednak gwiazd tego typu nie powinno już być w tej zaawansowanej wiekiem gromadzie. Gwiazdy zmienne typu δ Scuti są gwiazdami typów widmowych od A do wczesnych F i klasach jasności od V do III¹. Masy tych gwiazd są z przedziału od 1,5 do 2,5 M_{\odot} . Jeśli zmienna V2 należałaby do gromady, jej masa byłaby zbliżona do 1 M_{\odot} , a wśród

¹The World of δ Scuti Stars: <http://dsn.astro.univie.ac.at/DeltaScutiWeb/index1.html>

Tabela 8.3: Lista gwiazd zmiennych wykrytych w obrębie gromady NGC 7762. Oznaczenia takie jak w przypadku tabeli 8.2.

Ozn.	Współrzędne J2000,0	V_{max} [mag]	$(B-V)_{max}$ [mag]	ΔV [mag]	ΔB [mag]	P [dzień]	$T_0 - 2453000$ [HJD]	typ
V1	234910+680229	17,88	1,46	0,86	0,85	0,454386	674,3050	EB
V2	234918+680955	15,29	1,20	0,24	0,24	0,092096	674,4161	DSCT
V3	235005+680204	13,74	1,15	0,02	0,02	-	-	γ DOR:
V4	235019+680211	16,22	1,32	0,10	0,14	0,337353	675,1575	EW
V5	235033+675932	14,02	0,85	0,22	0,26	4,744958	656,3618	EB:
V6	235035+675612	13,72	1,12	0,04	0,04	-	-	γ DOR:

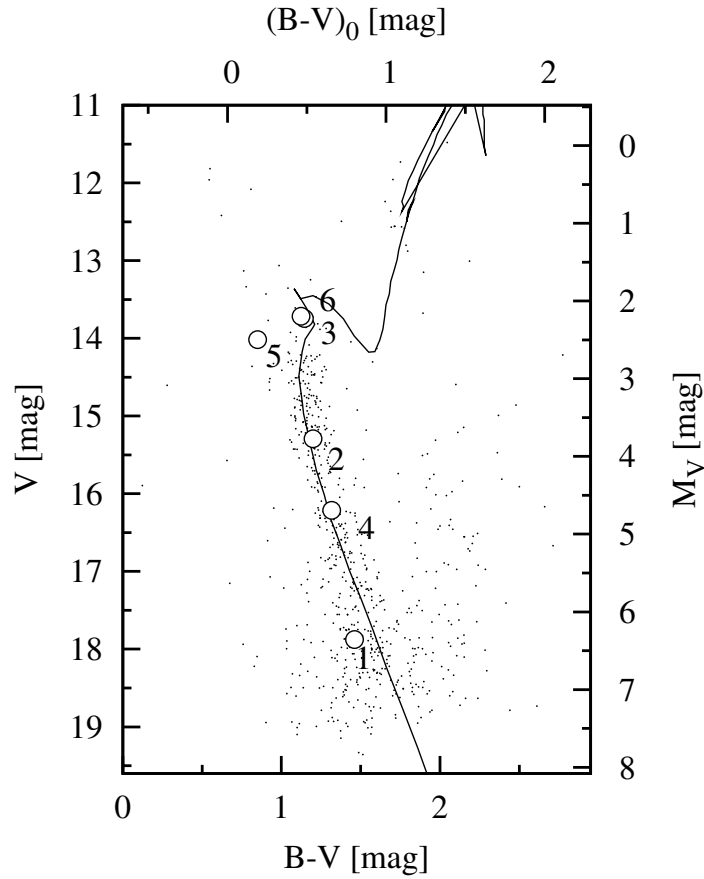
karłów takich masach masach nie należy oczekiwać gwiazd zmiennych pulsujących.

Zmienność gwiazdy V3 była raportowana w pracy Szabo (1999). Autor określił amplitudę zmian jasności w V na 0,01–0,02 mag z okresem bliskim jednej dobie. Korzystając z opublikowanej fotometrii (Patat i Carraro 1995) i zakładając przynależność gwiazdy do gromady, badacz określił jej typ widmowy na wczesny F. Zebrane informacje pozwoliły na postawienie tezy, że gwiazda ta może być zmienną typu γ Doradus.

W świetle zebranego w niniejszej pracy materiału obserwacyjnego zmienna V3 charakteryzuje się amplitudą zmian jasności 0,02 mag zarówno w filtrze B, jak i V. W maksimum blasku osiąga 13,74 mag w V, a wskaźnik barwy ($B - V$) wynosi 1,15 mag. W wyniku próby fazowania krzywej blasku otrzymuje się okres zmienności równy około 23 godziny, jednakże do jego dokładnego wyznaczenia potrzebne są obserwacje pokrywające dłuższy przedział czasowy.

Gwiazda V3 położona jest na ścieżce ewolucji członków gromady tuż za punktem odejścia od ciągu głównego. Zakładając, że należy ona do gromady, typ widmowy określony na podstawie jasności absolutnej i niepoczerwienionego wskaźnika barwy jest zgodny z literaturowymi sugestiami i jest to wczesny typ F. Byłoby to z kolei w zgodzie z proponowanym typem zmienności γ Doradus. Analizowana zmienna położona jest w centrum gromady, czego można się spodziewać po gwiazdach najbardziej masywnych w wyewoluowanych dynamicznie gromadach. Całkiem możliwe jest zatem, że gwiazda V3 jest członkiem gromady NGC 7762.

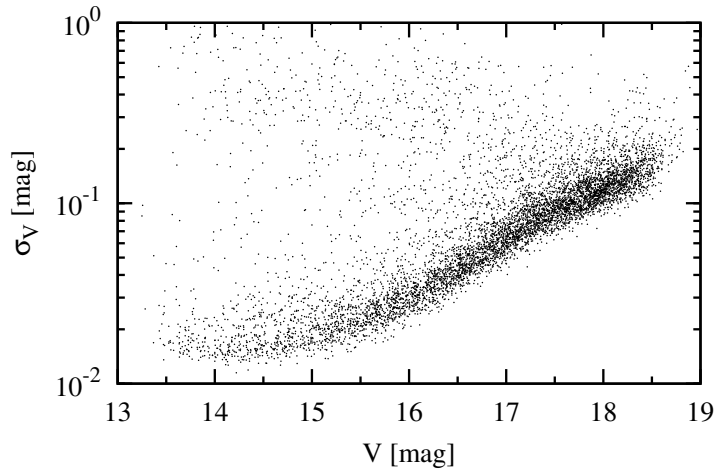
Gwiazda V4 to kontaktowy układ zaćmieniowy położony w niewielkiej odległości od centrum gromady. Zmienność tej gwiazdy była już raportowana w pracy Szabo (1999), w ramach której monitorowano centralną część gromady ($4' \times 6'$) przez trzy kolejne noce. Niewielka dokładność zebranej wówczas fotometrii pozwoliła zarejestrować zmiany jasności omawianej gwiazdy jedynie w czasie jednej nocy. Autor wyznaczył amplitudę zmian jasności w filtrze V na 0,1 mag i na podstawie wyglądu krzywej blasku zasugerował, że jest to układ zaćmieniowy. Materiał obserwacyjny zebrany w czasie pozostałych dwóch nocy ani nie potwierdził, ani nie zaprzeczył zarejestrowanej przez badacza zmienności.



Rysunek 8.6: Diagram barwa-jasność obszaru gromady NGC 7762 wraz z dopasowaną teoretyczną izochroną. Wykryte w obrębie gromady gwiazdy zmienne zaznaczono okręgami oznaczonymi numerami według tabeli 8.3.

Krzywa blasku zmiennej V4, prezentowana w niniejszej pracy, wskazuje, że zmiany blasku zachodzą w okresie około 8 godzin z amplitudą $\Delta V = 0,11$ mag. W maksimum jasności gwiazda osiąga 16,21 mag w V, a jej wskaźnik barwy (B-V) wynosi 1,32 mag. Szabo (1999) podając za pracę Patat i Carraro (1995) określił wskaźnik barwy ($B - V$) badanej gwiazdy na 1,53 mag. W niniejszym przeglądzie gwiazda ta wydaje się być o 0,2 mag bardziej niebieska. Amplituda w filtrze B okazała się być o 0,03 mag większa wskazując, że w minimum jasności zmienna jest nieznacznie czerwiejsza. Morfologia sfazowanej krzywej blasku w filtrze V jasno wskazuje, że minimum wtórne jest nieznacznie płytsze od głównego o około 0,008 mag. Zmienna V4 położona jest w bezpośredniej bliskości ciągu głównego gromady oraz dopasowanej teoretycznej izochrony. Może to świadczyć, że zmienna V4 należy do gromady NGC 7762.

Krzywa zmian blasku gwiazdy V5 wskazuje, że jest to układ zaćmieniowy typu β Lyrae o okresie powyżej doby. Próba sfazowania surowej krzywej blasku wskazuje na okres około



Rysunek 8.7: Diagram przedstawiający zależność błędów fotometrycznych σ_V (odchylenie standardowe średniej arytmetycznej) w zależności od średniej jasności V dla gromady NGC 6939.

4,75 dnia. W maksimum blasku zmienna osiąga 14,02 mag w V . Amplituda zmian blasku w tym samym filtrze wynosi 0,22 mag. Wskaźnik barwy ($B - V$) w maksimum wynosi 0,85 mag. Amplituda zmian blasku w filtrze B wydaje się być o 0,04 mag większa, co wskazuje na zmiany wskaźnika barwy skorelowane z fazą. Na diagramie barwa-jasność zmienna ta jest położona w znacznej odległości od izochrony gromady w kierunku gwiazd o mniejszej wartości wskaźnika barwy. Sugeruje to, że gwiazda ta nie jest członkiem gromady.

Zmienna $V6$ cechując się zmianami blasku o niewielkiej amplitudzie ocenionej na podstawie zebranych obserwacji na 0,04 mag w V i okresie rzędu kilku dni. W czasie pierwszych dwóch nocy jej jasność stopniowo wzrastała osiągając maksimum trzeciej nocy. Jasność jej wynosiła wówczas 13,72 mag w V , a wskaźnik barwy ($B - V$) był równy 1,12 mag. Zarejestrowana amplituda zmian blasku w V wyniosła 0,035 mag, a w B 0,040 mag, przez co gwiazda wydała się nieznacznie bardziej czerwona w minimum blasku. Badana gwiazda położona jest 7' od centrum gromady NGC 7762. Na diagramie barwa-jasność lokuje się w pobliżu zmiennej $V3$, co przy założeniu, że faktycznie jest składnikiem gromady, sugerowałoby podobny charakter zmienności. Choć w świetle zebranego materiału jednoznaczna klasyfikacja badanej zmiennej nie jest możliwa, to jednak zasugerować można, że jest to zmienna typu γ Doradus o okresie rzędu kilku dni.

8.4 NGC 6939

Kolejną obserwowaną gromadą jest NGC 6939 (OCL 217) położona w gwiazdozbiorze Cefeusza. Jej centrum lokuje się w punkcie o współrzędnych $\alpha=20:31:30$, $\delta=+60:39:22$, a we współrzędnych

galaktycznych $l = 95,9^\circ$, $b = 12,3^\circ$. Historia badań gromady oraz jej struktura i podstawowe parametry fizyczne zostały opisane w podrozdziale C.33. Wyznaczony promień całkowity gromady jest równy $15,2'$, a promień jądra wynosi $2,16'$. Wiek gromady został wyznaczony na podstawie dopasowania izochrony na około 1,25 miliarda lat, poczerwienienie $E(B - V)$ na $0,4_{-0,1}^{+0,2}$ mag, a widomy moduł odległości $m_V - M_V$ na $12,15_{-0,72}^{+0,56}$ mag. Zakładając typowy stosunek ekstynkcji międzygwiazdowej całkowitej do selektywnej $R = 3,1$, wyznaczona odległość wyniosła $1,6_{-0,6}^{+0,7}$ kpc. Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,0 \pm 0,5$ nie odbiega od wartości uniwersalnej równej $1,3 \pm 0,3$ (Kroupa 2001).

Monitoring gromady przeprowadzono w ciągu sześciu nocy: 22–24 marca i 2–4 maja 2006 roku. W tym czasie zebrano łącznie 98 ekspozycji w filtrze V oraz 30 w filtrze B (23 godziny monitoringu). Obserwacje wykonywano na stosunkowo dużych odległościach zenitalnych, co znalazło swoje negatywne odbicie w jakości fotometrii i zasięgu monitoringu. Na rys. 8.7 przedstawiono zależność błędów fotometrycznych σ_V od średniej jasności V. Błędy te zostały wyznaczone jako odchylenia standardowe średniej arytmetycznej jasności 7000 gwiazd. Dla gwiazd o jasnościach $V < 15$ mag dokładność fotometrii mieści się w granicach 0,01–0,02 mag. Dla gwiazd słabszych błąd rośnie zgodnie z zależnością potęgową przekraczając 0,1 mag dla gwiazd o jasnościach z przedziału 17,5–18 mag.

Robb i Cardinal (1998) poszukiwali w NGC 6939 gwiazd zmiennych. W ciągu 16 nocy zebrali fotometrię w filtrze R dla 215 gwiazd położonych w centralnej części gromady o rozmiarach około $4' \times 4'$. Autorzy wykryli 6 gwiazd zmiennych – 3 leżące w obszarze czerwonych olbrzymów i 3 układy zaćmieniowe. Dwie z nich – s63 i s154 – udało się potwierdzić i w niniejszej pracy otrzymały oznaczenia odpowiednio V6 i V5. Zmienność pozostałych gwiazd raportowanych w cytowanej pracy nie została wykryta. Zmienna s98, która jest algolem o okresie 3,6 dnia, okazała się mieć stałą jasność podczas przeprowadzonego monitoringu. Z kolei czerwona zmienna s11 okazała się za jasna i z racji saturacji została pominięta w niniejszej pracy. Dla pozostałych dwóch zmiennych – s28 i s33 – zebrane dane okazały się zbyt niskiej jakości, aby potwierdzić ich zmienność.

W monitorowanym obszarze wokół gromady wykryto 24 gwiazdy przejawiające zmiany jasności. W obrębie gromady położonych jest 10 z nich.

Szczegółowe informacje o gwiazdach zmiennych wykrytych w obrębie gromady NGC 6939 zestawiono w tabeli 8.4. Ich krzywe blasku przedstawiono na rys. 8.8. Trzy z nich – V4, V7 i V9 – to stosunkowo jasne gwiazdy przejawiające zmiany jasności w dłuższych skalach czasowych. Charakteryzują się one dużą wartością wskaźników barwy ($B - V$), co wskazuje, że są to czerwone gwiazdy pulsujące półregularne lub nieregularne. Na diagramie barwa-jasność obszaru gromady (rys. 8.9) gwiazdy te są ulokowane daleko od ścieżki ewolucyjnej składników gromady. Ponadto wszystkie trzy zmienne są położone w znacznej odległości od centrum gromady. Zatem stwierdzić można, że zmienne V4, V7 i V9 nie są związane fizycznie

Tabela 8.4: Lista gwiazd zmiennych wykrytych w obrębie gromady NGC 6939. Oznaczenia takie jak w przypadku tabeli 8.2.

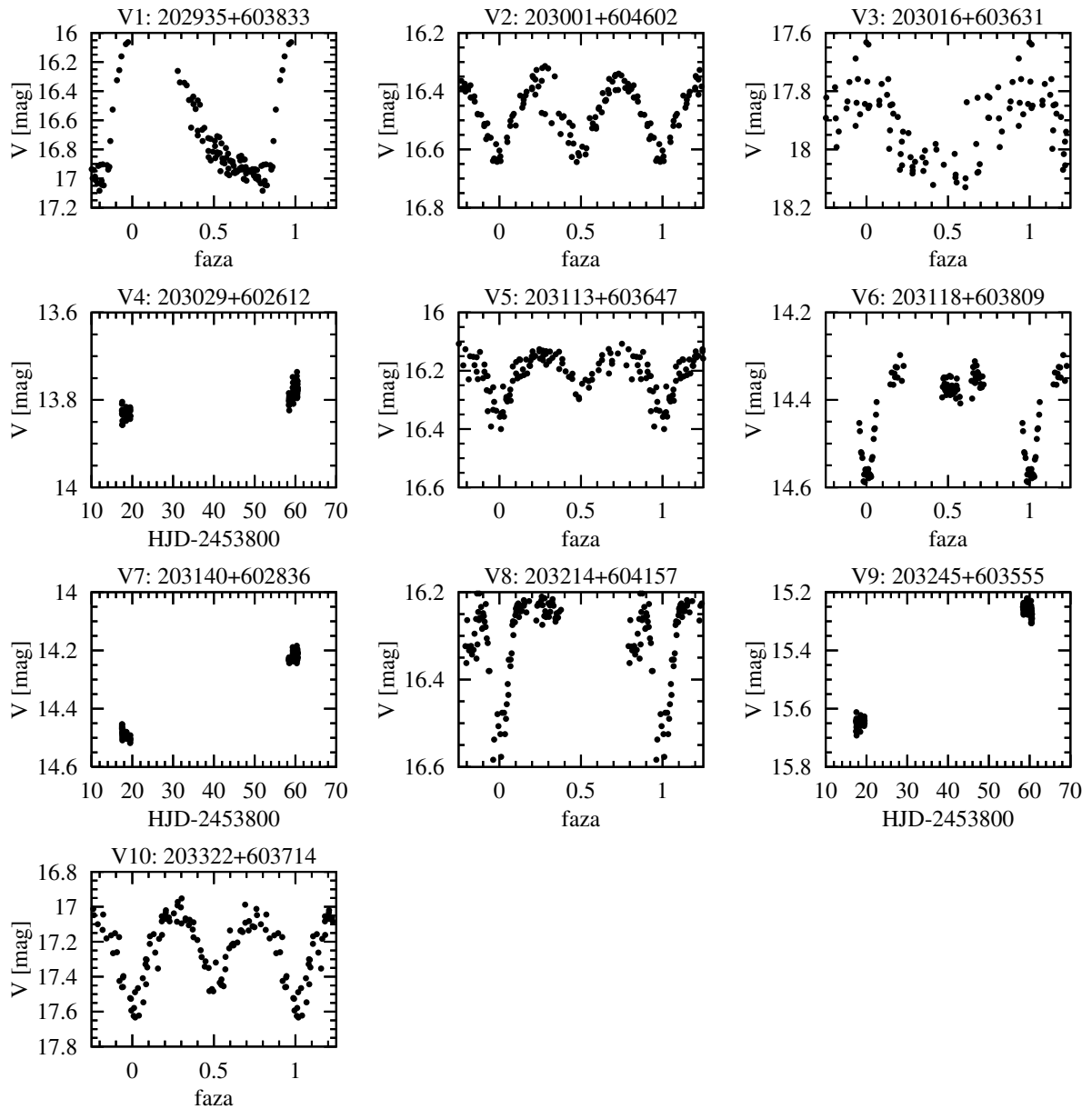
Ozn.	Współrzędne J2000,0	V_{max} [mag]	$(B-V)_{max}$ [mag]	ΔV [mag]	ΔB [mag]	P [dzień]	$T_0 - 2453000$ [HJD]	typ
V1	202935+603833	16,12	0,77	0,91	0,91	0,530546	818,2385	RRAB
V2	203001+604602	16,35	1,25	0,30	0,33	0,359906	818,1550	EW
V3	203016+603631	17,75	1,43	0,36	0,30	0,108144	817,7300	DSCT
V4	203029+602612	13,77	2,02	0,06	0,05	-	-	MISC
V5	203113+603647	16,14	1,18	0,24	0,27	0,354988	817,8544	EB
V6	203118+603809	14,33	0,85	0,23	0,23	4,954	829,6880	EA
V7	203140+602836	14,22	1,87	0,29	0,31	-	-	MISC
V8	203214+604157	16,20	1,14	0,28	0,32	1,241542	819,6242	EA
V9	203245+603555	15,25	2,04	0,40	0,43	-	-	MISC
V10	203322+603714	17,02	1,10	0,56	0,63	0,295133	817,7000	EW

z gromadą NGC 6939.

W obszarze gromady odnaleziono również dwie gwiazdy pulsujące regularne. Zmienna V1 cechuje się morfologią krzywej blasku typową dla gwiazd typu RR Lyrae o asymetrycznej krzywej jasności (podtyp RRAB). Położenie tej gwiazdy na diagramie barwa-jasność wskazuje, że nie może ona należeć do gromady NGC 6939. Z kolei zmienna V3 to krótkookresowa gwiazda pulsująca o okresie około 2,5 godziny. Kształt sfazowanej krzywej blasku sugeruje, że jest to zmienna typu δ Scuti. Także i w jej przypadku, położenie na diagramie barwa-jasność nie pozostawia wątpliwości, że zmienna V3 jest gwiazdą tła galaktycznego.

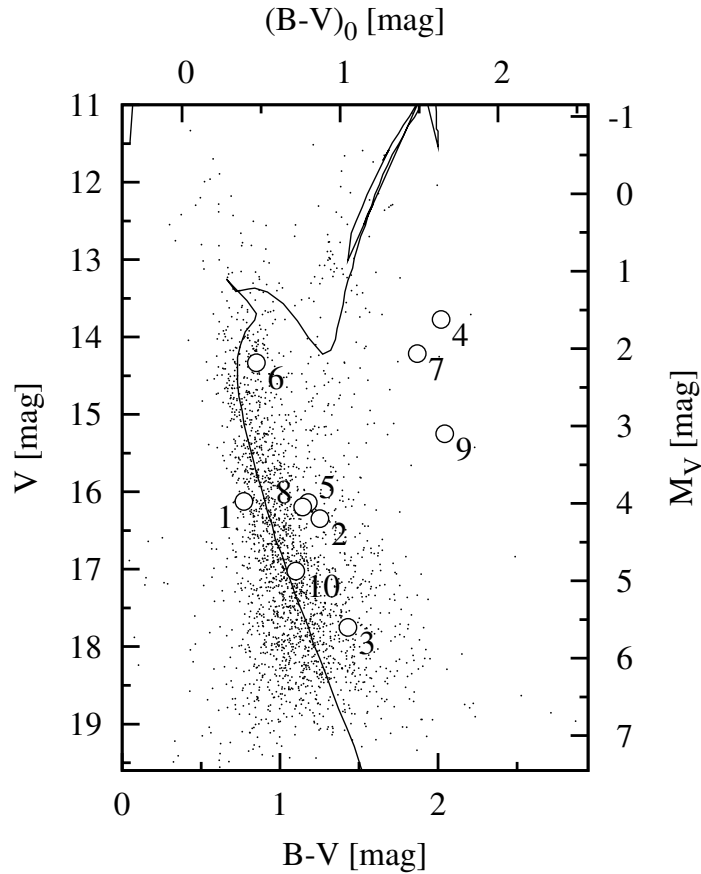
Pozostałe 5 wykrytych gwiazd zmiennych to układy zaćmieniowe. Gwiazda V2 to układ kontaktowy (EW) o okresie ponad 8 godzin i amplitudzie $\Delta V = 0,3$ mag. Jej sfazowana krzywa blasku została pokryta punktami pomiarowymi w zadowalającym stopniu, choć widoczny jest znaczny rozrzut punktów na gałęzi spadku jasności po pierwszym maksimum. Wykonane pomiary wskazują, że amplituda zmian blasku jest większa w filtrze B o 0,03 mag w porównaniu z filtrem V. Świadczy to, że układ staje się bardziej czerwony w momencie zaćmienia.

Zmienna V5 stanowi krótkookresowy układ półrozdzielony (EB) o okresie nieco ponad 8 godzin. W minimum głównym jej jasność w filtrze V spada o 0,24 mag i 0,27 mag w B. Natomiast w minimum wtórnym następuje spadek jedynie o 0,13 mag w V i 0,17 mag w B. Stwierdzić zatem można zmiany koloru układu wraz z fazą – w minimach badana gwiazda staje się bardziej czerwona, przy czym w minimum wtórnym ten efekt wydaje się być nieznacznie silniejszy niż w minimum głównym. Robb i Cardinal (1998) sklasyfikowali analizowaną gwiazdę jako układ kontaktowy. Ponadto autorzy korzystając z relacji wiążącej jasność absolutną, okres i odczerwieniony wskaźnik barwy ($B - V$) układów kontaktowych (Ruciński i Duerbeck 1997) stwierdzili, że system należy do gromady NGC 6939.



Rysunek 8.8: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych na niebie w obrębie gromady NGC 6939. Numeracja zgodna z tabelą 8.4.

Gwiazda V6 jest układem zaćmieniowym typu EA. Zaobserwowano jedynie jedno minimum, więc wyznaczenie okresu zmian blasku jest niemożliwe. Zmienność tej gwiazdy została odkryta w pracy Robb i Cardinal (1998), w której figuruje pod nazwą s63. Badacze wyznaczyli okres na 4,954(3) doby. Choć autorzy nie podają głębokości minimów, z wykresów odczytać można, że głębokość minimum głównego wynosi około 0,32 mag, a wtórnego 0,2 mag. Na podstawie materiału zebranego w niniejszej pracy wyznaczona głębokość zaobserwowanego



Rysunek 8.9: Diagram barwa-jasność obszaru gromady NGC 6939 wraz z dopasowaną teoretyczną izochroną. Wykryte w obrębie gromady gwiazdy zmienne zaznaczono okręgami oznaczonymi numerami według tabeli 8.4.

minimum wyniosła 0,23 mag w obu filtrach, po czym wnioskować można, że było to minimum wtórne. Krzywą blasku, przedstawioną na rys. 8.8, sfazowano z okresem literaturowym.

Zmienna V8 to kolejny układ zaćmieniowy wykryty w obszarze gromady NGC 6939. Charakterystyczny kształt zaćmienia wskazuje, że jest to algol (EA). Wstępnie wyznaczony okres zmian jasności wynosi blisko 30 godzin, choć do jego ostatecznego zweryfikowania wymagane są dalsze obserwacje. Obserwowane było jedynie minimum główne, w którym jasność w filtrze V spada o 0,28 mag. W filtrze B amplituda jest nieznacznie większa i wynosi 0,32 mag wskazując na poczerwienie układu w czasie zaćmień.

Ostatnim wykrytym w gromadzie układem zaćmieniowym jest zmienna V10, która została sklasyfikowana jako układ kontaktowy (EW). Zmiany jasności zachodzą z okresem około 7 godzin oraz amplitudą 0,56 mag w V i 0,63 mag w B. Widoczna jest wyraźnie zmiana wskaźnika barwy układu w zależności od fazy orbitalnej – w momencie minimum głównego gwiazda

wyduje się czerwiejsza o 0,07 mag. Głębokość minimum wtórnego jest mniejsza i wynosi 0,40 mag w V i 0,54 mag w B, a układ wydaje się być jeszcze bardziej czerwony ($\Delta(B - V) = 0,14$ mag).

Wszystkie powyżej opisane układy zaćmieniowe są położone w pobliżu teoretycznej izochrony i zanurzone są w ciągu głównym gromady. Dlatego jest bardzo prawdopodobne, że należą do gromady NGC 6939.

8.5 Układy zaćmieniowe w badanych gromadach

W obszarze gromady NGC 2266 nie wykryto ani jednego układu zaćmieniowego. Ilość obserwowanych gwiazd gromady została oszacowana na podstawie oczyszczonego diagramu barwa-jasność na około 240. Wydajność przeglądu w wykrywaniu układów zaćmieniowych wyniosła średnio jeden na około 600 monitorowanych gwiazd. Ruciński (2004) podaje, że częstość występowania układów kontaktowych w starych gromadach otwartych waha się od 1/500 do 1/1000, tak więc brak detekcji tego typu gwiazd zmiennych może zostać uznany za usprawiedliwiony.

W pozostałych dwóch gromadach – NGC 7762 i NGC 6939 – wykryto układy zaćmieniowe, które potencjalnie mogą należeć do populacji gwiazd tych gromad. W przypadku gwiazd kontaktowych (EW) i krótkookresowych półrozdzielonych (EB), możliwe zweryfikowanie ich przynależności za pomocą empirycznej relacji wiążącej jasność absolutną M_V^{EW} , niepoczerwieniony wskaźnik barwy $(B - V)_0$ i okres P układów kontaktowych (Ruciński i Duerbeck 1997, Ruciński 2004) w postaci

$$M_V^{EW} = -4,44 \log P + 3,02(B - V)_0 + 0,12. \quad (8.1)$$

Jeśli założyć, że dany układ należy do gromady, możliwe staje się wyznaczenie jego jasności absolutnej M_V^{EW} . Okres P jest wyznaczony z monitoringu fotometrycznego, a niepoczerwieniony wskaźnik barwy $(B - V)_0$ jest obserwowanym wskaźnikiem barwy $(B - V)$ gwiazdy znanym z obserwacji dwubarwnych, pomniejszonym o wpływ ekstynkcji międzygwiazdowej w kierunku do gromady, która z kolei została wyznaczona z analizy diagramu barwa-jasność. Typowa niepewność kalibracji podanej wzorem (8.1) wynosi około $\pm 0,25$ mag² (Ruciński 2004). Do tego należy dodać wkład od niepewności związanej z wyznaczeniem wartości poczerwienienia do gromady. Niepewność tą wykorzystano przy rachunku błędu.

Z drugiej strony jasność absolutną układu można wyznaczyć – naturalnie zakładając, że należy do gromady – na podstawie informacji o jego jasności obserwowanej m_V , obserwowanym

²W oryginalnej pracy (Ruciński i Duerbeck 1997), z której pochodzi kalibracja, dla kilku systemów odnotowano znacznie większe odchyłki sięgające nawet 0,5 mag, a z ich uwzględnieniem średnia wartość odchyłki wyniosła 0,35 mag.

Tabela 8.5: Jasności absolutne układów kontaktowych występujących w obszarze gromady NGC 6939 wyliczone dwoma sposobami opisanymi w tekście.

Ozn.	M_V^{EW} [mag]	M_V^{izo} [mag]
V2	$4,7_{-0,3}^{+0,5}$	$4,2_{-0,7}^{+0,6}$
V5	$4,5_{-0,3}^{+0,5}$	$4,0_{-0,7}^{+0,6}$
V10	$4,7_{-0,3}^{+0,5}$	$4,9_{-0,7}^{+0,6}$

module odległości $V - M_V$ i poczerwienieniu $E(B - V)$ gromady według wzoru

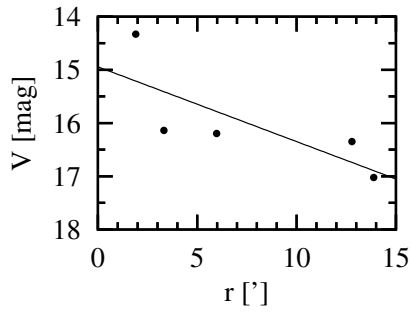
$$M_V^{izo} = m_V - (V - M_V). \quad (8.2)$$

Jeśli otrzymane dwoma powyższymi metodami wartości jasności absolutnej układu są ze sobą porównywalne w granicach błędu, wówczas można uznać, że poczynione założenie o przynależności układu do gromady jest bardzo prawdopodobne.

W obszarze zajmowanym przez gromadę NGC 7762 odnaleziono tylko jeden układ kontaktowy oznaczony jako V4. Jego jasność absolutna wyznaczona według wzoru (8.1) wynosi $M_V^{EW} = 4,2_{-0,3}^{+0,2}$. Jasność absolutna wyliczona według wzoru (8.2) wynosi $M_V^{izo} = 4,7_{-0,8}^{+0,4}$ mag. Jak widać, obie wartości są ze sobą zgodne w granicach błędu, dlatego można wnioskować, że analizowany układ należy do gromady NGC 7762.

Ostatnia z monitorowanych gromad – NGC 6939 – okazała się być najbardziej bogata w układy zaćmieniowe. W jej obrębie wykryto ich łącznie pięć – dwa algole, jeden układ półrozdzielony o okresie poniżej jednego dnia oraz dwa układy kontaktowe. Położenie tych gwiazd na diagramie barwa-jasność gromady sugeruje, że wszystkie mogą należeć do gromady. W celu weryfikacji przynależności do gromady układów kontaktowych i układu półrozdzielonego o okresie poniżej jednej doby skorzystano z procedury opisanej powyżej. Otrzymane wyniki zebrano w tabeli 8.5. Jak widać, dla wszystkich badanych układów wyniki otrzymane obiema metodami zazębiają się w granicach błędów. Wnioskować zatem można, że układy te należą do gromady NGC 6939.

Oszacowana liczba monitorowanych gwiazd wchodzących w skład NGC 6939 wyniosła blisko 900, tak więc można stwierdzić, że gromada cechuje się bogatą populacją układów podwójnych, znacznie powyżej średniej. Warto odnotować, że zauważalny jest związek między jasnością obserwowaną wykrytych układów podwójnych a ich odległością od centrum, co zostało przedstawione na rys. 8.10. Linia ciągłą zaznaczono relację liniową dopasowaną metodą najmniejszych kwadratów. Współczynnik korelacji wyniósł 0,77. Większa jasność obserwowana układu to jednocześnie większa jego masa całkowita. Spodziewać się zatem można, że bardziej masywne układy podwójne, podobnie jak pojedyncze gwiazdy gromady, na skutek efektu segregacji masy będą skupiały się w centrum. Z kolei systemy mniej masywne będą okupować obszary zewnętrzne.



Rysunek 8.10: Zależność jasności układów zaćmieniowych wykrytych w gromadzie NGC 7762 od ich odległości od centrum gromady.

8.6 Statystyka wykrytych zmiennych

W czterech obserwowanych polach monitoringowi jasności poddano łącznie 19114 gwiazd. Wśród nich 81 okazało się gwiazdami zmiennymi. Średnia wydajność przeglądu wyniosła jedna zmienna na 240 obserwowanych gwiazd. Zbliżone proporcje uzyskuje się w szerokokątnych przeglądach o zasięgu do 14–15 mag takich jak SAVS (wybrane fragmenty nieba) czy ASAS (monitorowane całą półkula południowa nieba). W przypadku pierwszego z nich było to średnio nawet jedna zmienna na 160 monitorowanych gwiazd.

W tabeli 8.6 zamieszczono szczegółowe zestawienie ilości poszczególnych typów gwiazd zmiennych wykrytych w kolejnych monitorowanych polach (szczegółowe informacje o poszczególnych zmiennych zostały zebrane w dodatku D). Największą część stanowią gwiazdy o nieokreślonym typie zmienności (MISC). Spośród wykrytych zmiennych było ich ponad 40%. Z wcześniejszych doświadczeń zebranych w przeglądzie SAVS można było spodziewać się większego udziału tych gwiazd w próbce (Maciejewski i Niedzielski 2002, Maciejewski i in. 2002, Maciejewski i in. 2003a, Maciejewski i in. 2003b, Niedzielski i in. 2003, Maciejewski i in. 2004, Maciejewski i Niedzielski 2005). Z racji tego, że monitoring nakierowany był na zmienne krótkookresowe, okres czasu pokryty obserwacjami nie przekraczał 25 dni. Dlatego też część zmiennych o charakterystycznym czasie zmian blasku powyżej kilkunastu bądź kilkudziesięciu dni nie została wykryta.

Około 36% zmiennych stanowią układy zaćmieniowe. Znaczną część spośród nich – podobnie jak w przeglądzie SAVS – stanowią układy kontaktowe.

Gwiazdy pulsujące krótkookresowe ($P < 10$ dni) stanowią grupę gwiazd najrzadziej występujących. Łącznie gwiazdy te stanowią blisko blisko 17% próbki. Udział procentowy poszczególnych typów jest zbliżony do wyników uzyskanych w przeglądzie SAVS. Jednak wyjątek stanowią gwiazdy pulsujące o okresach $P < 0,02$ dnia, które w głębokim polach występowały blisko pięciokrotnie częściej.

Tabela 8.6: Zestawienie ilości poszczególnych typów gwiazd zmiennych wykrytych w kolejnych monitorowanych polach.

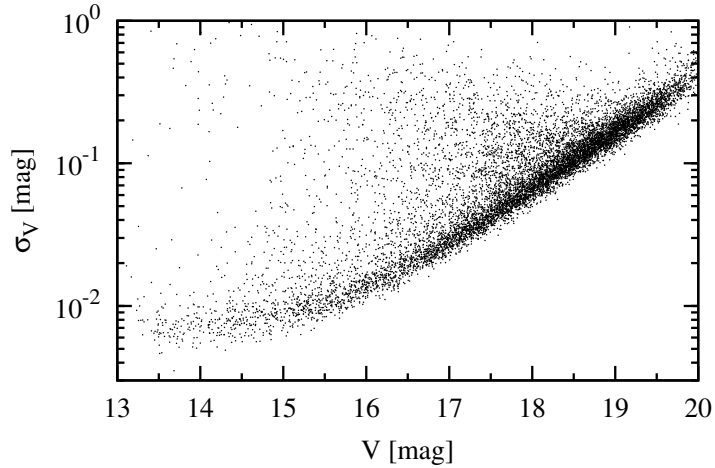
Typ	NGC 2266	NGC 7762	NGC 6939	Suma	Udział [%]	SAVS [%]
DSCT	2	1	3	6	7,8	1,6
RRAB	0	1	2	3	3,9	2,4
RRC	0	1	0	1	1,3	0,8
DCEP	0	2	1	3	3,9	3,2
MIRA	0	2	0	2	2,6	0,8
EA	1	2	2	5	6,5	8,0
EB	0	4	2	6	7,8	5,6
EW	5	5	7	17	22,1	17,6
MISC	12	15	7	34	44,1	60,0
Suma	20	33	24	77	100,0	100,0

8.7 Pole gromady Trumpler 3

Gromada Trumpler 3 została wytypowana do monitoringu jako obiekt o stosunkowo młodym wieku. Baza internetowa WEBDA podaje jej wiek równy około 200 mln lat, poczerwienienie $E(B-V) = 0,22$ mag oraz odległość 450 pc. Dane te pochodzą z przeglądu gromad otwartych przeprowadzonego przez Kharchenko i in. (2005). Szacowany rozmiar gromady według danych katalogowych wynosi 14 minut łuku (Dias i in. 2002).

Obiekt ten trafił początkowo do prezentowanego w niniejszej pracy dwubarwnego przeglądu gromad otwartych, jednak został z niego wycofany, ponieważ na podstawie otrzymanego materiału fotometrycznego nie można było jednoznacznie potwierdzić lub zaprzeczyć, że Trumpler 3 jest rzeczywistą gromadą i wymagane są dalsze badania poszerzone o fotometrię wielobarwną i spektroskopię. Mimo to obszar wokół tej gromady trafił do programu poszukiwania gwiazd zmiennych w głębokich polach, a uzyskane wyniki zostały włączone do tej pracy z uwagi na zebrany bogaty materiał obserwacyjny i interesujące rezultaty.

Centrum pola Trumpler 3 umiejscowione jest w gwiazdozbiornie Kasjopei w punkcie o współrzędnych $\alpha=03:11:48$, $\delta=+63:10:00$ czyli 4,6 stopnia powyżej płaszczyzny Galaktyki i na 138 stopniu długości galaktycznej. Obserwacje wykonano w czasie czterech następujących po sobie nocy 27–30 października 2005 roku. Dodatkowo wykorzystano ekspozycje z 6 października wykonane na potrzeby dwubarwnego przeglądu gromad. Łącznie dysponowano 59 ekspozycjami w filtrze V i 55 w B (23 godziny monitoringu). Na rys. 8.11 przedstawiono zależność błędów fotometrycznych σ_V od średniej jasności V. Błędy te zostały wyznaczone jako odchylenia standardowe średniej arytmetycznej jasności dla 10300 monitorowanych gwiazd. Dla gwiazd o jasnościach $V < 15$ mag dokładność fotometrii mieści się w granicach 0,006–0,010 mag. Dla gwiazd słabszych błąd rośnie zgodnie z zależnością potęgową przekraczając 0,1 mag dla gwiazd



Rysunek 8.11: Diagram przedstawiający zależność błędów fotometrycznych σ_V (odchylenie standardowe średniej arytmetycznej) w zależności od średniej jasności V dla obszaru Trumpler 3.

o jasnościach z przedziału 18–18,5 mag.

W monitorowanym polu wykryto 61 gwiazd zmiennych. Ich listę zebrano w formie tabeli 8.7, a krzywe blasku wykreślono na rysunkach 8.12–8.16. 22 z nich to zmienne o nieokreślonym typie zmienności oznakowane jako MISC. Cztery z nich – V8, V21, V27 i V28 – cechują się znaczną wartością wskaźnika barwy ($B - V$) $> 1,7$, więc mogą to być czerwone gwiazdy pulsujące półregularnie lub nieregularnie.

Tabela 8.7: Lista gwiazd zmiennych wykrytych w polu Trumpler 3. Oznaczenia takie jak w tabeli 8.2.

Ozn.	Współrzędne J2000,0	V_{max} [mag]	$(B-V)_{max}$ [mag]	ΔV [mag]	ΔB [mag]	P [dzień]	$T_0 - 2453000$ [HJD]	typ
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
V1	030833+623944	14,344	0,875	0,104	0,108	0,422538	51,4766	RRC
V2	030911+632524	15,375	1,043	0,112	0,118	-	-	EA
V3	030913+631215	15,526	1,052	0,085	0,101	0,626606	50,4730	EW
V4	030914+630511	16,973	1,536	0,178	0,215	-	-	MISC
V5	030925+630359	16,309	1,147	0,048	0,065	2,579314	57,1772	DCEP:
V6	030927+630632	16,182	1,137	0,074	0,080	4,209640	63,9417	DCEP:
V7	030929+633647	15,602	1,363	0,100	0,092	-	-	MISC
V8	030931+631554	14,248	2,307	0,059	0,064	-	-	MISC
V9	030934+633941	14,794	1,198	0,314	0,386	-	-	EA
V10	030939+631453	16,821	1,307	0,602	0,635	0,407241	51,2936	EB

Ciąg dalszy na następnej stronie

Tabela 8.7 – ciąg dalszy

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
V11	030950+631618	15,198	1,171	0,043	0,073	0,644828	72,1780	EW/EB
V12	030950+632258	15,283	1,087	0,036	0,037	-	-	MISC
V13	031017+624552	15,426	0,972	0,040	0,047	-	-	MISC
V14	031024+633012	15,717	1,066	0,465	0,377	-	-	MISC
V15	031029+633141	14,726	0,933	0,050	0,058	0,754945	51,7959	RRC
V16	031034+631633	16,045	1,053	0,083	0,107	3,028468	59,2843	DCEP
V17	031034+632343	15,507	1,113	0,042	0,065	0,477852	51,5126	EW
V18	031044+631619	16,390	1,156	0,105	0,114	0,632051	52,1395	RRC
V19	031049+630518	15,337	1,013	0,115	0,105	0,315219	51,5363	RRC
V20	031050+630020	16,075	1,162	0,236	0,245	0,627950	52,5682	RRC
V21	031050+630808	14,335	2,163	0,028	0,026	-	-	MISC
V22	031105+624912	17,592	1,494	0,272	0,258	0,725268	51,3557	EB/EW
V23	031110+631934	14,938	0,914	0,070	0,073	0,742418	52,6087	RRAB
V24	031132+630643	15,293	1,091	0,037	0,044	-	-	MISC
V25	031134+625328	14,716	1,027	0,068	0,058	-	-	MISC
V26	031136+630855	16,067	1,088	0,065	0,071	-	-	MISC
V27	031141+625057	14,620	1,767	0,019	0,021	-	-	MISC
V28	031145+631342	14,585	1,984	0,122	0,186	-	-	MISC
V29	031145+631550	14,808	0,914	0,043	0,051	2,817695	55,9935	DCEP:
V30	031145+633240	14,209	0,840	0,075	0,086	0,681477	52,1064	RRC
V31	031148+632927	16,119	1,064	0,134	0,151	3,243594	59,4880	DCEP:
V32	031153+625956	15,227	0,937	0,054	0,059	-	-	MISC
V33	031157+630829	17,198	-	0,628	-	-	-	MISC
V34	031159+631417	15,998	1,078	0,063	0,068	-	-	MISC
V35	031200+631343	14,663	0,904	0,056	0,061	1,723692	56,0556	EW
V36	031201+625655	17,242	1,137	0,685	0,695	0,450207	51,6684	EB
V37	031204+632713	14,629	1,062	0,078	0,065	-	-	MISC
V38	031209+631056	14,902	1,079	0,050	0,052	0,742225	51,2428	EW
V39	031209+631211	15,271	0,945	0,098	0,123	-	-	MISC
V40	031213+630133	15,789	1,110	0,088	0,109	0,512020	51,9856	RRC
V41	031214+633120	14,903	1,044	0,108	0,127	0,558722	52,2587	RRC
V42	031230+631541	15,284	1,015	0,150	0,146	0,567006	52,0471	RRC
V43	031303+632154	16,650	1,193	0,079	0,130	0,576518	52,7308	EW
V44	031304+633436	14,911	0,916	0,108	0,139	-	-	MISC
V45	031306+624849	13,436	0,853	0,085	0,103	-	-	MISC
V46	031307+631128	17,393	1,124	0,359	0,479	0,488520	51,8485	EW
V47	031307+634244	16,715	1,338	0,899	1,208	1,229559	53,9328	DCEP
V48	031312+631905	14,030	1,067	0,049	0,057	-	-	MISC
V49	031315+631929	15,273	1,016	0,136	0,146	1,283368	54,0129	DCEP

Ciąg dalszy na następnej stronie

Tabela 8.7 – ciąg dalszy

(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
V50	031316+631527	14,754	0,924	0,091	0,127	0,675744	52,6062	RRC
V51	031335+630208	15,828	0,896	0,218	0,220	-	-	EA
V52	031347+624341	15,822	1,543	0,173	0,227	0,531604	51,9904	EW
V53	031347+632058	13,680	1,250	0,486	0,643	2,758240	59,4627	DCEP
V54	031350+634256	16,108	1,095	0,682	0,698	-	-	EB:
V55	031420+630310	15,193	1,139	0,120	0,153	-	-	MISC
V56	031423+633850	16,690	1,303	0,142	0,134	0,388395	51,4107	EW
V57	031425+625319	14,566	1,062	0,099	0,082	0,636760	52,3429	EW
V58	031436+625217	16,374	1,149	0,139	0,152	-	-	MISC
V59	031452+630600	15,448	1,328	0,175	0,204	2,844950	59,3147	DCEP
V60	031455+623855	14,040	1,152	0,360	0,386	-	-	EA
V61	031457+631105	17,131	1,086	0,098	0,128	0,291511	50,9781	EW

Badane pole okazało się być szczególnie bogate w gwiazdy typu RR Lyrae, których wykryto jedenaście. Jedna z nich – V23 – cechuje się krzywą blasku typową dla podtypu AB. Pozostałe zostały zaliczone do podtypu C. Zmienne V19 i V50 wyróżniają się wypłaszczone minimum blasku trwającym blisko pół okresu. Z kolei gwiazda V42 odznacza się posiadaniem podwójnego maksimum jasności.

Niemalą grupę wśród odkrytych zmiennych stanowią cefeidy. W przypadku zmiennych tego typu, dla których klasyfikacja okazała się być wątpliwa, ich typ zmienności został dodatkowo oznakowany dwukropkiem. Ewentualne cefeidy o okresach dłuższych niż kilka dni trafiły do klasy zmiennych o nierozpoznanych typach z uwagi na niewystarczająco długi czas pokryty obserwacjami.

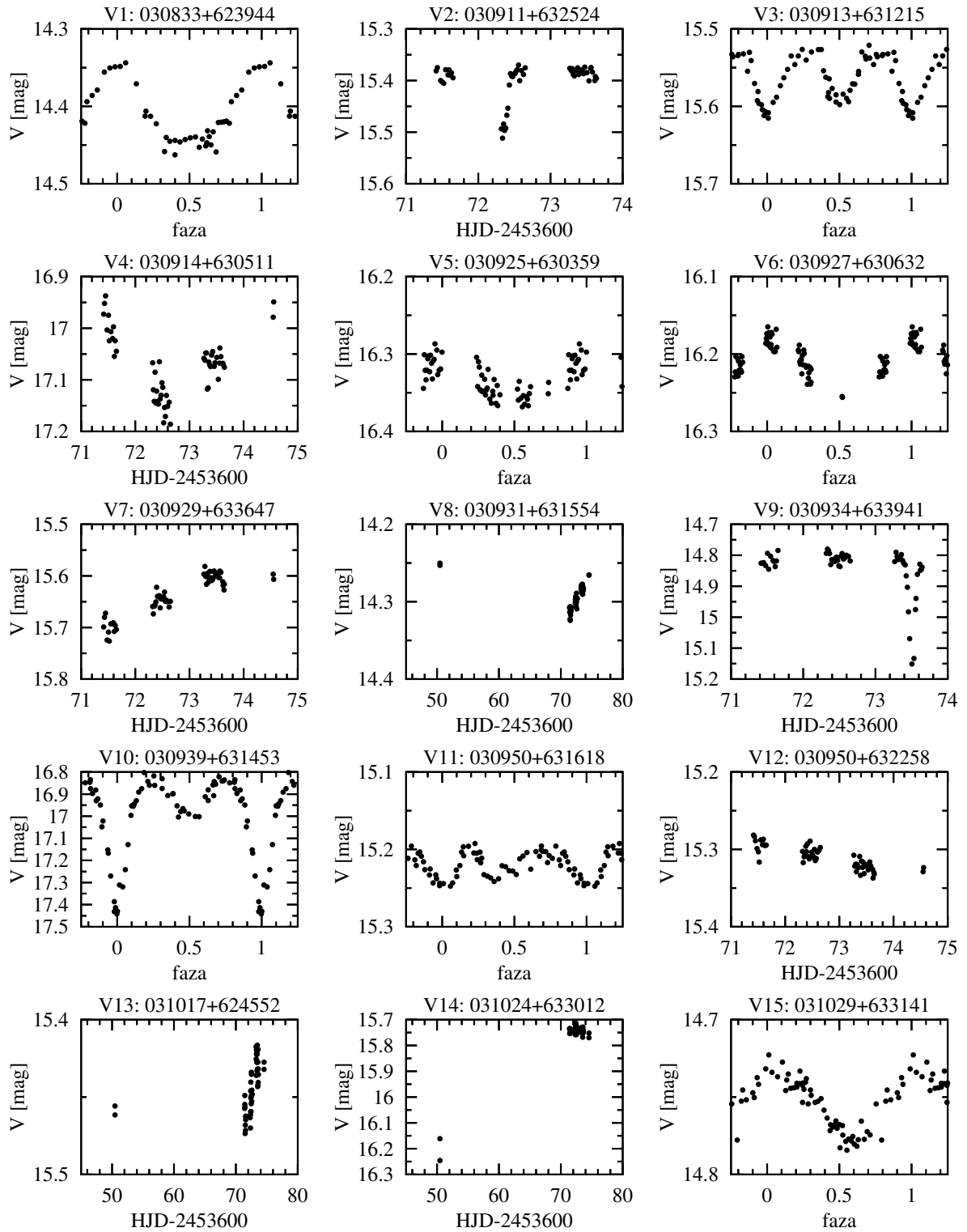
Spośród odkrytych układów zaćmieniowych najbardziej liczną próbkę stanowią układy kontaktowe, których wykryto w monitorowanym polu 11. Ponadto zarejestrowano 4 układy półrozdzielone (EB) i 4 układy rozdzielone (EA). W przypadku zmiennych, dla których zaobserwowano tylko jedno minimum, wyznaczenie okresu nie było możliwe i dlatego ich krzywe blasku przedstawiono w postaci niesfazowanej.

Nadszpiewanie duża liczba wykrytych gwiazd zmiennych typu RR Lyrae skłoniła do zbadania ich rozkładu przestrzennego w monitorowanym polu i porównania z rozkładem zmiennych innych typów. Na rys. 8.17 przedstawiono położenie gwiazd zmiennych poszczególnych typów. Układy zaćmieniowe oraz cefeidy wydają się być rozłożone w sposób losowy w badanym fragmencie nieba.

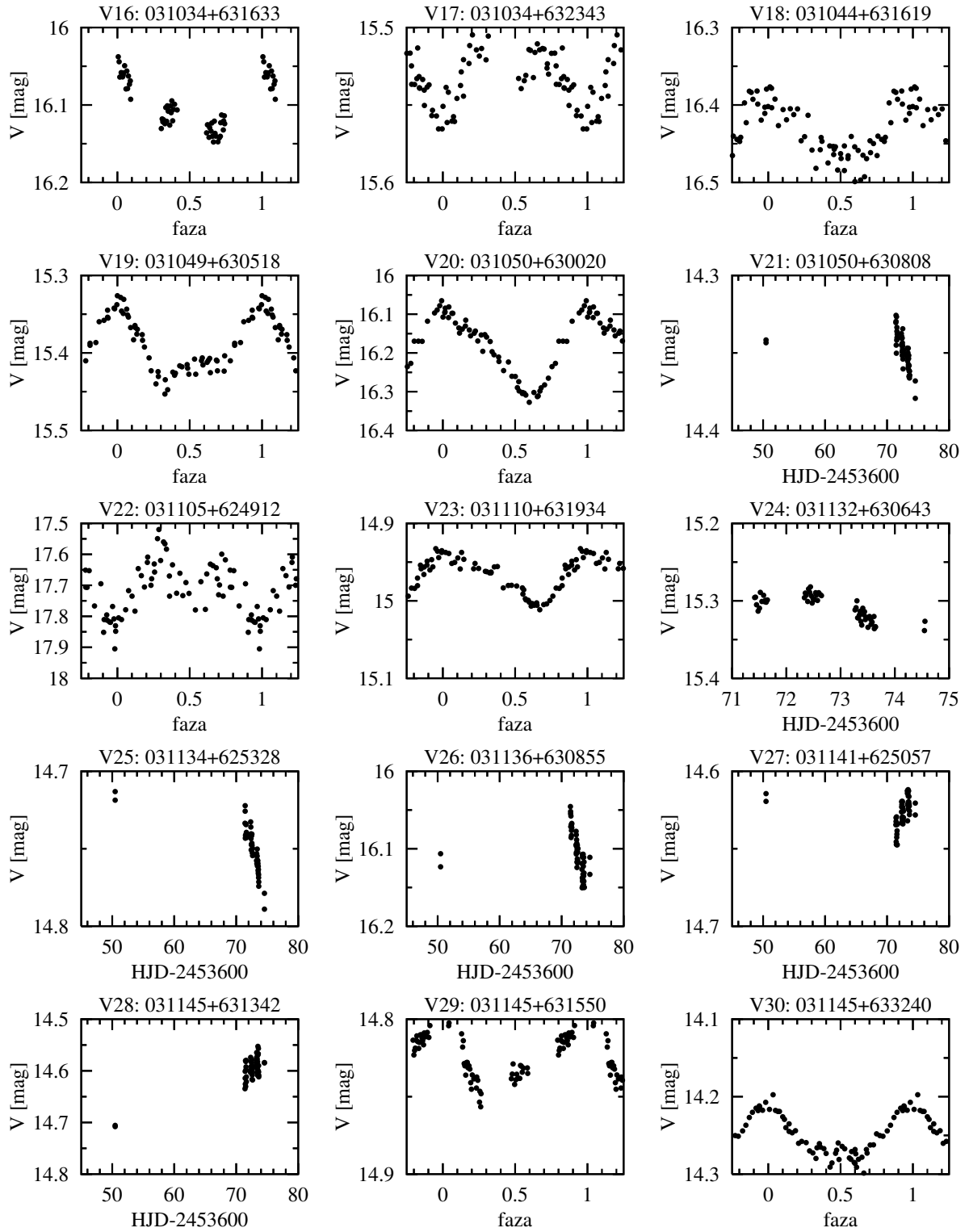
Natomiast zmienne pulsujące typu RR Lyrae wyraźnie skupiają się w centralnej części i tylko jedna z nich ulokowana jest na skraju pola. Podobnie rzecz ma się w przypadku pozostałych gwiazd zmiennych o bliżej nieokreślonej klasie zmienności – MISC. Choć są rozrzucone w

obrębie całego obserwowanego pola, widoczna jest ich koncentracja w okolicach centrum pola.

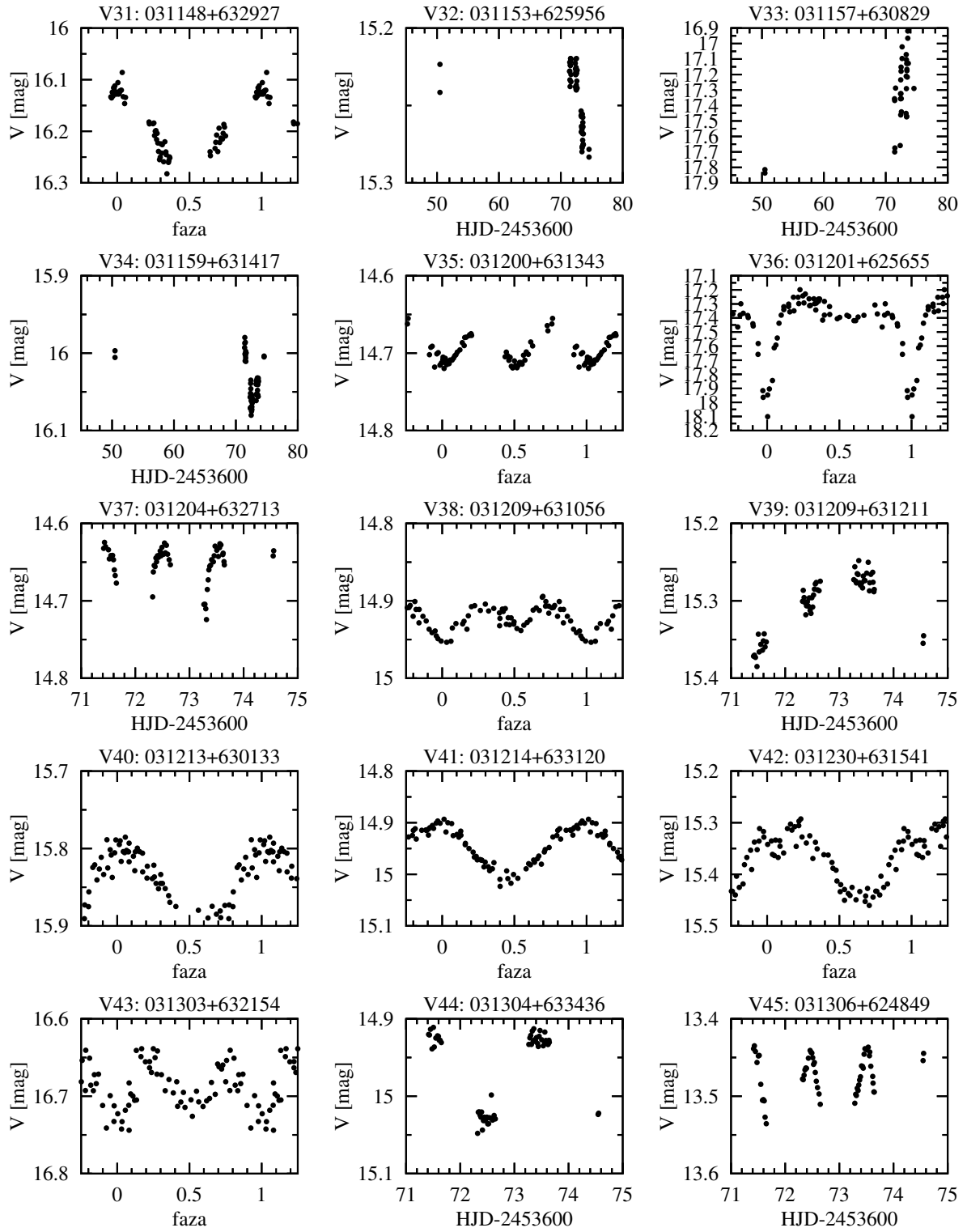
Obecność gwiazd typu RR Lyrae w obszarze zajmowanym przez – jak wynika z danych katalogowych – stosunkowo młodą gromadę otwartą jest dość zagadkowa. Potwierdza to jedynie potrzebę przeprowadzenia bardziej dogłębnych studiów tego rejonu nieba.



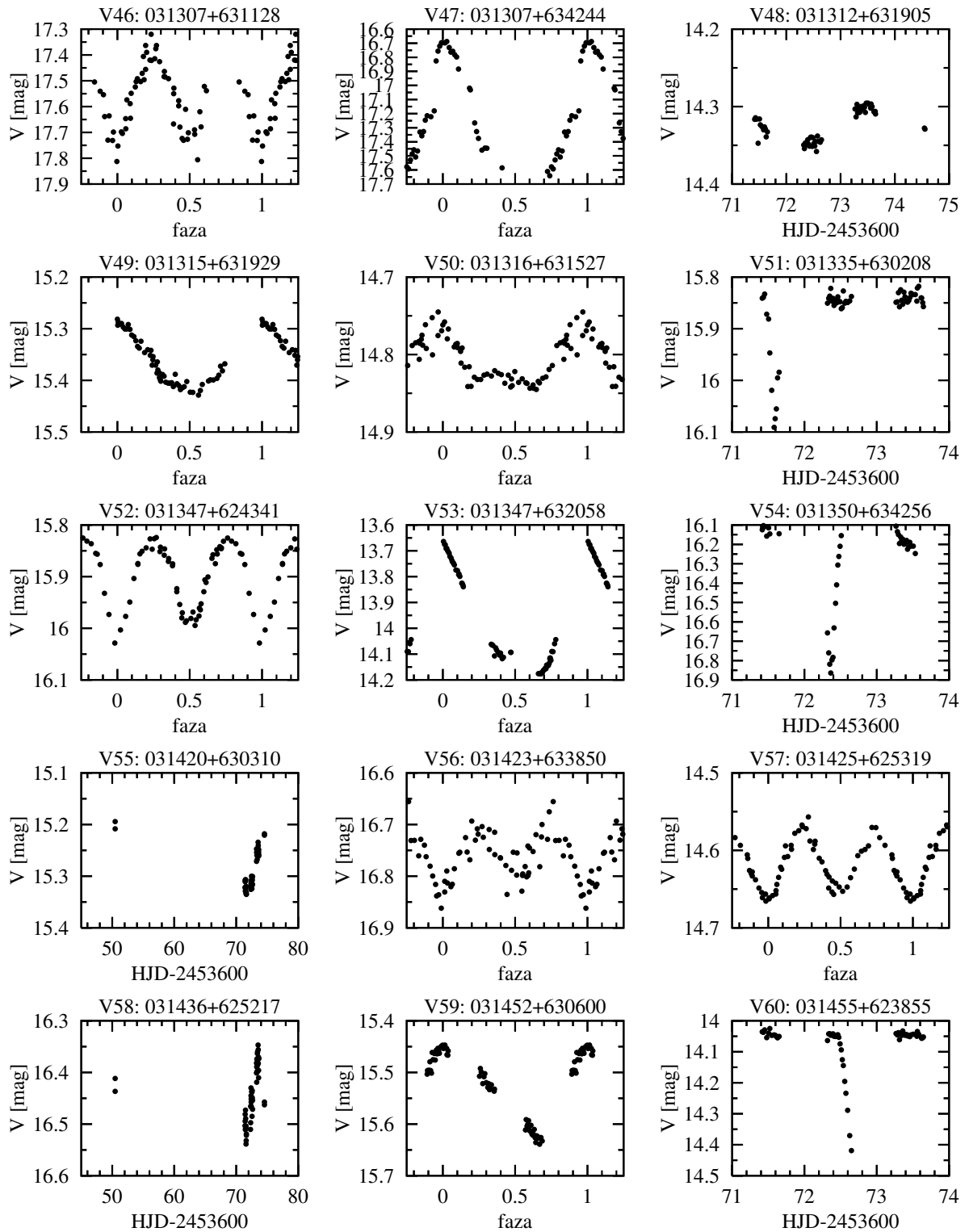
Rysunek 8.12: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych w obszarze Trumpler 3. Numeryacja zgodna z tabelą 8.7.



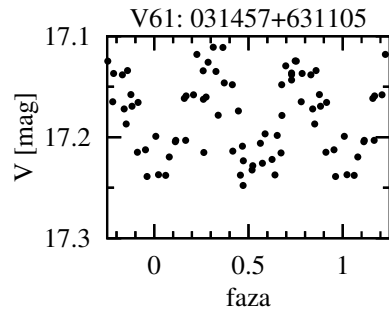
Rysunek 8.13: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych w obszarze Trumpler 3. Numeryczacja zgodna z tabelą 8.7.



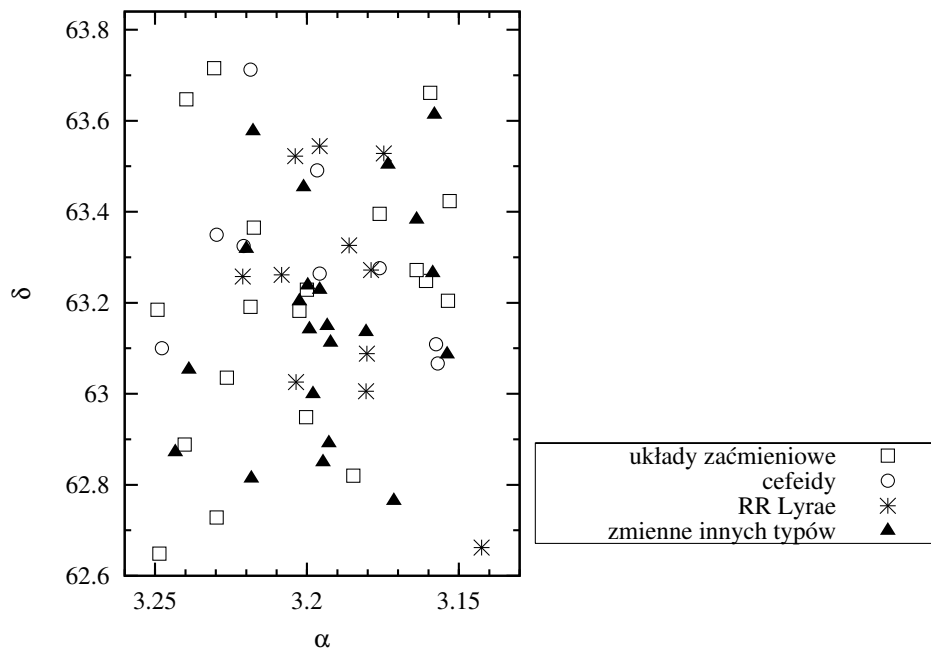
Rysunek 8.14: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych w obszarze Trumpler 3. Numeryzacja zgodna z tabelą 8.7.



Rysunek 8.15: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych w obszarze Trumpler 3. Numeryczacja zgodna z tabelą 8.7.



Rysunek 8.16: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych w obszarze Trumpler 3. Numeracja zgodna z tabelą 8.7.



Rysunek 8.17: Położenie odkrytych zmiennych poszczególnych typów w obszarze Trumpler 3.

Rozdział 9

Podsumowanie

Dwubarwny przegląd wybranych gromad otwartych miał na celu wyznaczenie w jednolity sposób podstawowych parametrów jak największej ilości gromad otwartych. Tym samym możliwe stało się poszukiwanie relacji pomiędzy wyznaczonymi wielkościami. Dla 42 gromad otwartych, w tym 12 wcześniej niebadanych, dokonano wyznaczeń wieku, odległości, rozmiarów liniowych, oszacowano masę całkowitą i liczbę tworzących je gwiazd. Ponadto zbadano postać funkcji masy w obrębie każdej gromady jako całościowego układu, jak również dla gromad o średnicy kątowej większej niż 8 minut łuku w ich obszarach centralnych – jądrach – oraz zewnętrznych – koronach. Otrzymane wyniki zebrano w tabelach 3.2, 4.1, 5.1 i 5.2. Dla kilkunastu obserwowanych gromad zebrano pierwszą w historii ich badań współczesną fotometrię CCD.

Dla kolejnych 20 obserwowanych gromad zebrany materiał pozwolił na postawienie tezy, że w rzeczywistości obiekty te nie są prawdziwymi gromadami otwartymi, a jedynie powstałymi na skutek projekcji przypadkowymi skupiskami gwiazd niezwiązanych ze sobą fizycznie.

Główne spostrzeżenia i wnioski płynące z analizy wyników otrzymanych w ramach przeglądu gromad otwartych można podsumować w następujących punktach:

- Rozmiary katalogowe niemałej części gromad okazały się znacznie zaniżone w porównaniu z wartościami uzyskanymi w tej pracy. Wniosek ten każe z ostrożnością traktować dotychczasowe prace przeglądowe wykorzystujące katalogowe rozmiary badanych gromad.
- Istnieje korelacja między promieniem jądra i promieniem całkowitym zbliżona do wyników literaturowych.
- Promień całkowity zależy od masy całkowitej – czym masa ta jest większa, tym większy jest promień. W badanej próbie zaobserwowano również tendencje do spadku promienia całkowitego i promienia jądra wraz ze wzrostem stopnia zaawansowania ewolucyjno-dynamicznego gromady. Promień jądra przejawia także tendencję do spadku wraz ze

wzrostem stopnia zaawansowania ewolucyjno-dynamicznego całej gromady, jak i tylko jej jądra.

- Bezpośrednia analiza zarówno promieni całkowitych, jak i promieni jąder nie wykazała związku z ich wiekiem. W próbie znalazły się gromady dobrane przypadkowo, cechujące się odmiennymi wartościami początkowych (tj. w czasie narodzin) parametrów takich jak masa całkowita i ilość składników. Niemniej jednak stosunek obu promieni, opisujący rozmiar koron, wydaje się wzrastać z wiekiem wskazując, że gromady o wieku około $\log t = 9$ posiadają najbardziej rozległe obszary zewnętrzne. Warto również odnotować, że gromady o silnym efekcie segregacji masy jawią się jako znacznie skoncentrowane.
- Nachylenie funkcji masy jest skorelowane z parametrem dynamiczno-ewolucyjnym: dla gromad młodych w sensie dynamiczno-ewolucyjnym ma stałą wartość równą w granicach błędu wartości uniwersalnej początkowej funkcji masy (*Initial Mass Function*); natomiast dla gromad starszych niż $\log \tau = 2$ następuje jego spadek osiągając ekstremalnie niskie wartości przy $\log \tau = 3$. Można jednocześnie zauważyć, że efekty utraty składników mało masywnych uwidaczniają się dla gromad starszych niż $\log t = 9$.
- Nachylenie funkcji masy obszaru jądra nawet dla młodych gromad ma mniejszą wartość od wartości uniwersalnej. Gromady o silnym deficycie gwiazd mało masywnych w jądrach są zwykle starsze niż $\log t = 8$, a także jednocześnie starsze niż ich czas relaksacji. Ponadto zanotowano malejącą zależność nachylenie funkcji masy obszaru jądra od stopnia segregacji masy
- Z kolei nachylenie funkcji masy obszarów zewnętrznych – tzw. koron – dla gromad młodszych niż około $\log t = 8,9$ przejawia tendencję wzrostową. Wśród starszych gromad występują obiekty o koronach zarówno nadzwyczaj bogatych, jak i ubogich w gwiazdy mało masywne. Dynamika korony w skalach czasowych długich w sensie dynamicznym nie wydaje się odstawać od dynamiki gromady jako całego układu – korony ubogie w gwiazdy mało masywne pojawiają się dopiero w znacznie wyewoluowanych dynamicznie systemach. Jednocześnie zauważono tendencję do wzrostu nachylenie funkcji masy koron wraz ze stopniem segregacji masy.
- Dla gromad młodszych niż $\log t = 8$ zaobserwowano istnienie początkowej segregacji masy, być może związanej z fragmentacją obłoku protogromadowego. Silna segregacja masy będąca następstwem procesów dynamicznych, zachodzących w obrębie badanych układów, pojawia się dla gromad starszych niż około $\log t = 8$. Jednocześnie silna segregacja masy pojawia się w gromadach wyróżniających się znacznie wyewoluowanymi dynamicznie jądrami.

W niniejszej pracy przedstawiono również wyniki monitoringu fotometrycznego czterech głębokich pól wokół wybranych gromad otwartych. Projekt ten stanowi naturalną kontynuację przeglądu SAVS i jednocześnie jest jego rozwinięciem na znacznie większym instrumencie. Oprócz wykrywania kolejnych dziesiątek zmiennych należących do bogatego pola galaktycznego, program ma za zadanie wykrywać i analizować gwiazdy zmienne w obrębie gromad otwartych, co z kolei może zostać wykorzystane do lepszego poznania tych ostatnich. Do realizacji tego celu szczególnie interesujące wydają się być układy zaćmieniowe.

Dwie monitorowane stare (wiek powyżej $\log t = 9$) gromady NGC 2266 i NGC 7762 cechują się ubogą populacją układów zaćmieniowych. W pierwszym obiekcie nie wykryto ani jednej gwiazdy zmiennej tego typu, a w drugim jedynie jedną. Jak wynika z przewidywań modelowych, gromady stare powinny wyróżniać się ponadprzeciętną obfitością układów podwójnych gwiazd (de la Fuente Marcos 1996, 1997). Ich brak w badanych gromadach może sugerować, że gromady te już od samego początku swojego istnienia dysponowały ubogą populacją gwiazd podwójnych.

Z kolei w gromadzie NGC 6939 będącej w podobnym wieku, co dwie wyżej wymienione, wykryto aż pięć układów zaćmieniowych. Zaobserwowano trend spadku jasności obserwowanej tych gwiazd wraz ze wzrostem ich odległości od centrum gromady, co może być wytłumaczone jako następstwo efektu segregacji masy, któremu również podlegają układy podwójne.

Wykrycie nadzwyczaj bogatej próbki gwiazd typu RR Lyrae skupiającej się w miejscu zajmowanym przez gromadę Trumpler 3 jest w sprzeczności z oczekiwaniami. Według danych katalogowych wiek tej gromady nie przekracza kilkaset milionów lat. Niewątpliwie natura tego obiektu wymaga dalszych badań poszerzonych o wielobarwną fotometrię.

Dodatek A

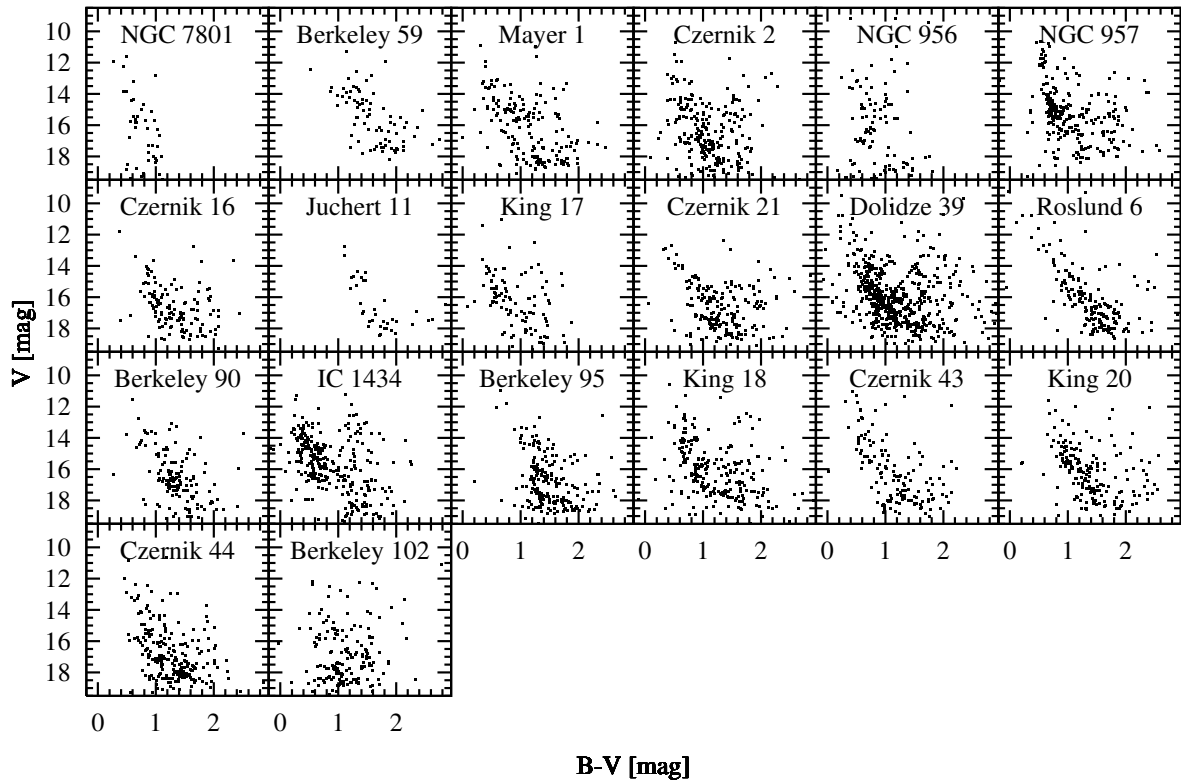
Obiekty niebędące gromadami

Wśród obserwowanych w ramach przeglądu gromad otwartych znalazły się także i takie obiekty, dla których zebrany materiał obserwacyjny pozwala poddać w wątpliwość ich prawdziwą naturę jako systemu związanych ze sobą fizycznie gwiazd. Dane literaturowe na temat tych obiektów są przeważnie bardzo ubogie i ograniczają się do oszacowania ich rozmiarów kątowych oraz typu według klasyfikacji Trumplera. Część z nich nie występuje w bazie danych WEBDA poświęconej gromadom otwartym.

Procedura redukcji uzyskanych danych obejmowała analizę profilu gęstościowego w celu znalezienia – jeśli było to wymagane – nowego centrum gromady oraz określenia jej maksymalnych rozmiarów kątowych. Zasadniczym momentem weryfikacji gromad była analiza ich diagramów barwa-jasność. Jeśli surowe i oczyszczone diagramy nie przejawiały obecności typowych cech morfologicznych takich jak wyraźnie określony ciąg główny czy w przypadku starszych gromad zarysowanego obszaru czerwonych olbrzymów, gromada taka trafiała na listę prawdopodobnych „niegromad”. Co więcej, nierzadko otrzymany diagram barwa-jasność dla obszaru potencjalnej gromady morfologicznie przypominał postać diagramu otrzymanego dla całego obserwowanego pola. Świadczyło to o niczym innym jak o tym, że obserwowane skupisko gwiazd jest wynikiem lokalnego zagęszczenia gwiazd tła galaktycznego.

W badanej próbce znalazło się 20 prawdopodobnie nieprawdziwych gromad otwartych. Ich pełną listę uporządkowaną ze wzrostem rektascensji zawarto w tabeli A.1, gdzie oprócz nazwy i współrzędnych centrum znajduje się katalogowy rozmiar kątowy i typ według klasyfikacji Trumplera – oba parametry zaczerpnięte z katalogu gromad otwartych *Catalog of Optically Visible Open Clusters and Candidates* (Dias i in. 2002) – oraz w ostatniej kolumnie oszacowany rozmiar kątowy na podstawie obserwacji uzyskanych w ramach przeglądu. Poniżej zawarto krótkie charakterystyki poszczególnych prawdopodobnych „niegromad” jako uzupełnienie danych zebranych w tabeli A.1. Na rys. A.1 dla każdego tego typu obiektu zamieszczono oczyszczone diagramy barwa-jasność otrzymane dla obszaru zajmowanego przez nie na niebie.

Zebrany materiał obserwacyjny umożliwił jedynie wskazanie obiektów prawdopodobnie nie-



Rysunek A.1: Oczyszczone diagramy barwa-jasność dla prawdopodobnych niegromad.

będących gromadami i nie stanowi twardego dowodu ich rzeczywistej natury. Pełen dowód powinien zawierać również argumenty astrometryczne opierające się o ruchy własne gwiazd, fotometryczne (wielobarwne z danymi w filtrze U w celu analizy poczerwienienia międzygwiazdowego) oraz spektroskopowe dostarczające informacji o typach widmowych i prędkościach radialnych gwiazd gromady.

A.1 NGC 7801

NGC 7801 jest luźnym skupiskiem 20–30 jasnych gwiazd bez zauważalnej koncentracji, rozrzuconych w obszarze o średnicy kilku minut łuku. W literaturze brak jest jakichkolwiek danych fotometrycznych. Analiza profilu gęstościowego wskazuje na pewną koncentrację gwiazd w promieniu 2 minut łuku. Jeśli zbuduje się profil gęstościowy dla gwiazd o jasnościach większych od $V = 16$ mag, jakość profilu ulegnie zdecydowanej poprawie. Jednakże zarówno surowy, jak i oczyszczony diagram barwa-jasność dla centralnego obszaru o średnicy 4 minut łuku wskazują na brak ciągu głównego, a występujące w nich gwiazdy odtwarzają morfologię diagramu całego pola.

Tabela A.1: Lista gromad otwartych obserwowanych w ramach przeglądu, dla których zebrany materiał wskazuje na ich niegromadową naturę. Dla każdego tego typu obiektu podano wyznaczone współrzędne równikowe centrum (J2000,0), katalogową średnicę kątową D_{lit} , typ według klasyfikacji Trumplera oraz średnicę D oszacowaną w tej pracy.

Nazwa	Współrzędne	D_{lit} [']	Typ	D [']
NGC 7801	000021+504430	8	IV3p	4
Berkeley 59	000218+672426	10	III3mn	10
Mayer 1	002221+614344	7	IV2pn	16
Czernik 2	004357+600915	10	IV2m	14
NGC 956	023215+443348	9	IV2m	10
NGC 957	023324+573427	10	-	16
Czernik 16	033105+523545	5	IV2p	10
Juchert 11	034718+535435	5	-	-
King 17	050825+390434	5	II2m	6
Czernik 21	052641+360032	7	IV1mn	10
Dolidze 39	201608+375310	12	IV2mn	20
Roslund 6	202844+391131	24	IV3mn	24
Berkeley 90	203516+465031	5	II1pn	8
IC 1434	221030+525031	6	III2m	18
Berkeley 95	222818+590829	3	II2p	10
King 18	225205+581749	5	II2p	12
Czernik 43	232551+612045	6	III1p	6
King 20	233319+582915	5	II2p	14
Czernik 44	233339+615638	4	II2p	14
Berkeley 102	233842+563838	5	II1p	2

A.2 Berkeley 59

Berkeley 59 jest skupiskiem kilkudziesięciu gwiazd w obszarze o średnicy 10 minut łuku, otoczonym mgławicą emisyjną. Kharchenko i in. (2005) jako jedyni podjęli próbę fotometrycznego zbadania Berkeley 59, efektem której było wyznaczenie jej podstawowych parametrów. Jednakże otrzymane wyniki trudno jest uznać za wiarygodne z uwagi na niewielką liczbę gwiazd będących w zasięgu badaczy. Otrzymany w niniejszej pracy profil gęstościowy pozwala ustalić rozmiar obiektu na około 10 minut łuku, co zgadza się z danymi katalogowymi. Jednakże diagram barwa-jasność nie ma cech typowych dla gromad gwiazd. Gwiazdy mogące potencjalnie

tworzyć ciąg główny charakteryzującą się znacznym rozrzutem wzdłuż struktury zarysowanej przez wszystkie gwiazdy pola.

A.3 Mayer 1

Mayer 1 jest mało skoncentrowanym skupiskiem gwiazd i składa się z niewielkiej ich liczby. Znajduje się w obszarze mgławicowym. Dias i in. (2002) podają odległość równą 1429 pc i poczerwienienie $E(B - V) = 0,40$ mag, jednakże źródło tych wyznaczeń pozostaje nieznane. Morfologia diagramu barwa-jasność obszaru gromady niewiele różni się od podobnego diagramu otrzymanego dla całego obserwowanego pola.

A.4 Czernik 2

Gromada Czernik 2 była przedmiotem badań fotometrycznych, w wyniku których jej gromadowa natura została poddana wątpliwości (Phelps i Janes 1994). Rezultaty otrzymane w tej pracy również świadczą, że Czernik 2 nie jest w rzeczywistości gromadą otwartą, a jedynie skupiskiem gwiazd tła o lokalnie większej gęstości powierzchniowej.

A.5 NGC 956

O NGC 956 brak jest jakichkolwiek danych literaturowych. Na niebie obiekt ten naznaczony jest przez kilka bardzo jasnych gwiazd. Profil gęstościowy wskazuje na bliski zeru kontrast względem tła galaktycznego. Jeśli ograniczyć się do gwiazd jaśniejszych od $V = 16$ mag, kształt profilu gęstościowego ulega znacznej poprawie i możliwe staje się określenie rozmiarów tego skupiska gwiazd. Świadczy to o braku gwiazd o mniejszych jasnościach mogących potencjalnie należeć do gromady. Jednakże diagram barwa-jasność obszaru gromady odzwierciedla diagram dla całego obserwowanego pola.

A.6 NGC 957

Gromada NGC 957 była przedmiotem wielu studiów bazujących na metodach fotograficznych. Gerasimenko (1991) opublikował fotometrię UBV dla gwiazd o jasnościach większych od 14,5 mag w V i podobnie jak wcześniejsi badacze określił wiek gromady na kilka milionów lat. Jednakże w świetle zebranego materiału trudno jest mówić o prawdziwej gromadzie w miejscu NGC 957. Obiekt ten wydaje się być niczym innym jak lokalną koncentracją gwiazd z przedziału jasności $14,0 < V < 15,5$. Na diagramie barwa-jasność brak jest gwiazd o mniejszych jasnościach, a gwiazdy najjaśniejsze wydają się nie być związane z tym skupiskiem.

A.7 Czernik 16

Pomimo tego, że analiza profilu gęstościowego wskazuje na wyraźną koncentrację gwiazd w obszarze kolejnej obserwowanej gromady – Czernik 16, otrzymany diagram barwa-jasność jest niczym innym jak odzwierciedleniem morfologii diagramu całego obserwowanego pola. Czernik 16 wydaje się zatem być jedynie lokalną koncentracją gwiazd tła galaktycznego. Obiekt ten nie był do tej pory tematem jakichkolwiek badań fotometrycznych.

A.8 Juchert 11

Juchert 11 nie jest notowany w bazie danych WEBDA, jak również brak jest o nim informacji w literaturze. Zarówno postać profilu gęstościowego, jak i morfologia diagramu barwa-jasność wskazują, że postulowane skupisko gwiazd nie jest w rzeczywistości gromadą otwartą. Obiekt ten bardzo słabo wybija się ponad tło galaktyczne, a znajdujące się w jego obrębie gwiazdy nie formują struktury, która mogłaby zostać zinterpretowana jako ciąg główny.

A.9 King 17

W dostępnej literaturze brak jest również jakichkolwiek studiów fotometrycznych poświęconych kolejnej gromadzie – King 17. Analiza profilu gęstościowego wskazuje na wyraźną koncentrację, której średnicę kątową można oszacować na kilka minut łuku. Choć na surowym diagramie barwa-jasność można doszukać się struktury przypominającej ciąg główny, to jednak na diagramie oczyszczonym zanika ona. Co więcej brak jest skupiska gwiazd, które odeszły od ciągu głównego. King 17 jest zatem prawdopodobnie jedynie lokalnym skupiskiem gwiazd tła.

A.10 Czernik 21

Gromada Czernik 21 od momentu odkrycia przez Czernika (1966) nie była przedmiotem jakichkolwiek studiów. Obiekt ten bardzo wyraźnie wybija się z tła galaktycznego. Profil gęstościowy wskazuje na jego rozmiar równy przynajmniej 10 minut łuku. Jednak diagram barwa-jasność zbudowany dla gwiazd znajdujących się w polu postulowanej gromady przypomina kształtem diagram otrzymany dla wszystkich obserwowanych w polu gwiazd.

A.11 Dolidze 39

Profil gęstościowy wskazuje na istnienie w miejscu Dolidze 39 skupiska gwiazd o średnicy kątowej co najmniej 20 minut łuku. Także i w przypadku tej gromady otrzymany diagram

barwa-jasność dziedziczy wszystkie cechy diagramu całego obserwowanego pola. Zatem trudno jest w tym przypadku mówić o faktycznym istnieniu gromady otwartej w miejscu Dolidze 39.

A.12 Roslund 6

Kharchenko i in. (2005) jako jedyni podali podstawowe parametry gromady Roslund 6, jednak trudno uznać je za wiarygodne z uwagi na niewielki zasięg przeglądu. Profil gęstościowy pozwala określić rozmiary analizowanego obiektu na około 24 minuty łuku, co doskonale zgadza się z wartością katalogową. Niemniej jednak morfologia diagramu barwa-jasność nie pozostawia wątpliwości, że jest to jedynie lokalne skupisko na niebie gwiazd niezwiązanych ze sobą fizycznie.

A.13 Berkeley 90

Także i w przypadku gromady Berkeley 90 widoczna jest radialna struktura rozkładu gęstości gwiazd typowa dla gromady gwiazd. Średnicę obiektu można oszacować na około 8 minut łuku. Z diagramu barwa-jasność widać, że jest to skupisko gwiazd z przedziału jasności $16 < V < 17$ mag. Brak jest wyraźnie zarysowanego ciągu głównego oraz gwiazd czerwonych mogących formować gałąź olbrzymów gromady.

A.14 IC 1434

IC 1434 położona jest w obszarze o bardzo bogatym tle galaktycznym. Profil gęstościowy wskazuje na istnienie koncentracji gwiazd w obszarze o średnicy około 18 minut łuku. Jednakże diagram barwa-jasność otrzymany dla centralnego obszaru o promieniu 5 minut łuku przypomina swoją morfologią diagram wykonany dla całego obserwowanego pola, co z kolei pozwala zakwestionować naturę obiektu jako gromady gwiazd.

A.15 Berkeley 95

Berkeley 95 to kolejna gromada, dla której skonstruowany profil gęstościowy wskazuje na istnienie faktycznej koncentracji gwiazd. Jednak już pobieżne spojrzenie na diagram barwa-jasność pozwala wnioskować, że jest to jedynie skupisko nie związanych ze sobą gwiazd tła.

A.16 King 18

Choć profil gęstościowy wskazuje na wyraźną koncentrację gwiazd w obszarze następnej badanej gromady – King 18, morfologia otrzymanego dla niej diagramu barwa-jasność nie przejawia

cech typowych dla gromad otwartych. Gwiazdy mogące tworzyć ciąg główny charakteryzują się znacznym rozrzutem położenia na diagramie – zauważalne są przerwy i niejednorodności w ich rozkładzie. Ponadto trudno jest jednoznacznie określić ewentualne położenie gałęzi olbrzymów.

A.17 Czernik 43

Gromada Czernik 43 położona jest w pobliżu gromady NGC 7654. Analiza profilu radialnego wskazuje na koncentrację gwiazd o średnicy około 6 minut łuku. Oczyszczony diagram barwa-jasność dla tego obszaru jest odbiciem kształtu diagramu otrzymanego dla całego pola. Brak jest zarysowanego ciągu głównego.

A.18 King 20, Czernik 44 i Berkeley 102

Podobnie sytuacja wygląda w przypadku gromad King 20, Czernik 44 i Berkeley 102, których diagramy barwa-jasność dziedziczą cechy morfologiczne widoczne dla całego pola. Ponadto profil gęstościowy otrzymany dla obszaru Berkeley 102 wskazuje, że obiekt ten jest bardzo trudno wyróżnić z tła pola.

Dodatek B

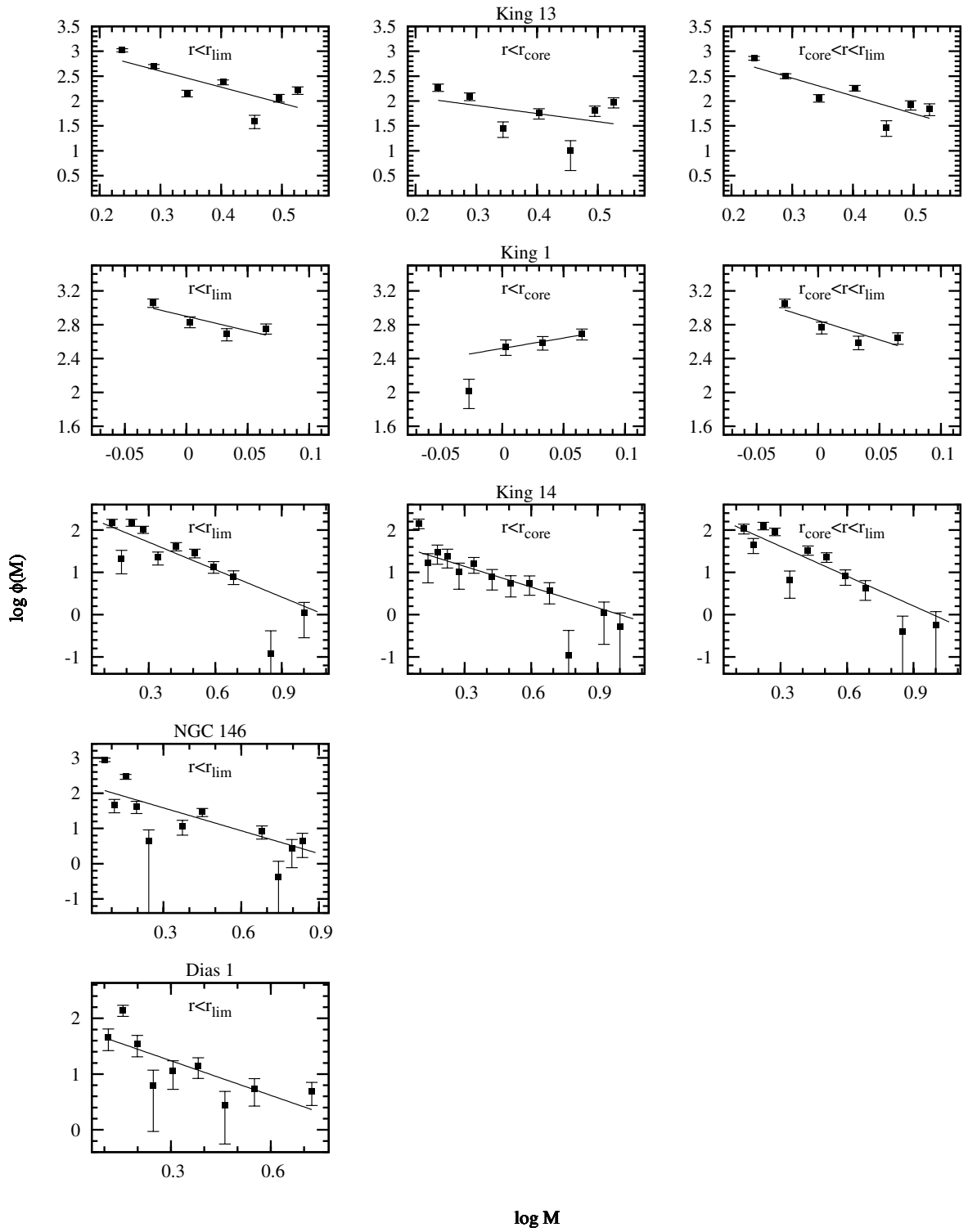
Indywidualne funkcje masy badanych gromad

W dodatku tym zawarto indywidualne funkcje masy 42 gromad, których obserwacje wykonano w ramach dwubarwnego przeglądu fotometrycznego. Na wykresach przedstawionych na rysunkach B.1–B.9 wykreślono funkcje masy dla całego obszaru gromady ($r < r_{lim}$), obszaru jądra ($r < r_{core}$) oraz korony ($r_{core} < r < r_{lim}$). W przypadku gromad o średnicy kątowej na niebie mniejszej od 8 minut łuku nie badano osobno jądra i korony, dlatego dla tych obiektów brak jest odpowiednich wykresów. Kolejność obiektów jest zgodna z przyjętą w tej pracy konwencją (według wzrastającej rektascensji).

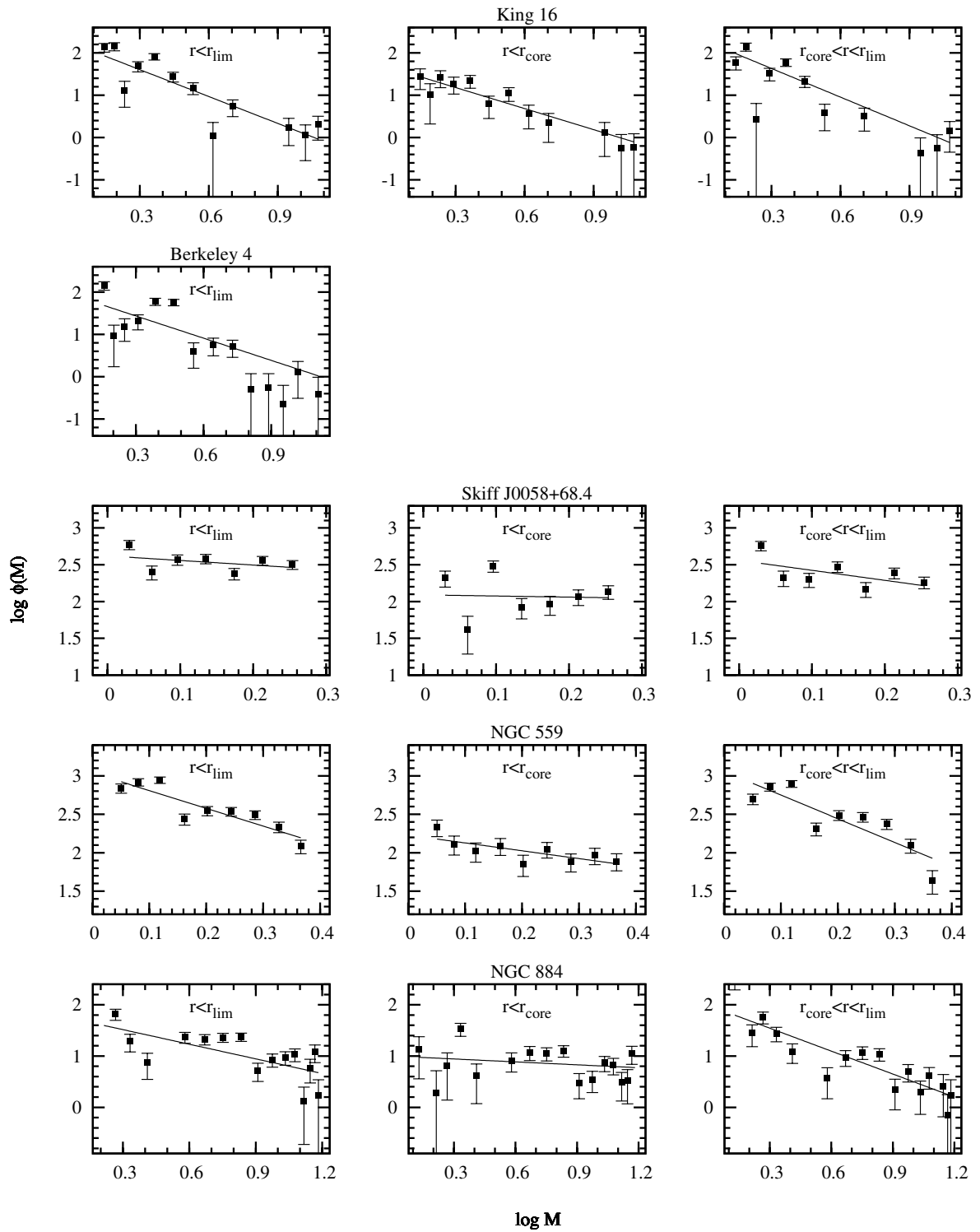
Na poszczególnych wykresach punktami oznaczono pomiary wraz z błędami wynikającymi ze statystyki Poissona. Linia ciągłą zaznaczono dopasowaną metodą najmniejszych kwadratów relację potęgową typu

$$\log \phi(M) = \log \frac{dN}{dM} = -(1 + \chi) \log(M) + b, \quad (\text{B.1})$$

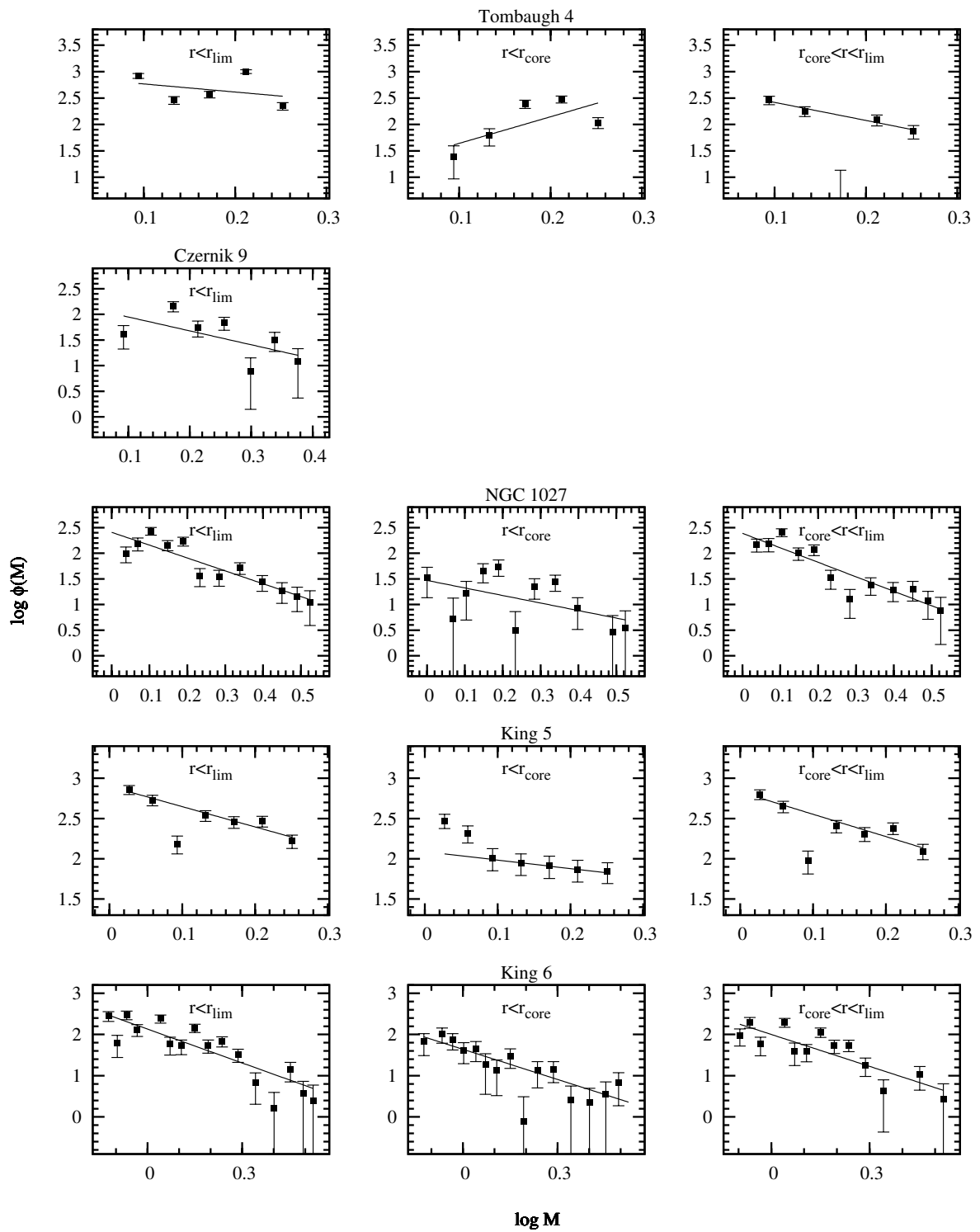
przy czym N oznacza ilość gwiazd, a M masę wyrażoną w jednostkach masy Słońca. Przed przystąpieniem do dopasowywania, w niektórych przypadkach usuwano punkty ewidentnie odstające od widocznego trendu.



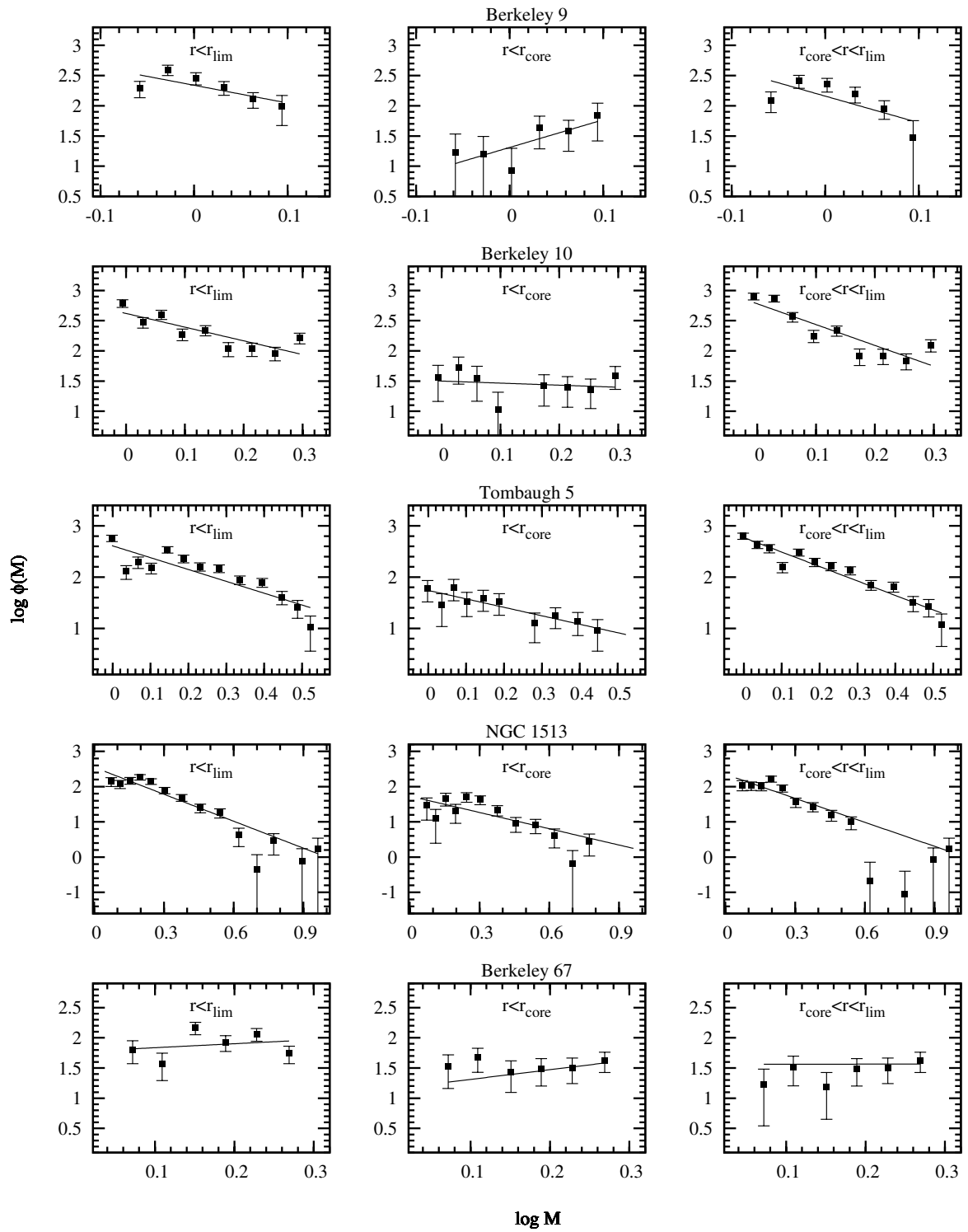
Rysunek B.1: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.



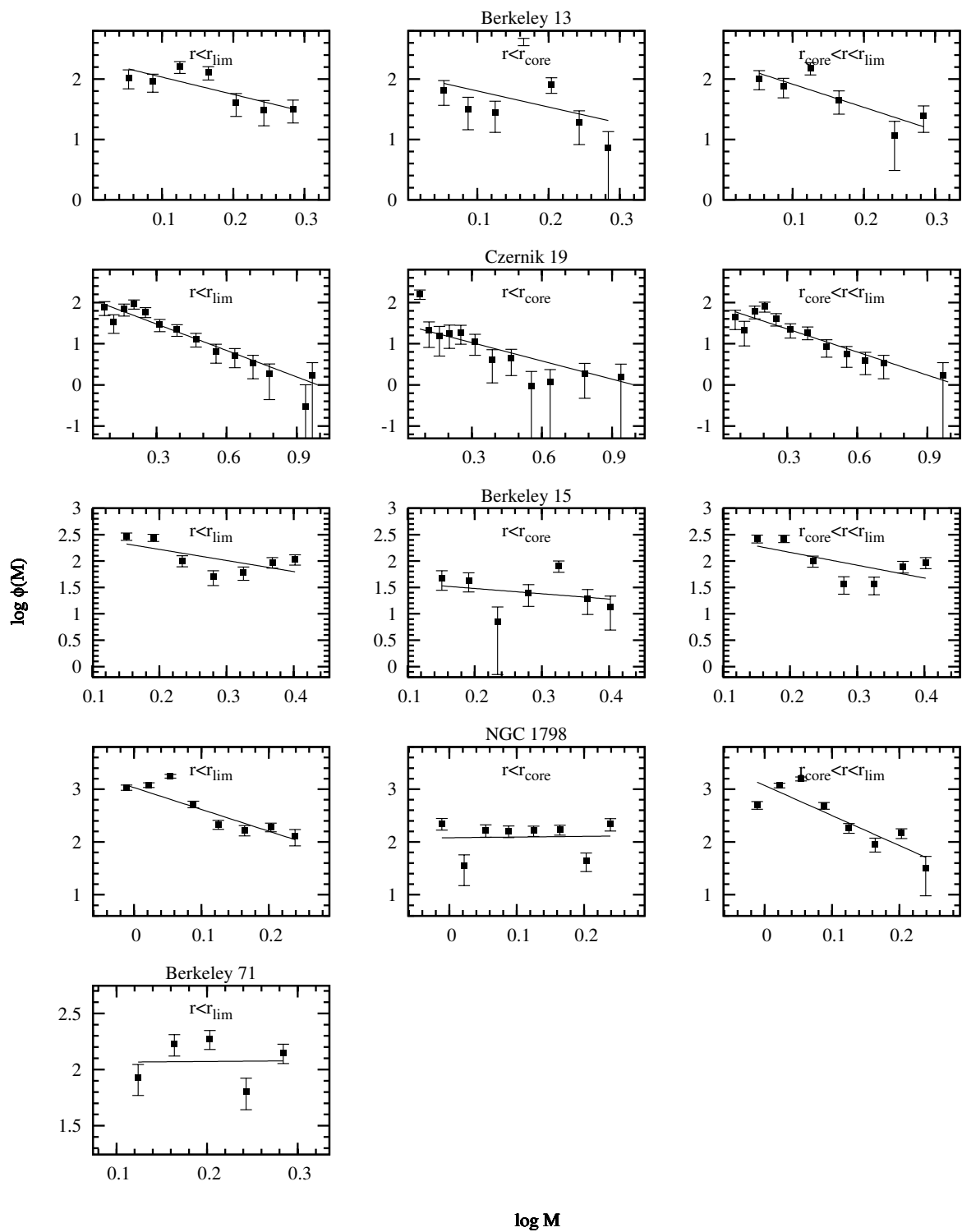
Rysunek B.2: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.



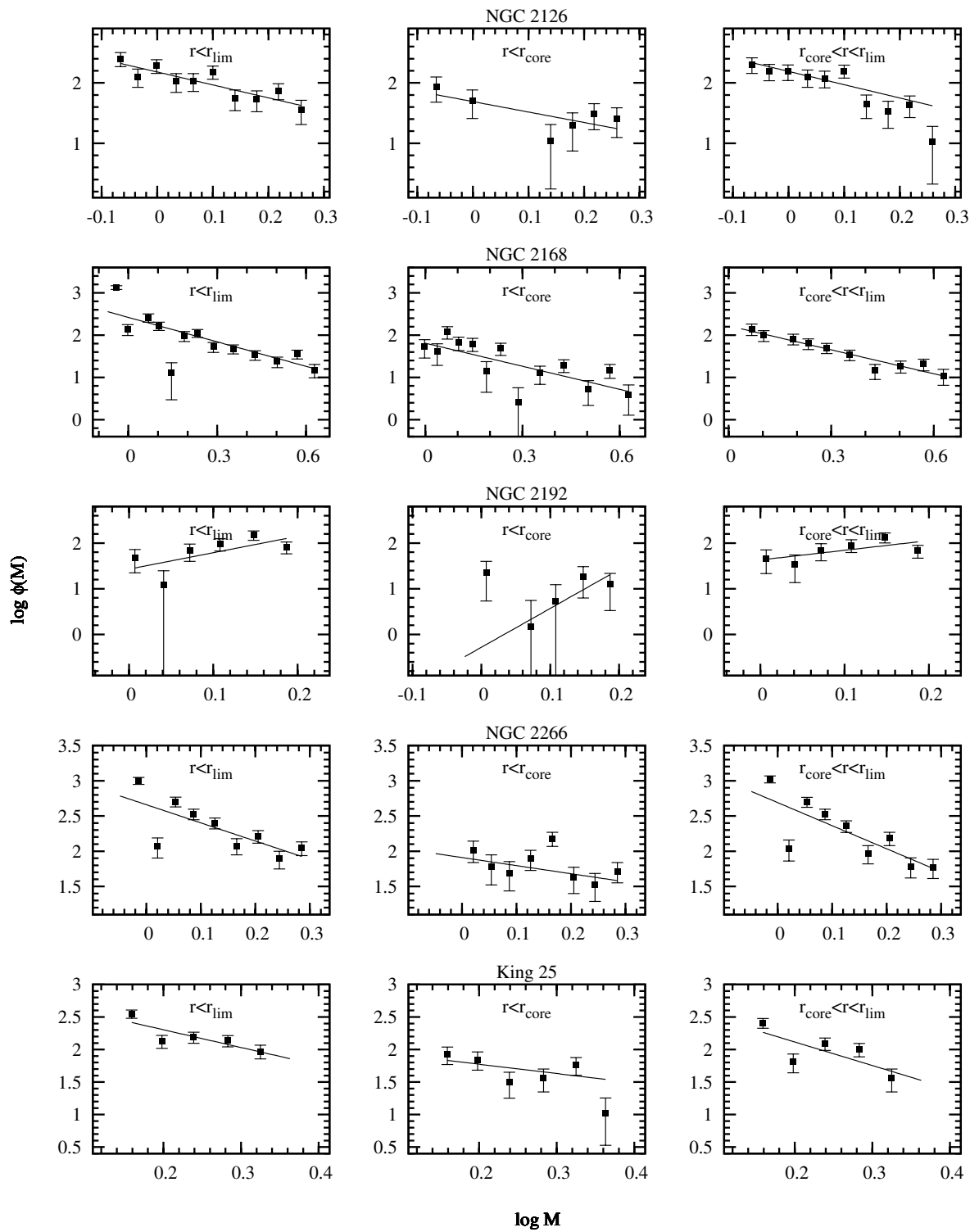
Rysunek B.3: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.



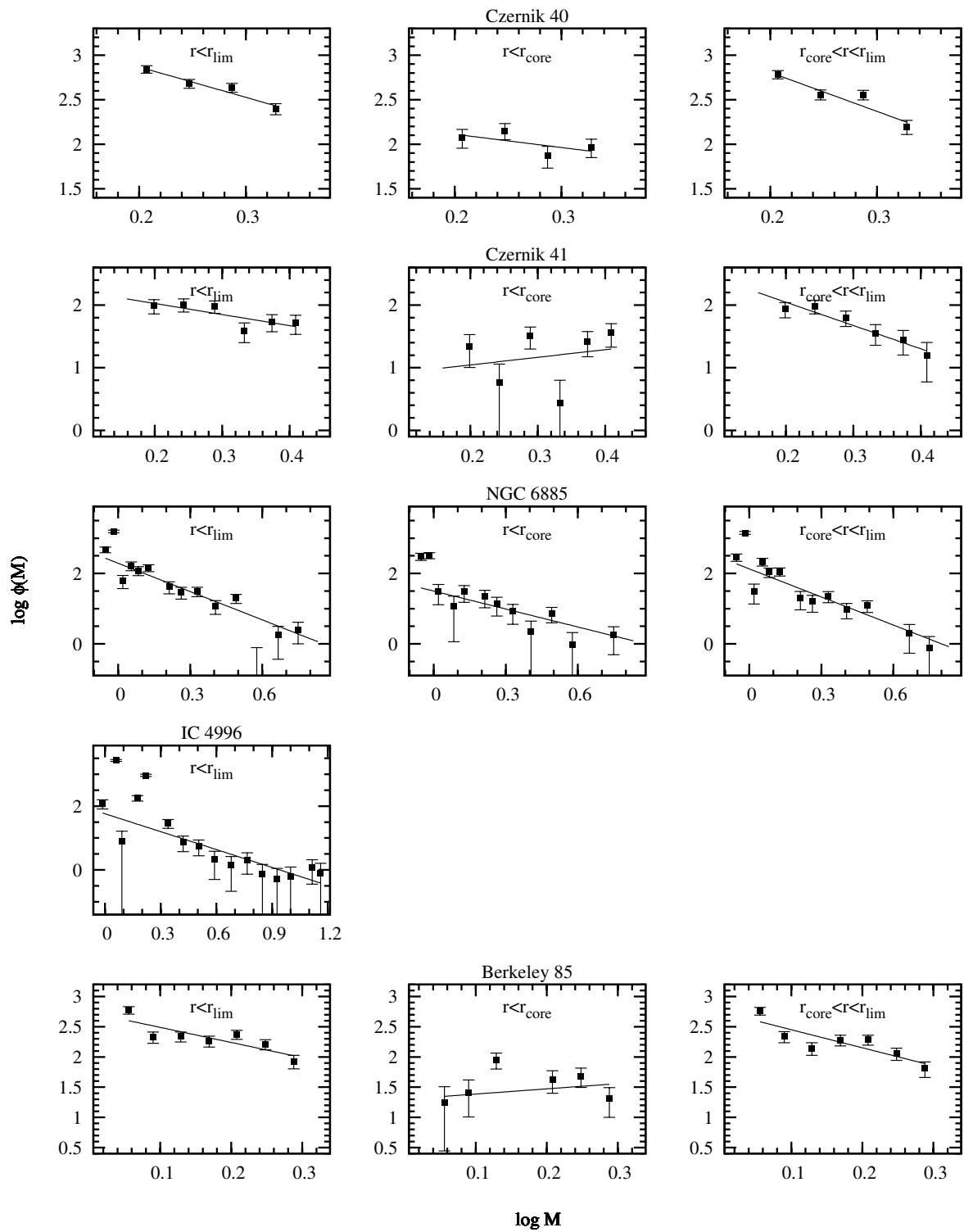
Rysunek B.4: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.



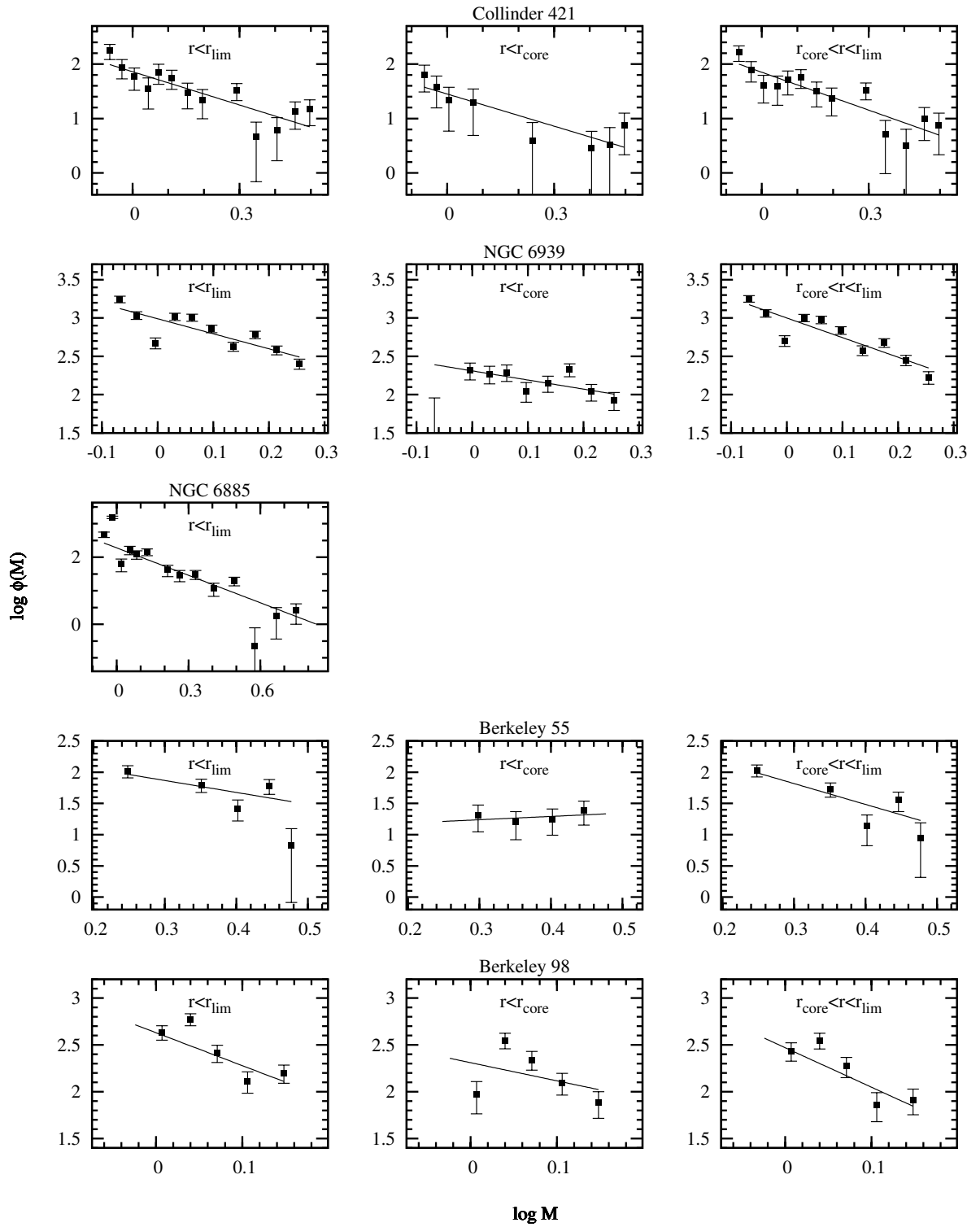
Rysunek B.5: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.



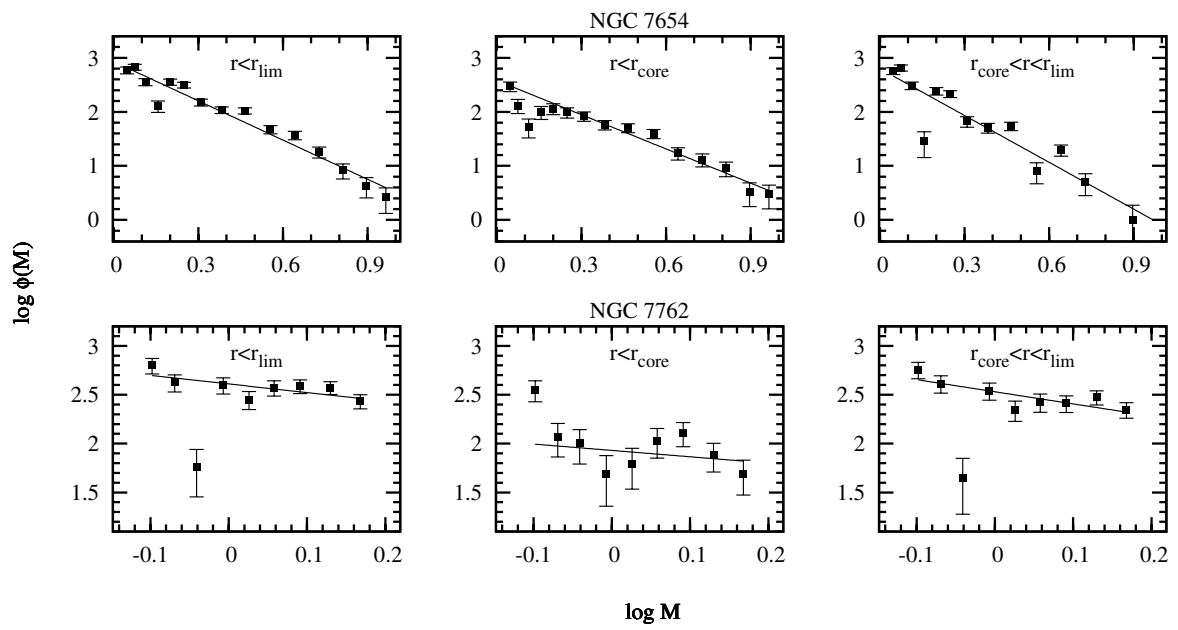
Rysunek B.6: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.



Rysunek B.7: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.



Rysunek B.8: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.



Rysunek B.9: Indywidualne funkcje masy w obszarach całych gromad, ich jąder i koron.

Dodatek C

Indywidualne gromady otwarte

W dodatku tym omówione zostały wyniki otrzymane dla indywidualnych gromad otwartych. O ile było to możliwe, porównano je z wynikami literaturowymi i skomentowano ewentualne rozbieżności. Dla 12 gromad brak jest w literaturze wyznaczeń ich podstawowych parametrów astrofizycznych i tym samym prezentowane w niniejszej pracy wartości są pierwszymi tego typu wyznaczeniami. Dla kolejnych kilku gromad istniejące na ich temat dane opierają się jedynie o fotometrię fotograficzną lub fotoelektryczną i niniejsza praca dostarcza pierwszej w ich historii badań fotometrii CCD.

C.1 King 13

Gromada ta została odkryta przez Kinga (1949) jako układ gwiazd zajmujący na niebie obszar o średnicy 5 minut łuku. Marx i Lehmann (1979) wykonali pierwsze wielobarwne, fotograficzne pomiary fotometryczne 80 gwiazd w obszarze gromady w filtrach UBV przy pomocy bliźniaczego dla TSC90 teleskopu – 60/90/180-cm kamery Schmidta w Obserwatorium Uniwersytetu w Jenie. Autorzy wyznaczyli poczerwienienie $E(B - V) = 0,38$ mag i oszacowali wiek gromady na $4 \cdot 10^8$ lat. Ponadto ocenili odległość do gromady na 1730 pc i jej średnicę na 7 pc (14–15 minut łuku). Gromada nie była tematem dalszych szczegółowych badań i niniejsza praca dostarcza pierwszych głębokich danych fotometrycznych uzyskanych za pomocą techniki CCD.

King 13 jest dużą gromadą zajmującą na niebie obszar o średnicy 23 minut łuku. Analiza diagramu barwa-jasność wskazuje, że wiek gromady wynosi około $2,5 \cdot 10^8$ lat, co można uznać za wartości zbliżone z wcześniejszymi wyznaczeniami (Marx i Lehmann 1979). Natomiast wyznaczone poczerwienienie $0,86^{+0,14}_{-0,12}$ mag, odległość $3,7^{+1,4}_{-1,3}$ kpc i średnica przekraczająca 20 pc okazały się zdecydowanie większe.

Morfologia diagramu barwa-jasność charakteryzuje się występowaniem wyraźnie zaznaczonego, bogatego w gwiazdy ciągu głównego, którego jasny kraniec sięga $V = 14,5 - 15$ mag.

Obszar czerwonych olbrzymów jest naznaczony przez 14 gwiazd. Wysoka wartość wykładnika funkcji masy $\chi = 2,2 \pm 1,3$ wskazuje na to, że nie jest to gromada dynamicznie wyewoluowana i nie są w niej jeszcze widoczne skutki efektu utraty mniej masywnych składników. W obrębie gromady widoczny jest efekt segregacji masy, o czym świadczy znaczna różnica w nachyleniu funkcji masy obszaru jądra i korony.

King 13 należy do masywnych gromad. Jej masa całkowita została oszacowana na ponad $15500 M_{\odot}$.

C.2 King 1

King 1 jest zwartą gromadą dobrze wyróżniającą się na tle nieba. Jej katalogowa średnica została oszacowana na 9 minut łuku (Dias i in. 2002). Pierwszą, wielobarwną analizę fotometryczną przeprowadzili Lata i in. (2004a), którzy wyznaczyli wiek tej gromady na $1,6 \cdot 10^9$ lat, odległość na 1,9 kpc, a poczerwienienie $E(B - V)$ na 0,70 mag. Wartości odpowiednich wielkości otrzymane w niniejszej pracy są zbieżne i wynoszą odpowiednio: $4 \cdot 10^9$ lat, $1,08^{+0,23}_{-0,33}$ kpc i $0,76^{+0,09}_{-0,09}$ mag.

Ciąg główny jest wyraźnie zaznaczony przez gwiazdy o jasnościach $V > 15,5$ mag. W obszarze czerwonych olbrzymów znaleziono 45 wyewoluowanych gwiazd. Funkcja mas gromady była badana w pracy Lata (2005), w której autor otrzymał wykładnik nachylenia funkcji masy równy $\chi = 1,46 \pm 0,71$, porównywalny w granicach błędów z wartością uzyskaną w niniejszej pracy i równą $2,4 \pm 1,6$. Zaobserwowano znaczny efekt segregacji masy.

Masa gromady, wyznaczona na około $3300 M_{\odot}$, pozwala zaliczyć ją do obiektów średnio masywnych.

C.3 King 14 i NGC 146

King 14 stanowi skupisko młodych gwiazd o wieku około 10^7 lat. Z racji swoich dużych rozmiarów na niebie, oszacowanych na około 18 minut łuku, niezbyt bogatej populacji gwiazd i gęstego tła gwiazd pola, King 14 jest słabo wyróżniającą się gromadą. W jej bezpośrednim sąsiedztwie na niebie znajdują się dwie inne gromady – NGC 146 i NGC 133. Subramaniam i in. (1995) umieścili parę King 14 i NGC 146 na liście potencjalnych gromad podwójnych z racji dzielącej oba obiekty na niebie niewielkiej odległości kątowej.

Obie gromady były przedmiotem badań fotometrycznych przy wykorzystaniu technik fotograficznych na przełomie lat 60. i 70. minionego wieku (Hardorp 1960, Jasevicius 1964, Haug 1970). Dla niektórych najjaśniejszych gwiazd gromady King 14 wykonano fotometrię fotoelektryczną (Sarg i Wramdemark 1977). W niniejszej pracy prezentowane są pierwsze dane pochodzące z głębokiego przeglądu CCD.

Najjaśniejsze gwiazdy na ciągu głównym sięgają 11 mag w V, co odpowiada ich masie równej około $15 M_{\odot}$. Gwiazd zaawansowanych ewolucyjnie nie stwierdzono. Wykładnik funkcji masy $\chi = 1,2 \pm 0,4$ jest zbliżony do wartości uniwersalnej początkowej funkcji masy równej $\chi = 1,3 \pm 0,3$ (Kroupa 2001).

Internetowa baza danych WEBDA¹ poświęcona gromadom otwartym (Mermilliod 1996) podaje dla badanej gromady wiek około $8,4 \cdot 10^7$ lat, poczerwienienie $E(B - V) = 0,414$ i odległość 2,6 kpc. Otrzymane w tym przeglądzie dane sugerują natomiast, że jest to znacznie młodsza gromada o wieku 10^7 lat i bardziej poczerwieniona z $0,6_{-0,1}^{+0,1}$ mag. Wyznaczenie odległości równej $2,56_{-1,0}^{+1,4}$ kpc jest w zadowalającym stopniu zbliżone do literaturowego.

Gromada nie jest zaawansowana w swojej ewolucji dynamicznej, choć niewielki efekt segregacji masy jest widoczny. Masa gromady została oszacowana na około $900 M_{\odot}$.

W przypadku NGC 146 istnieje już wielobarwna fotometria CCD (Phelps i Janes 1994, Subramaniam i in. 2005). Subramaniam i in. (2005) wyznaczyli wiek gromady na $1,0 - 1,6 \cdot 10^7$ lat, $E(B - V) = 0,55 \pm 0,04$ mag i odległość 3,4 kpc. Otrzymane w tej pracy odpowiednie wartości to $4 \cdot 10^7$ lat, $0,56_{-0,07}^{+0,07}$ mag i $2,8_{-0,9}^{+0,9}$ kpc – zgodne z literaturowymi. Wyniki te wskazują, że NGC 146 i pobliska na niebie King 14 cechują się porównywalnymi wartościami podstawowych parametrów, dlatego nie można wykluczyć, że nie tworzą fizycznie związanego układu dwóch gromad.

NGC 146 jest ubogą w gwiazdy gromadą. Jej masa została wyznaczona na około $600 M_{\odot}$. Niemniej jednak ciąg główny jest dobrze zarysowany i sięga do 10. wielkości gwiazdowej w V. Poniżej $V = 15$ mag widoczne jest poszerzenie ciągu głównego w stronę gwiazd czerwonych, co wskazuje na obecność obiektów we wczesnych stadiach ewolucji gwiazdowej dopiero co zmierzających w stronę ciągu głównego. Funkcja masy opisana jest wykładnikiem równym $\chi = 1,2 \pm 0,7$, co pokrywa się w granicach błędu z wartością uniwersalną.

C.4 Dias 1, King 16 i Berkeley 4

Wszystkie trzy gromady położone są w tym samym obszarze na niebie w odległości kilkudziesięciu minut łuku. Analiza diagramów barwa jasność tych gromad wskazuje, że choć obiekty te różnią się ilością tworzących je gwiazd, to są tego samego, młodego wieku rzędu 10^7 lat, cechuje je zbliżona wartość poczerwienienia i odległości. Jednak w przypadku tej ostatniej różnice są na tyle duże, że na podstawie otrzymanych wyników nie można mówić o związanym fizycznie układzie tych gromad.

Gromada Dias 1 została odkryta stosunkowo niedawno jako skupisko gwiazd o średnicy 4 minut łuku (Dias i in. 2002). Materiał zebrany w czasie przeglądu dostarcza pierwszych wyznaczeń podstawowych parametrów tej gromady takich jak wiek równy $1,3 \cdot 10^7$ lat, $1,08_{-0,11}^{+0,13}$

¹<http://www.univie.ac.at/webda>

mag i odległość $1,7_{-0,6}^{+1,2}$ kpc.

Ciąg główny zarysowany jest przez gwiazdy słabsze od $V = 14$ mag, których masy nie przekraczają $4,7 M_{\odot}$. Bardziej masywnych gwiazd położonych zarówno na ciągu głównym, jak i w obszarze czerwonych olbrzymów nie zaobserwowano. Funkcja masy ma nachylenie $\chi = 1,1 \pm 0,4$ zbliżone do wartości uniwersalnej. Gromada okazała się być mało masywna z oszacowaną masą około $250 M_{\odot}$.

King 16 jest kolejną niezbadaną do tej pory gromadą otwartą. King (1949) oszacował jej średnicę kątową na 4 minuty łuku, tymczasem zebrany materiał obserwacyjny wskazuje, że jest ona w rzeczywistości znacznie większa i zajmuje obszar o średnicy około 17 minut kątowych. Hardorp (1960) dokonał pierwszych fotograficznych pomiarów jasności gwiazd gromady konstruując pierwszy diagram barwa-jasność wskazujący na młody wiek gromady.

Niniejsza praca dostarcza pierwszych wyznaczeń podstawowych parametrów gromady King 16. Jej wiek oceniono na 10^7 lat, $E(B - V) = 0,89_{-0,13}^{+0,10}$ mag i odległość $1,9_{-0,9}^{+0,9}$ kpc. Wyraźnie zaznaczony ciąg główny tworzony jest przez gwiazdy o masach nieprzekraczających $14 M_{\odot}$. Wykładnik funkcji masy $\chi = 1,1 \pm 0,4$ jest mniejszy od wartości uniwersalnej, jednak zgodny z nią w granicach błędu. Masę całkowitą gromady oszacowano na $700 M_{\odot}$. Zbieżność wieku i odległości opisanych powyżej gromad pozwala zaliczyć je do potencjalnych gromad podwójnych.

Trzecią znajdującą się w tym samym obszarze nieba gromadą jest Berkeley 4. Ciąg główny tej gromady sięga do 10. wielkości gwiazdowej w V i dlatego obiekt ten trafił do katalogu danych astrofizycznych 520 jasnych gromad otwartych (Kharchenko i in. 2005). Autorzy ci jako pierwsi wyznaczyli wiek gromady na $1,2 \cdot 10^7$ lat, $E(B - V) = 0,70$ mag i odległość 3,2 kpc. Otrzymane w niniejszej pracy parametry: wiek $1,3 \cdot 10^7$ lat, $E(B - V) = 0,83_{-0,08}^{+0,08}$ mag i odległość $2,5_{-0,9}^{+1,9}$ kpc można uznać za zbliżone w zadowalającym stopniu do przytoczonych powyżej danych literaturowych.

Gromada charakteryzuje się niską wartością wykładnika funkcji masy $\chi = 0,75 \pm 0,54$, co znalazło odzwierciedlenie w niewielkiej całkowitej masie gromady oszacowanej na około $460 M_{\odot}$. W dolnej części ciągu głównego (poniżej 14 mag) widoczne jest znaczne jego poszerzenie, którego przyczyną może być występowanie w gromadzie gwiazd w fazie ewolucyjnej przed ciągiem głównym.

C.5 Skiff J0058+68.4

Gromada ta została ujęta w kompilacji Dias i in. (2002) jako obiekt o średnicy 7 minut łuku i do tej pory nie była tematem szczegółowych studiów. W świetle zebranego materiału obserwacyjnego gromada ta jawi się jako obiekt o średnicy ponad 20 minut łuku, bardzo bogaty w tworzące go gwiazdy, lecz stosunkowo nisko skoncentrowany.

Ciąg główny jest wyraźnie zaznaczony przez gwiazdy słabsze od $V = 15$ mag, na gałęzi czerwonych olbrzymów można doliczyć się aż 76 gwiazd. W wyniku dopasowania izochrony otrzymano wiek $1,3 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,85^{+0,12}_{-0,13}$ mag i odległość $1,58^{+0,6}_{-0,5}$ kpc. Gromada jest znacznie zaawansowana w swojej ewolucji dynamicznej, na co wskazuje niska wartość wykładnika funkcji masy $\chi = -0,4 \pm 0,7$ będąca konsekwencją odparowania z gromady gwiazd mało masywnych. Kolejnym następstwem takiego stanu rzeczy jest stosunkowo niska całkowita masa gromady oszacowana na $850 M_{\odot}$. Niewykluczone jest, że gromada ta stanowiła w przeszłości bardzo masywny, bogaty system gwiazdowy.

C.6 NGC 559

Gromada NGC 559 była wielokrotnie tematem badań fotometrycznych. Charakteryzuje ją duża liczba wchodzących w jej skład gwiazd i znaczny stopień koncentracji, dzięki czemu zdecydowanie wyróżnia się z tła galaktycznego. Jej średnica została wyznaczona w czasie tego przeglądu na blisko 30 minut łuku, co jest zdecydowanie większą wartością w porównaniu z 6 minutami łuku, które figurują w danych katalogowych (Dias i in. 2002).

Ann i Lee (2002) wykonali kompleksowe badania fotometryczne w pasmach UBVI centralnego obszaru gromady o promieniu blisko 6 minut łuku. Autorzy wyznaczyli wiek na $4 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,81 \pm 0,05$ mag i odległość 2,3 kpc z dopasowania teoretycznej izochrony o metaliczności $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,32$. Z kolei baza danych WEBDA dostarcza znacznie mniejszą wartość odległości równą około 1,26 kpc. W tej pracy również otrzymano najlepsze dopasowanie dla izochrony o zbliżonym wieku $6,3 \cdot 10^8$ lat i poczerwienieniu $E(B - V) = 0,68^{+0,11}_{-0,12}$ mag. Otrzymana odległość $2,2^{+0,6}_{-0,8}$ kpc jest bliska wartości uzyskanej przez Ann i Lee (2002).

Gromada cechuje się wyraźnym ciągiem głównym sięgającym $V = 14$ mag. W obszarze czerwonych olbrzymów znajduje się 28 gwiazd. Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,3 \pm 0,5$ jest równe wartości uniwersalnej. Oszacowana masa całkowita wynosi ponad $3000 M_{\odot}$.

C.7 NGC 884 (χ Persei)

Gromada ta, znana również jako χ Persei, jest częścią młodej podwójnej gromady otwartej h i χ Persei. Kompleks ten był przedmiotem wielu szczegółowych studiów w ostatnim dziesięcioleciu. Do obserwacji w ramach przeprowadzonego przeglądu wybrana została χ Persei, ponieważ cechuje ją mniejsza koncentracja w porównaniu z jej towarzyszką, dla której rzetelna fotometria nie mogłaby zostać przeprowadzona metodami zastosowanymi w tej pracy. Przyjęto, że literaturowe podstawowe parametry NGC 884 są prawidłowo i dokładnie wyznaczone. W związku z tym gromadę tę potraktowano jako obiekt kontrolny, na którym testowano wykorzystane algorytmy redukcji danych w celu ustalenia wiarygodności wyznaczeń poszczególnych

parametrów.

Według danych zawartych w bazie WEBDA, wiek NGC 884 wynosi 10^7 lat, $E(B - V) = 0,56$ mag i odległość równa się 2,35 kpc. Na podstawie materiału zebranego w ramach przeprowadzonego przeglądu otrzymano wartości równe odpowiednio: $1,3 \cdot 10^7$ lat, $E(B - V) = 0,56_{-0,06}^{+0,06}$ mag i $2,9_{-0,9}^{+0,8}$ kpc. Jak widać, są one w zgodności z danymi literaturowymi.

NGC 884 jest jedną z nielicznych gromad badanej próbki, dla której wyznaczone rozmiary kątowe są zgodne z danymi dostępnymi w literaturze. Jej rozmiar kątowy wyznaczono na około 20 minut kątowych, co przekłada się na wymiary liniowe równe około 13 pc.

Funkcja masy badanej gromady ma nachylenie $\chi = -0,1 \pm 0,3$. Masa całkowita została oszacowana na $1100 M_{\odot}$, co jest wartością niższą od literaturowej równej $2800 M_{\odot}$ (Slesnick i in. 2002).

C.8 Tombaugh 4

Odkrycia gromady dokonał Tombaugh (1941), który scharakteryzował ją na podstawie wykonanych fotografii jako skupisko 30 gwiazd o jasnościach od 16,5 do 17 mag, zajmujące na niebie obszar o średnicy około 2–2,5 minuty łuku. Moffat i Vogt (1973) zaobserwowali gromadę w ramach szerokokątnego przeglądu UBV, jednak nie otrzymali wartych uwagi wyników. Gromada ta nie była tematem dalszych studiów i praca niniejsza dostarcza pierwszych wyznaczeń jej podstawowych parametrów astrofizycznych takich jak wiek równy 10^9 lat, $E(B - V) = 1,0_{-0,1}^{+0,1}$ mag i odległość $2,2_{-0,6}^{+0,8}$ kpc.

Gromada ta jest silnie skoncentrowana i z łatwością wyróżnia się z tła galaktycznego. Jej całkowita średnica została oceniona na około 11 minut łuku – zdecydowanie więcej aniżeli wskazywały wyznaczenia jej odkrywcy.

Tombaugh 4 charakteryzuje się wyraźnie widocznym ciągiem głównym z punktem odejścia w okolicach $V = 16,5$ mag. W obszarze czerwonych olbrzymów odnaleziono 6 gwiazd. Postać funkcji masy wskazuje na deficyt gwiazd mało masywnych, szczególnie w obszarze jądra, co świadczy o zaawansowanym stadium ewolucji dynamicznej systemu. Masa całkowita gromady została wyznaczona na około $1700 M_{\odot}$.

C.9 Czernik 9

Istnienie gromady zostało ogłoszone przez Czernika (1966), który opisał ją jako system 38 gwiazd zajmujących obszar na niebie o rozmiarach kątowych 6 minut łuku. Moffat i Vogt (1973) wykonali fotometrię UBV dla 23 gwiazd obszaru gromady, jednak nie stwierdzili istnienia ciągu głównego. Mogłoby to świadczyć o tym, że system ten jest jedynie następstwem fluktuacji rozkładu gwiazd tła, a nie rzeczywistym układem fizycznym. Obiekt ten nie był tematem

dalszych badań.

Morfologia diagramu barwa-jasność nie pozostawia wątpliwości co do istnienia w tym obszarze gromady gwiazd. Ciąg główny jest wyraźnie widoczny i tworzą go gwiazdy o jasnościach $V > 15,5$ mag. W obszarze czerwonych olbrzymów znaleziono 7 gwiazd. Z dopasowania izochrony otrzymano wiek gromady równy $6,3 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 1,05_{-0,14}^{+0,12}$ mag i odległość $1,7_{-0,7}^{+0,4}$ kpc.

Funkcja masy ma nachylenie $\chi = 1,7 \pm 1,6$ porównywalne z nachyleniem uniwersalnej funkcji masy. Oszacowana masa gromady równa około $550 M_{\odot}$ plasuje ją wśród mało masywnych systemów gwiazdowych.

C.10 NGC 1027

Obiekt ten znalazł się na liście gromad sporządzonej przez Melotte (1915) pod numerem 18. Pierwsze dane fotometryczne zebrano na początku lat 60. minionego wieku (Hoag i in. 1961). Becker (1963) podaje odległość do gromady równą 795 pc i całkowitą ekstynkcję w paśmie V równą 1,02 mag. Lindoff (1968) ocenił rozmiary kątowe na 20 minut łuku i wiek gromady na około $6,3 \cdot 10^7$ lat. Z kolei Kharchenko i in. (2005) wyznaczyli wiek około $3,5 \cdot 10^8$ lat i $E(B - V) = 0,33$ mag. Nie istnieją dla tej gromady literaturowe dane CCD o głębokim zasięgu.

Baza danych WEBDA podaje wiek $1,6 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,325$ mag i odległość 772 pc. Otrzymane w niniejszej pracy wyniki to odpowiednio $2,5 \cdot 10^8$ lat, $0,41_{-0,11}^{+0,12}$ mag i $1,03_{-0,34}^{+0,25}$ kpc. Choć widoczne są rozbieżności w przypadku odległości, wyniki te można przyjąć za porównywalne z danymi katalogowymi. Rozmiar gromady został wyznaczony na ponad 20 minut łuku, co jest w zgodzie z wcześniejszymi wyznaczeniami.

Gromada ma dobrze określony ciąg główny typowy dla młodych gromad. Nie stwierdzono obecności gwiazd mogących leżeć w obszarze czerwonych olbrzymów. Nachylenie funkcji masy wynosi $1,5 \pm 0,4$ i jest porównywalne z uniwersalną funkcją masy. Gromada okazała się być mało masywna – jej masa została oszacowana na około $800 M_{\odot}$.

C.11 King 5

W pracy ogłaszającej odkrycie gromady jej rozmiary kątowe zostały wyznaczone na 6×9 minut łuku (King 1949). Gromada nie była badana do lat 90. minionego wieku, kiedy to Phelps i in. (1994) dostarczyli pierwszych danych fotometrycznych w filtrach V i I dla około 1300 gwiazd w obszarze o rozmiarach 11×11 minut łuku. Z kolei Carraro i in. (2000) bazując na obserwacjach w podczerwieni ocenili odległość do gromady na 1,9 kpc. Wiek gromady został oceniony w obu pracach na około $1 \cdot 10^9$ lat. Durgapal i in. (1998) zebrali dane fotometryczne

wielobarwne UBVRi i wyznaczyli poczerwienienie $E(B-V) = 0,75$ mag oraz wiek z przedziału $0,5 - 0,8 \cdot 10^9$ lat. Jednocześnie najlepsze dopasowanie autorzy otrzymali dla teoretycznych izochron o metaliczności zbliżonej do słonecznej $Z = 0,02$. Z kolei Friel i in. (1995, podane za Durgapal i in. 2001) na podstawie widm średniej rozdzielczości 12 olbrzymów wyznaczyli metaliczność $[\text{Fe}/\text{H}] \approx -0,38 \pm 0,20$. Durgapal i in. (2001) wykorzystali wcześniej zebraną i opublikowaną fotometrię wielobarwną do dokładnych studiów struktury i własności astrofizycznych gromady otrzymując wiek gromady równy $1 \cdot 10^9$ lat, $E(B-V) = 0,82$ mag i odległość $1,9 \pm 0,1$ kpc. King 5 znalazła się wśród próbki gromad, dla których Chen i in. (2004) badali morfologię na podstawie zliczeń gwiazd. Wyznaczony przez badaczy rozmiar kątowy gromady wyniósł około 10 minut łuku.

Materiał zebrany w ramach przeprowadzonego przeglądu pozwolił wyznaczyć średnicę gromady na blisko 11 minut łuku, co jest wartością porównywalną z przytoczonym powyżej wynikiem literaturowym. Wiek został wyznaczony na podstawie dopasowania izochrony na $1,25 \cdot 10^9$ lat, $E(B-V) = 0,7_{-0,1}^{+0,1}$ mag i odległość $2,2_{-0,8}^{+0,5}$ pc. Otrzymane wartości można uznać za zgodne z wcześniejszymi wyznaczeniami.

Ciąg główny jest naznaczony przez gwiazdy o jasnościach słabszych od $V = 15$ mag. W obszarze gwiazd wyewoluowanych stwierdzono obecność 22 tego typu obiektów. Analiza funkcji masy wskazuje na wyraźny istnienie wyraźnego efektu segregacji masy. Masa całkowita systemu została oszacowana na około $2300 M_{\odot}$.

C.12 King 6

Gromada została określona przez Kinga (1949) jako średnio bogate zbiorowisko gwiazd o rozmiarach 8×15 minut łuku. Pierwszych – i do tej pory jedyne – wielobarwnych obserwacji fotometrycznych UBVI dostarczyli Ann i in. (2002), którzy wyznaczyli poprzez dopasowanie izochrony o metaliczności $[\text{Fe}/\text{H}] = 0,46$ wiek gromady równy $2,5 \cdot 10^8$ lat i $E(B-V) = 0,5$ mag. Baza danych WEBDA podaje odległość do gromady równą $0,87$ kpc, natomiast Kharchenko i in. (2005) ocenili ją na 450 pc.

Ciąg główny rozpościera się w granicach całego obserwowanego zakresu jasności i nie stwierdzono obecności gwiazd zaawansowanych ewolucyjnie. Otrzymane w niniejszej pracy wyniki to: wiek $2,5 \cdot 10^8$ lat, $E(B-V) = 0,53_{-0,11}^{+0,12}$ mag i odległość $0,80_{-0,25}^{+0,29}$ kpc. Otrzymane wartości są bardzo zbliżone do danych literaturowych.

King 6 charakteryzuje się dużą wartością $\chi = 1,7 \pm 0,4$. Pomimo tego masa gromady równa niespełna $500 M_{\odot}$ pasuje ją wśród obiektów mało masywnych.

C.13 Berkeley 9

Gromada ta nie była dotychczas badana. Jest to niezbyt liczne skupisko gwiazd o rozmiarach nieprzekraczających 15 minut łuku. Ciąg główny naznaczony jest przez gwiazdy o jasnościach $V > 15,5$ mag. Znalaziono 4 gwiazdy, które można uznać za gwiazdy wyewoluowane. Z dopasowania izochrony otrzymano wiek wynoszący blisko $4 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,79_{-0,08}^{+0,08}$ mag i odległość $0,82_{-0,25}^{+0,18}$ kpc. Wyznaczone nachylenie funkcji masy w obszarze jądra ma skrajnie niską wartość, wskazując na zaistnienie w obrębie systemu silnego efektu segregacji masy. Masa gromady wyznaczona została na niespełna $700 M_{\odot}$.

C.14 Berkeley 10

Pierwsze badania gromady przeprowadzono dopiero w ostatnich latach (Lata i in. 2004b, Lata 2005) i w ich rezultacie otrzymano wiek $6,3 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,87 \pm 0,05$ mag i odległość $2,29 \pm 0,21$ kpc. Dane katalogowe (Dias i in. 2002) szacują jej średnicę kątową na 10 minut łuku.

Gromada wyraźnie wyróżnia się z tła galaktycznego. Jej rozmiary kątowe zostały wyznaczone w niniejszej pracy na około 16 minut łuku. Ciąg główny zarysowany jest przez gwiazdy słabsze od $V = 15$ mag, a w obszarze czerwonych olbrzymów odnaleziono 12 gwiazd. W wyniku dopasowania teoretycznej izochrony otrzymano zbliżone do literaturowych podstawowe parametry takie jak wiek $10 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,71_{-0,08}^{+0,10}$ mag i odległość $1,8_{-0,5}^{+0,8}$ kpc.

Otrzymana wartość nachylenia funkcji masy $\chi = 1,3 \pm 0,6$ jest zgodna z wartością uniwersalną i porównywalna z danymi literaturowymi $\chi = 1,39 \pm 0,73$ (Lata 2005). Oszacowana masa całkowita gromady wynosi około $1100 M_{\odot}$. Berkeley 10 charakteryzuje się występowaniem znacznego efektu segregacji masy przejawiającego się istnieniem dużej rozbieżności pomiędzy nachyleniami funkcji masy obszaru jądra i korony.

C.15 Tombaugh 5

Obiekt został umieszczony na liście gromad przez Tombaugh'a (1941) i przez kolejne dziesięciolecie pozostawał niezbadany. Jego odkrywca opisał go jako skupisko 80 gwiazd o jasnościach 14–16 mag zajmujące obszar o średnicy 17 minut łuku. Ostatnimi czasy Lata i in. (2004b) zebrali pierwsze dane fotometryczne UBVRI dla obszaru centralnego o rozmiarach 13×13 minut łuku i wyznaczyli podstawowe parametry gromady. Jej wiek autorzy oszacowali na $2 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,80 \pm 0,05$ mag i odległość $1,75 \pm 0,16$ kpc.

Gromada jest bogatym, wyraźnie wybijającym się z otoczenia skupiskiem gwiazd o jasnościach nieprzekraczających 11–12 mag w V. Jej średnica została wyznaczona na ponad 23 minuty łuku. W obszarze czerwonych olbrzymów na diagramie barwa-jasność znajduje się 7

potencjalnych gwiazd zaawansowanych ewolucyjnie. Otrzymane w niniejszej pracy parametry: wiek $2,5 \cdot 10^8$ lat i $E(B - V) = 0,80_{-0,10}^{+0,08}$ mag są zgodne z wartościami literaturowymi (Lata i in. 2004b), jednak wyznaczona odległość do gromady równa $1,3_{-0,4}^{+0,3}$ kpc okazała się być mniejsza.

Wyznaczone nachylenie funkcji masy $\chi = 1,3 \pm 0,4$ jest zbliżone do wartości uniwersalnej. Lata (2005) również otrzymał podobny wynik $\chi = 1,32 \pm 0,46$. Oszacowana masa całkowita układu wynosi niespełna $1300 M_{\odot}$.

C.16 NGC 1513

Becker i Stock (1958) opublikowali pierwsze fotograficzne dane fotometryczne dla gwiazd położonych w obszarze gromady. Del Rio i Huestamendia (1988) wykonali pierwsze obserwacje fotometryczne w pasmach UBV wspomagane obserwacjami fotograficznymi w pasmach RGU. Na ich podstawie autorzy wyznaczyli odległość do gromady równą 1320 pc i średnicę kątową równą 14 minut łuku. Frolov i in. (2002) wykonali fotometrię CCD w pasmach BV dla obszaru o rozmiarach 17×17 minut łuku. W wyniku dopasowania teoretycznej izochrony autorzy oszacowali wiek gromady na $2,54 \cdot 10^8$ lat przy metaliczności $Z = 0,019$ i poczerwienieniu $E(B - V) = 0,67$.

NGC 1513 jest gromadą bardzo wyraźnie wybijającą się z tła galaktycznego. Jej średnica kątowa została wyznaczona na około 18 minut łuku. Ciąg główny jest dobrze określony przez gwiazdy słabsze niż $V = 11,5 - 12$ mag. W obszarze, gdzie można spodziewać się gwiazd wyewoluowanych, nie odnaleziono obiektów tego typu. Najlepsze dopasowanie otrzymano dla izochrony o wieku $0,25 \cdot 10^8$ lat, poczerwienieniu $E(B - V) = 0,76_{-0,18}^{+0,13}$ mag i odległości $1,3_{-0,7}^{+0,7}$ kpc. Za wyjątkiem wieku wyniki te są w zadowalającej zgodności z danymi literaturowymi.

Nachylenie funkcji masy równe $\chi = 1,6 \pm 0,2$ nie odbiega od wartości uniwersalnej. Wyznaczona masa całkowita wynosi $1300 M_{\odot}$.

C.17 Berkeley 67

Pierwsze obserwacje fotometryczne gromady przeprowadzono dopiero w ostatnich latach. Lata i in. (2004b) zebrali fotometrię wielobarwną obszaru o rozmiarach 13×13 minut łuku wokół gromady i wyznaczyli jej podstawowe parametry: wiek 10^9 lat, $E(B - V) = 0,79 \pm 0,05$ i odległość $2,45 \pm 0,23$ kpc. Badacze określili rozmiar kątowy gromady na 7 minut łuku. Z kolei dane katalogowe określają wielkość gromady na 10 minut łuku (Dias i in. 2002).

Gromada sprawia wrażenie średnio bogatego w składniki skupiska gwiazd. Od strony północnej graniczy na niebie z obszarem o znacznie zwiększonej ekstynkcji międzygwiazdowej – ciemnej mgławicy prawdopodobnie położonej za gromadą. Średnicę kątową Berkeley 67 wy-

znaczono w niniejszej pracy na około 10 minut łuku. Morfologia diagramu barwa-jasność jest typowa dla gromad o zaawansowanym wieku. Ciąg główny jest zarysowany przez gwiazdy o jasnościach $V > 15$ mag. W obszarze czerwonych olbrzymów znaleziono 9 gwiazd. W rezultacie dopasowania izochrony otrzymano wiek gromady 10^9 lat, $E(B - V) = 0,90_{-0,08}^{+0,09}$ mag i odległość $1,6_{-0,4}^{+0,6}$ kpc – wartości zbliżone do literaturowych.

Analiza funkcji masy wskazuje na silny deficyt gwiazd mało masywnych w obrębie całej gromady. W wyniku dopasowania otrzymano $\chi = -1,7 \pm 1,4$. Z kolei Lata (2005) otrzymał $\chi = 3,41 \pm 0,98$, co świadczy o wyraźnym nadmiarze gwiazd mało masywnych. Rozbieżność wyznaczeń jest znaczna i jej przyczyna pozostaje nieznana.

Masę całkowitą gromady oceniono w niniejszej pracy na $140 M_{\odot}$.

C.18 Berkeley 13

W literaturze brak jest danych na temat tej gromady za wyjątkiem jej rozmiarów kątowych wyznaczonych na 7 minut łuku (Dias i in. 2002). Gromadę tworzy dość luźne i mało liczne skupisko gwiazd. Ciąg główny zarysowany jest przez gwiazdy o jasnościach $V > 16$ mag. W obszarze czerwonych olbrzymów znaleziono 7 potencjalnych gwiazd tego typu.

W wyniku analizy struktury Berkeley 13 wyznaczono jej średnicę kątową na około 12 minut łuku. Gromada okazała się być dość stara, choć niezaawansowana w ewolucji dynamicznej. Jej wiek oceniono na $1 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,66_{-0,14}^{+0,15}$ mag i odległość $2,5_{-1,1}^{+1,8}$ kpc. Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,9 \pm 1,0$ okazało się być zbliżone w granicach błędu do wartości uniwersalnej. Masę gromady wyznaczono na około $700 M_{\odot}$.

C.19 Czernik 19

W momencie odkrycia gromada ta została scharakteryzowana jako dość bogate skupisko około 80 gwiazd zajmujących na niebie obszar o średnicy 18 minut łuku (Czernik 1966). Pierwszych wyznaczeń parametrów astrofizycznych gromady dokonali Hasegawa i in. (2004), którzy wyznaczyli jej wiek na $10 \cdot 10^7$ lat, $E(B - V) = 0,85$ mag i odległość $2,5$ kpc. Odpowiednie wartości otrzymane w niniejszej pracy to $2,5 \cdot 10^7$ lat, $E(B - V) = 0,67_{-0,08}^{+0,08}$ mag i $2,5_{-0,8}^{+1,1}$ kpc.

Gromada charakteryzuje się dość wyraźnie poszerzonym ciągiem głównym, którego punkt odejścia sięga 13 mag w V. Znaleziono dwie gwiazdy czerwone mogące należeć do gromady, które lokują się na diagramie barwa-jasność w obszarze czerwonych olbrzymów. Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,1 \pm 0,2$ nie odbiega od wartości uniwersalnej, a wyznaczona na jej podstawie masa całkowita równa około $500 M_{\odot}$ plasuje gromadę wśród systemów mało masywnych.

C.20 Berkeley 15

Gromada stała się przedmiotem badań dopiero w ostatnich kilku latach. W katalogu gromad otwartych całkowity rozmiar gromady został ustalony na 8 minut łuku (Dias i in. 2002). Sujatha i in. (2004) zebrali jako pierwsi fotometrię UBVRI dla obszaru gromady. Badacze wyznaczyli następujące własności gromady: wiek $5 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,462$ mag i odległość 1259 ± 125 pc. Natomiast Lata i in. (2004a) bazując również na fotometrii wielobarwnej UBVRI otrzymali wiek gromady $3,2 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,88$ mag i odległość 3,0 kpc. Rozbieżność wyznaczeń pomiędzy pracami obu zespołów jest zadziwiająco duża. Z kolei w bazie danych WEBDA znaleźć można wiek równy $2,5 \cdot 10^8$ lat i odległość 3,3 kpc. Lata i in. (2004a) wyznaczyli średnicę kątową gromady na 9 minut łuku – wartość zbliżoną do katalogowej.

Wyznaczone w niniejszej pracy parametry gromady to $5 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 1,01_{-0,16}^{+0,15}$ mag i odległość $2,7_{-1,0}^{+0,7}$ kpc. Całkowity rozmiar Berkeley 15 został wyznaczony na około 15 minut łuku – zdecydowanie więcej od poprzednich wyznaczeń.

Morfologia diagramu barwa-jasność jednoznacznie wskazuje na zaawansowany wiek gromady. Ciąg główny tworzony jest przez gwiazdy o jasnościach $V > 15$ mag. W obszarze czerwonych olbrzymów wytypowano 12 gwiazd mogących należeć do gromady.

Funkcja masy ma nachylenie $\chi = 1,1 \pm 1,1$, zbliżone do wartości uniwersalnej i porównywalne do wyznaczenia literaturowego $\chi = 1,35 \pm 0,46$ (Lata 2005). Gromada zatem nie jest układem zaawansowanym w ewolucji dynamicznej. Masa całkowita systemu została oszacowana na ponad $1200 M_{\odot}$.

C.21 NGC 1798

Jest to bardzo słabo zbadana gromada. Phelps i in. (1994) opublikowali nieskalibrowaną fotometrię w pasmach BV i wyznaczyli wiek gromady na $1,5 \cdot 10^9$ lat bazując na morfologii diagramu barwa-jasność. Kompleksową fotometrię UBVI dla obszaru o rozmiarach około 11×14 minut łuku wokół gromady wykonali Park i Lee (1999). Autorzy wyznaczyli wiek $(1,4 \pm 0,2) \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,47 \pm 0,02$ mag i odległość $4,2 \pm 0,3$ kpc. Ponadto określili metaliczność na $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,47 \pm 0,15$ i średnicę kątową na około 8 minut łuku.

Ciąg główny gromady tworzony jest przez gwiazdy słabsze od około 16 mag w V. Wyraźnie zarysowany jest obszar czerwonych olbrzymów, w granicach którego można doliczyć się 28 gwiazd. W wyniku dopasowania izochrony o metaliczności słonecznej otrzymano następujące wyznaczenia: wiek równy $1,6 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,37_{-0,09}^{+0,10}$ mag i odległość $3,6_{-1,2}^{+0,7}$ kpc. Wartości te są w zadowalającym stopniu zgodne z literaturowymi, choć uwagę zwraca wyznaczona wartość odległości mniejsza o 0,6 kpc w porównaniu z danymi literaturowymi. Średnica kątowa oceniona na 18 minut łuku okazała się być zdecydowanie większa od wcześniejszych

oszacowań.

Nachylenie funkcji masy $\chi = 3,1 \pm 0,6$ wskazuje na nadmiar gwiazd mało masywnych w obrębie gromady. Na uwagę zasługuje znaczna różnica w nachyleniach funkcji masy obszaru jądra i korony wskazująca na zaistnienie w obrębie gromady silnego efektu segregacji masy. Masa całkowita została oszacowana na blisko $7000 M_{\odot}$.

C.22 Berkeley 71

Lata i in. (2004a) wykonali pierwszą wielobarwną fotometrię CCD tej gromady, na podstawie której wyznaczyli jej wiek na $6,3 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,85$ mag i odległość 3,9 kpc. Ponadto autorzy oszacowali średnicę kątową na 6 minut łuku. Odpowiednie wartości otrzymane na podstawie danych zebranych w przeprowadzonym przeglądzie to odpowiednio: $10 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,81_{-0,08}^{+0,08}$ mag, $3,3_{-0,7}^{+1,3}$ kpc i 6,5 minuty łuku. Są one w zadowalającym stopniu zbliżone – za wyjątkiem odległości – z wyznaczeniami literaturowymi.

Ciąg główny Berkeley 71 tworzą gwiazdy słabsze od około 16 mag w V, przy czym widoczny jest deficyt gwiazd mało masywnych. Znalazło to odzwierciedlenie w ekstremalnie niskim nachyleniu funkcji masy $\chi = -1,1 \pm 1,8$. Wynik ten jest całkowicie niezgodny z literaturowym nachyleniem funkcji masy $\chi = 3,02 \pm 0,39$ (Lata 2005). Podobnie jak w przypadku Berkeley 67, tak dramatyczna rozbieżność wyników nie znalazła wyjaśnienia w czasie analizy materiału obserwacyjnego zebranego w ramach niniejszej pracy. Niska wartość wyznaczonego χ pociąga za sobą niewielką masę gromady wyznaczoną w tej pracy na około $250 M_{\odot}$.

C.23 NGC 2126

Według danych zawartych w katalogu gromad otwartych (Dias i in. 2002) jest to średnio liczne skupisko gwiazd położonych na niebie w obszarze o średnicy 5 minut łuku. Cuffey (1943) przeprowadził pierwsze badania fotometryczne, w wyniku których wyznaczył odległość do gromady na 950 pc. Gaspar i in. (2003) zebrali pierwsze i jak do tej pory jedyne współczesne dane fotometryczne. Badacze wykonali obserwacje o szerokim polu widzenia (29×18 minut łuku) w filtrach VRI i wyznaczyli wiek gromady równy $(1 - 2) \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,20 \pm 0,15$ mag i odległość $1,3 \pm 0,6$ kpc. Ponadto w rezultacie monitoringu fotometrycznego autorzy znaleźli w obrębie gromady 6 gwiazd zmiennych.

Obserwacje zebrane w ramach przeprowadzonego przeglądu wskazują, że średnica kątowa gromady jest zdecydowanie większa i wynosi 20 minut łuku. Ciąg główny jest wyraźnie zarysowany i jego jasny kraniec sięga do gwiazd około 13–13,5 mag w V. W rejonie gwiazd wyewoluowanych odnaleziono 10 potencjalnych kandydatów na czerwone olbrzymy gromady. Wyznaczone parametry to: wiek $1,3 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,27_{-0,12}^{+0,11}$ mag i odległość $1,1_{-0,5}^{+0,5}$

kpc. Wartości te można uznać za całkowicie zgodne z wyznaczeniami literaturowymi.

Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,4 \pm 0,4$ nie odbiega od wartości uniwersalnej. Masa gromady została wyznaczona na niespełna $400 M_{\odot}$.

C.24 NGC 2168 (M 35)

Gromada ta znana jest także pod nazwą M 35, gdyż znalazła się na liście obiektów mgławicowych Messiera. Położona jest w gwiazdozbiornie Bliźniąt i zajmuje obszar na niebie o średnicy 25 minut łuku (Dias i in. 2002). NGC 2168 jest dobrze poznaną gromadą, gdyż była przedmiotem zainteresowań astronomów już od końca XIX wieku. Cudworth (1971) korzystając z archiwalnych płyt fotograficznych pokrywających okres około 50 lat wyznaczył ruchy własne 763 gwiazd w obszarze NGC 2168. McNamara i Sekiguchi (1986) przeprowadzili pierwsze istotne badania dynamiki. Autorzy stwierdzili występowanie efektu segregacji masy oraz przedstawili model ewolucji dynamicznej gromady. Z kolei Leonard i Merritt (1989) ocenili masę gromady na $1600\text{--}3200 M_{\odot}$.

Pierwszą głęboką fotometrię CCD wykonali Sung i Bessel (1999), którzy określili wiek, poczerwienienie, odległość, metaliczność i minimalny odsetek gwiazd podwójnych w gromadzie. Podstawowe dane o gromadzie zapisane w bazie danych WEBDA są następujące: wiek $9,5 \cdot 10^7$ lat, $E(B - V) = 0,262$ mag, odległość 816 pc i metaliczność $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,16$. Gromada ta, podobnie jak NGC 884, została wykorzystana w analizowanej próbce jako obiekt kontrolny sprawdzający wiarygodność algorytmów wykorzystanych do obróbki materiału obserwacyjnego. I tak, w wyniku dopasowania teoretycznej izochrony o metaliczności słonecznej otrzymano wiek $7,9 \cdot 10^7$ lat, $E(B - V) = 0,28_{-0,16}^{+0,15}$ mag i odległość $0,84_{-0,42}^{+0,68}$ kpc. Zbieżność wyznaczeń z danymi literaturowymi jest zadowalająca. Wyznaczone w tej pracy rozmiary kątowe gromady są nieznacznie mniejsze od literaturowych i wynoszą 21 minut łuku.

Nachylenie funkcji masy było przedmiotem wielu badań. Jego wartość wyznaczano z przedziału od 1,1 do 1,6 (Kalirai i in. 2003 i zawarte w tej pracy referencje). Kalirai i in. (2003) otrzymali wartość zbliżoną do standardowej, mianowicie $\chi = 1,29 \pm 0,27$. Natomiast w ramach niniejszej pracy otrzymano wartość nieco niższą $\chi = 0,9 \pm 0,2$ jednak w granicach błędu porównywalną z literaturową. Masa całkowita gromady została oszacowana na około $850 M_{\odot}$, co jest wartością zdecydowanie mniejszą od wcześniejszych badań.

C.25 NGC 2192

Park i Lee (1999) wykonali pierwsze kompleksowe badania fotometryczne gromady. Wcześniejsze wstępne oszacowania jej wieku plasowały ją wśród gromad starych (Phelps i in. 1994). Park i Lee (1999) bazując na fotometrii UBVI dla obszaru o rozmiarach około 11×14 minut

łuku wokół gromady wyznaczyli jej wiek równy $(1,1 \pm 0,1) \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,21 \pm 0,01$ mag i odległość $3,5 \pm 0,3$ kpc. Ponadto określili metaliczność na $[Fe/H] = -0,31 \pm 0,15$ i średnicę kątową na ponad 7 minut łuku.

W świetle zebranych obserwacji NGC 2192 jest gromadą o niezbyt licznej populacji wchodzących w jej skład gwiazd. 23 gwiazdy skupiają się w obszarze czerwonych olbrzymów. Ciąg główny rozpościera się poniżej 15. wielkości gwiazdowej w V i zarysowany jest wyraźnie w górnej części. Brak składników o mniejszych jasnościach i tym samym mniejszych masach jest następstwem zaawansowania ewolucyjnego dynamiki układu. Potwierdza to wyznaczone nachylenie funkcji masy o skrajnie niskiej wartości $\chi = -4,6 \pm 2,2$.

W wyniku analizy struktury radialnej gromady wyznaczono jej średnicę kątową równą 9 minut łuku. Jest to wartość nieznacznie większa od literaturowej. Podstawowe parametry gromady zostały wyznaczone w oparciu o dopasowaną izochronę o metaliczności słonecznej i wieku $2 \cdot 10^9$ lat. Ponadto otrzymano wartość poczerwienienia $E(B - V) = 0,04_{-0,14}^{+0,11}$ mag i odległości $2,5_{-0,8}^{+0,9}$ kpc. Za wyjątkiem tej ostatniej uzyskane wielkości są zbliżone do danych literaturowych. Odległość do gromady okazała się być – podobnie jak w przypadku innej analizowanej przez ten sam zespół badawczy gromady NGC 1798 – mniejsza o 1 kpc. Masę całkowitą systemu wyznaczono na około $100 M_{\odot}$.

C.26 NGC 2266

Pierwszych i do tej pory jedynych wyznaczeń parametrów astrofizycznych tej gromady dokonali Kałużny i Mazur (1991), którzy wykorzystując dane fotometryczne zebrane w systemach UBV oraz waszyngtońskim wyznaczyli poczerwienienie na drodze do gromady $E(B - V) = 0,10$ mag i odległość 3,4 kpc. Metaliczność została określona dwiema metodami. Bazując na fotometrii systemu waszyngtońskiego autorzy otrzymali $[Fe/H] = -0,26 \pm 0,20$. Natomiast porównując diagram barwa jasność badanej gromady z diagramem gromady NGC 1817, metaliczność okazała się być nieznacznie niższa $[Fe/H] \approx -0,39$. Wiek gromady został określony jako porównywalny do wieku Hiad czy M 44 (*Praesepe*). Baza danych WEBDA podaje dla NGC 2266 wiek $6,3 \cdot 10^8$ lat.

Średnica kątowa gromady została wyznaczona w niniejszej pracy na około 11 minut łuku – dwukrotnie więcej aniżeli figuruje w katalogu gromad otwartych (Dias i in. 2002). Otrzymane parametry astrofizyczne: wiek $10,0 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,00_{-0,09}^{+0,09}$ mag i odległość $2,8_{-0,7}^{+0,9}$ kpc różnią się od wartości raportowanych przez Kałużnego i Mazur (1991), niemniej jednak można je uznać za porównywalne.

Na gałęzi olbrzymów znaleziono 12 gwiazd potencjalnie należących do gromady. Jasny kraniec ciągu głównego sięga około $V = 14$ mag. Nachylenia funkcji masy okazało się być równe $1,6 \pm 0,9$ – nie odbiegające w granicach błędu od wartości uniwersalnej. Masa całkowita

gromady okazała się być równa około $1400 M_{\odot}$.

C.27 King 25

Istnienie gromady zostało zapostulowane przez Kinga (1966), który ocenił jej średnicę kątową na 5 minut łuku. Gromada została zapomniana przez badaczy na następnych blisko 40 lat. Dopiero Carraro i in. (2005) wykonali pierwszą fotometrię BVI obszaru o rozmiarze 4,1 na 4,1 minut łuku wokół centrum gromady. Wyniki otrzymane przez autorów pozwoliły na stwierdzenie, że King 25 nie jest w rzeczywistości gromadą otwartą a jedynie pozornym zagęszczeniem gwiazd tła.

Zebrany materiał obserwacyjny jednoznacznie wskazuje, że badany obiekt jest gromadą otwartą. Na otrzymanym oczyszczonym diagramie barwa-jasność wyraźnie widoczny jest ciąg główny zarysowany przez gwiazdy o jasnościach nie większych niż $V = 15-15,5$ mag. Co więcej przynajmniej 9 gwiazd ulokowanych jest w obszarze gwiazd wyewoluowanych naznaczając tym samym obszar czerwonych olbrzymów. Rozmiar całkowity gromady został określony na około 12 minut łuku.

Najlepsze dopasowanie do obserwacji otrzymano dla izochrony o wieku $6,3 \cdot 10^8$ lat przy znacznym poczerwienieniu $E(B - V) = 1,36_{-0,13}^{+0,11}$ mag i odległości $1,5_{-0,7}^{+0,5}$ kpc. Funkcja masy o nachyleniu równym $\chi = 1,7 \pm 1,0$ okazała się nie odbiegać od postaci uniwersalnej, choć błąd dopasowania jest znaczny. Masa gromady została wyznaczona na około $2300 M_{\odot}$.

C.28 Czernik 40 i Czernik 41

Obie gromady zostały odkryte przez Czernika (1966) jako obiekty o rozmiarach kątowych nieprzekraczających 10 minut łuku. Do tej pory nie były przedmiotem opublikowanych badań fotometrycznych.

Gromada Czernik 40 okazała się być systemem bardzo bogatym w gwiazdy. Jej średnicę oszacowano na 17 minut łuku. Ciąg główny tworzą gwiazdy o jasnościach nieprzekraczających 16 mag w V. Obszar czerwonych olbrzymów jest bardzo dobrze zaznaczony przez około 70 gwiazd. Wiek gromady wyznaczono na $7,9 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,99_{-0,14}^{+0,13}$ mag, a odległości na $3,1_{-1,0}^{+0,9}$ kpc. Nachylenie funkcji masy w tej gromadzie wynosi $2,4 \pm 0,6$ – zdecydowanie większe od wartości uniwersalnej. Wyznaczona masa równa ponad $15500 M_{\odot}$ pasuje gromadę Czernik 40 wśród masywnych systemów gwiazdowych.

Czernik 41 jest mniejszą (średnica kątowa 11 minut łuku) i znacznie mniej bogatą w gwiazdy gromadą. Ciąg główny sięga 15. wielkości gwiazdowej, a w obszarze czerwonych olbrzymów odnaleźć można 5 gwiazd. Czernik 41 okazała się również być gromadą w średnim wieku wynoszącym $5 \cdot 10^8$ lat, dla której $E(B - V) = 1,28_{-0,17}^{+0,14}$ mag, a odległość jest rzędu $1,4_{-0,7}^{+0,4}$

kpc. Funkcja masy ma nachylenie $\chi = 0,8 \pm 0,7$ zazębia się w granicach błędu z wartością uniwersalną. Całkowita masa gromady została wyznaczona na nieco ponad $600 M_{\odot}$.

W przypadku obu gromad odnotowano istnienie znacznego efektu segregacji masy generującego różnicę w nachyleniach funkcji masy obszarów centralnych i zewnętrznych.

C.29 NGC 6885

Gromada ta wraz z pobliską sąsiadką NGC 6882 była przedmiotem wielu badań o sprzecznych wynikach. Początkowo oba obiekty zostały opisane przez Trumplera (1930, podane za Hintz i Rose 2005) jako jeden obiekt. NGC 6882 miała stanowić kondensację gwiazd w obrębie NGC 6885. Johnson (1961, podane za Hintz i Rose 2005) uważał, że NGC 6885 nie jest prawdziwą gromadą otwartą, jednakże w tym samym czasie Svolopoulos (1961) znalazł przesłanki świadczące o tym, że obiekt ten jednak jest gromadą otwartą. Pytanie, jakie gwiazdy położone w rozważanym obszarze tworzą gromadę otwartą, zostało ponownie postawione w pracy Platais i in. (2003). Autorzy wyznaczyli wiek NGC 6882 na około $30 \cdot 10^6$ lat, poczerwienienie na około 0,6 mag i odległość przynajmniej 1 kpc. Ponadto stwierdzili, że sąsiednia NGC 6885 nie jest prawdziwą gromadą otwartą, a jedynie stanowi część asocjacji OB.

Wyznaczenia odległości do NGC 6885 różnią się znacznie w poszczególnych pracach. Johnson (1961) i Svolopoulos (1961) otrzymali około 600 pc. Strobel (1991) uzyskał zbliżoną wartość wynoszącą 581 pc. Becker i Fenkart 1971 wyznaczyli odległość równą 525 pc. Z kolei odległość otrzymana na podstawie pomiarów paralaksy 4 gwiazd z obszaru gromady wyniosła 397 ± 50 pc (Robichon i in. 1999).

Fotometryczne wyznaczenia metaliczności gromady NGC 6885 wskazują na jej wartość mniejszą od metaliczności słonecznej i są z przedziału od $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,15$ (Geisler i in. 1991) do $[\text{Fe}/\text{H}] = -0,20$ (Strobel 1991). Natomiast metaliczność $[\text{Fe}/\text{H}]$ wyznaczona metodami spektroskopowymi dla dwóch gwiazd z obszaru gromady wyniosła $-0,02$ (Luck 1994).

Diagram barwa-jasność otrzymany w ramach niniejszej pracy dla NGC 6885 jasno wskazuje ciąg główny typowy dla młodej gromady otwartej. Jasny kraniec sięga około $V = 11$ mag i brak jest gwiazd wyewoluowanych. Najlepsze dopasowanie otrzymano dla teoretycznej izochrony o metaliczności zbliżonej do słonecznej i wieku $13 \cdot 10^6$ lat, poczerwienieniu $E(B-V) = 0,66_{-0,25}^{+0,14}$ mag i odległości rzędu $1,0_{-0,7}^{+0,7}$ kpc. Średnica kąтова została wyznaczona na 17 minut łuku – 3 minuty mniej niż wskazują dane katalogowe (Dias i in. 2002). Nachylenie funkcji masy nie odbiega od wartości uniwersalnej i równe jest $1,7 \pm 0,3$. Masa całkowita gromady oszacowana została na około $1600 M_{\odot}$.

Według katalogu gromad otwartych (Dias i in. 2002) w obszarze zajmowanym przez badaną gromadę znajduje się inny obiekt – gromada Collinder 416. Współrzędne obu gromad są na tyle zbliżone, że można stwierdzić, iż w rzeczywistości oba wpisy w katalogu odnoszą się do

tego samego obiektu i Collinder 416 = NGC 6885.

C.30 IC 4996

Gromada położona jest w obszarze o znacznej i jednocześnie zmiennej ekstynkcji międzygwiazdowej (Vansevicius i in. 1996 i zawarte tam referencje). Hoag i in. (1961) zebrali fotograficzną fotometrię UBV dla gwiazd o jasnościach poniżej 15. wielkości gwiazdowej w V. Purgathofer (1964, za Delgado i in. 1998 z uwagi na brak dostępu do oryginalnej pracy) wykonał fotoelektryczne pomiary jasności gwiazd w filtrach UBV. Alfaro i in. (1985) zebrali fotometrię *woby* $H\beta$, na podstawie której między innymi wyznaczyli wiek gromady na $7,5 \cdot 10^6$ lat. Pierwszą wielobarwną fotometrię CCD wykonali Vansevicius i in. (1996), którzy wyznaczyli wiek gromady równy $9 \cdot 10^6$ lat, $E(B - V) = 0,63$ mag i odległość 1620 pc. Delgado i in. (1998) wyznaczyli nowe wartości parametrów gromady: wiek $(7,5 \pm 3) \cdot 10^6$ lat i $E(B - V) = 0,71 \pm 0,08$ mag.

Najjaśniejsze gwiazdy gromady były monitorowane pod kątem zmienności krzywych blasku (Delgado i in. 1985). W rezultacie odkryto dwie gwiazdy zmienne, z których jedna okazała się zmienną typu β Cephei położoną w pasie niestabilności pulsacyjnej.

Gwiazdy gromady formują wyraźnie widoczny ciąg główny, którego jasny kraniec sięga $V = 9$ mag. Jak przystało na młodą gromadę, brak jest w jej obrębie gwiazd wyewoluowanych. W niniejszej pracy otrzymano wiek gromady równy $10 \cdot 10^6$ lat, $E(B - V) = 0,58_{-0,07}^{+0,05}$ mag i odległość $1,6_{-0,5}^{+0,5}$ kpc. Wartości te są zgodne z danymi literaturowymi. Średnica kątowa równa około 4,5 minuty łuku okazała się być mniejsza od wartości katalogowej wynoszącej 6 minut łuku (Dias i in. 2002).

Nachylenie funkcji masy $\chi = 0,9 \pm 0,5$ nieznacznie odbiega od wartości początkowej funkcji masy wskazując tym samym na deficyt gwiazd mało masywnych. Z uwagi na młody wiek gromady, efekty dynamiczne można wykluczyć jako przyczyny tego deficytu. Niewykluczone, że jeszcze nie wszystkie gwiazdy mało masywne wstąpiły na ciąg główny i stały się już widoczne. Na obecność w gromadzie gwiazd przed ciągiem głównym świadczyć może poszerzenie dolnej części ciągu głównego (Delgado i in. 1998). Oszacowana masa całkowita gromady, równa około $300 M_{\odot}$, stanowi prawdopodobnie dolne ograniczenie.

C.31 Berkeley 85

Berkeley 85 to kolejna słabo do tej pory zbadana gromada otwarta. Dotychczasowe informacje ograniczają się jedynie do wyznaczeń jej rozmiarów kątowych na niebie, które zostały oszacowane na 10 minut łuku (Dias i in. 2002). Zebrane w czasie przeglądu obserwacje bardzo dokładnie potwierdzają wartość tego wyznaczenia.

Diagram barwa-jasność otrzymane dla tej gromady cechuje się znacznym wkładem gwiazd

tła, pomimo zastosowania algorytmu czyszczącego. Choć ciąg główny jest wyraźnie zaznaczony, to jednak wyróżnienie obszaru czerwonych olbrzymów może sprawić trudności. Nie mniej jednak zauważalna jest pewna koncentracja gwiazd czerwonych, których ilość została oszacowana na 10 sztuk. Jasny kraniec ciągu głównego sięga około $V = 14,5$ mag. Nachylenie funkcji masy jest równe $1,6 \pm 0,8$.

Pozostałe podstawowe parametry gromady to: wiek 10^9 lat, $E(B - V) = 0,77_{-0,15}^{+0,14}$ mag i odległość $1,8_{-0,8}^{+0,6}$ kpc. Masa całkowita została oszacowana na $1600 M_{\odot}$.

C.32 Collinder 421

Collinder 421 jest wciąż jeszcze niezbadaną gromadą otwartą. Według katalogu gromad otwartych (Dias i in. 2002) poczerwienienie gwiazd gromady wynosi 0,2 mag, a odległość do niej 1111 pc. Jedynych wiarygodnych wyznaczeń jej podstawowych parametrów astrofizycznych dostarcza praca Kharchenko i in. (2005), w której wiek gromady został wyznaczony na $1,2 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,10$ mag i odległość 950 pc.

Gromada charakteryzuje się wyraźnie zaznaczonym ciągiem głównym sięgającym gwiazd 11. wielkości gwiazdowej. W obszarze czerwonych olbrzymów znaleziono 6 gwiazd. Wyznaczone w niniejszej pracy: wiek równy $0,25 \cdot 10^9$ lat i $E(B - V) = 0,64_{-0,12}^{+0,11}$ mag zdecydowanie odbiegają od wcześniejszych wyznaczeń, jednakże odległość równa $1,05_{-0,34}^{+0,33}$ kpc jest zbieżna z danymi literaturowymi. Katalogowa średnica kątowna gromady wynosi 7 minut łuku. Natomiast średnica wyznaczona na podstawie zebranego materiału obserwacyjnego okazała się znacznie większa i wyniosła około 12 minut łuku.

Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,0 \pm 0,4$ nie odbiega od wartości uniwersalnej. Masa gromady oszacowana została na około $230 M_{\odot}$.

C.33 NGC 6939

Gromada ta była wielokrotnie przedmiotem badań w przeszłości. Pierwsza praca jej poświęcona datowana jest na rok 1923 (Kustner 1923). Cuffey (1944) oszacował odległość do gromady na 1300 pc. Cannon i Lloyd (1969) wyznaczyli wiek na około 10^9 lat. Pierwszą głęboką fotometrię CCD wykonano dopiero na początku tego wieku. Rosvick i Balam (2002) zebrali wielobarwną fotometrię BVI dla gwiazd znajdujących się w centralnym regionie gromady. Autorzy wyznaczyli jej wiek równy $(1,6 \pm 0,3) \cdot 10^9$ lat i znaleźli przesłanki świadczące o różnicowej ekstynkcji w polu gromady z zakresu $E(B - V) = 0,29 - 0,41$ mag. W kolejnym studium Andreuzzi i in. (2004) bazując na fotometrii UBV wyznaczyli wiek gromady na $(1,0 - 1,3) \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,34 - 0,38$ mag i odległość 1,8 kpc. Jej średnica kątowna oszacowana została na 20 minut łuku (Dias i in. 2002).

Metaliczność NGC 6939 była badana w kilku pracach (Canterna i in. 1986, Geisler i in. 1991, Thogersen i in. 1993, Friel i in. 2002) i zawsze okazywała się być mniejsza od słonecznej, a jej wartość należała do przedziału $-0,19 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0,10$. W gromadzie prowadzone również były poszukiwania gwiazd zmiennych, które zaowocowały odkryciem sześciu tego typu gwiazd (Robb i Cardinal 1998).

Na diagramie barwa-jasność sporządzonym dla NGC 6939 widoczny jest wyraźnie zaznaczony ciąg główny składający się z gwiazd o jasnościach $V > 14,5$ mag. W obszarze czerwonych olbrzymów odnaleziono 48 gwiazd. W wyniku dopasowania izochrony o metaliczności porównywalnej do słonecznej $Z = 0,02$ otrzymano wiek $1,3 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,38_{-0,10}^{+0,18}$ mag i odległość $1,6_{-0,6}^{+0,7}$ kpc. Średnica kątowa gromady została ustalona na około 30 minut łuku.

Nachylenie funkcji masy nie odbiega znacząco od wartości uniwersalnej, co świadczy o braku efektu parowania mało masywnych gwiazd pomimo zaawansowanego wieku gromady. Masa całkowita gromady została wyznaczona na ponad $2300 M_{\odot}$.

C.34 NGC 6996

Gromada NGC 6996 jest położona w okolicy mgławicy Ameryka Północna (NGC 7000) – obszaru zjonizowanego wodoru. Pierwsze badania tego rejonu zostały zrealizowane metodami fotograficznymi przez Mullera (1936), który określił gromadę jako zbiorowisko 22 gwiazd rozrzuconych w obrębie obszaru o średnicy 7 minut łuku. Z kolei Barkhatova (1958) znalazła 60 gwiazd w obszarze o rozmiarze 15 minut łuku o jasnościach fotograficznych do 15. wielkości gwiazdowej (za Zdanavicius i Straižys 1990 ze względu na brak dostępu do oryginalnych prac). Ponadto badaczka określiła odległość do gromady na 500 pc. Bardziej dokładne badania przeprowadzili Zdanavicius i Straižys (1990), którzy wykonali pomiary fotoelektryczne jasności kilku jasnych gwiazd w obszarze gromady w wileńskim systemie fotometrycznym. Autorzy wyznaczyli wiek gromady na około 10^8 lat i odległość 620 ± 30 pc – 70 pc za mgławicą Ameryka Północna, do której odległość wynosi 550 pc.

Subramaniam i in. (1995) zapostulowali, że NGC 6996 może tworzyć układ podwójny gromad otwartych z inną gromadą – pobliską Collinder 428 (obiekt ten nie był obserwowany w ramach niniejszego przeglądu). Z kolei Villanova i in. (2004) zebrali głęboką fotometrię wielobarwną UBVI gwiazd obszaru gromady. Autorzy wyznaczyli średnicę gromady na 14 minut łuku, wiek $3,5 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,43 - 0,65$ mag i odległość 760 ± 70 pc. Ponadto przedstawili argumenty świadczące o tym, że stosunek ekstynkcji całkowitej do selektywnej różni się od wartości standardowej ($R = 3,1$) i wynosi $R = 4,1$.

Diagram barwa-jasność otrzymany dla NGC 6996 charakteryzuje się wyraźnie zaznaczonym ciągiem głównym sięgającym 12,5 mag w V. Znalaziono 3 gwiazdy mogące formować gałąź olbrzymów gromady. Wyznaczone parametry to: wiek $2,0 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 0,84_{-0,12}^{+0,10}$ mag

i odległość $1,5_{-0,6}^{+0,4}$ kpc przy $R = 3,1^2$.

Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,7 \pm 0,6$ jest porównywalne z wartością uniwersalną. Masa całkowita gromady została oszacowana na $270 M_{\odot}$, co plasuje ją wśród systemów mało masywnych.

C.35 Berkeley 55

Do tej pory gromada ta nie była przedmiotem badań i wiedza na jej temat ogranicza się jedynie do informacji o jej średnicy kątowej, która według katalogu gromad otwartych wynosi 5 minut łuku (Dias i in. 2002). Przeprowadzona analiza profilu gęstościowego wskazuje na większe rozmiary gromady wyznaczone na blisko 12 minut łuku. Morfologia diagramu barwa-jasność wskazuje na obecność poszerzonego ciągu głównego – o wiele bardziej aniżeli wynikałoby to z rozrzutu pomiarów fotometrycznych. Może to wskazywać na istnienie zmiennej ekstynkcji w obszarze zajmowanym przez gromadę. Znajdujące się na ciągu głównym najjaśniejsze gwiazdy są około 16. wielkości gwiazdowej. W obszarze czerwonych olbrzymów znaleziono 4 gwiazdy.

Z dopasowania teoretycznej izochrony otrzymano wiek gromady równy $3,2 \cdot 10^8$ lat, $E(B - V) = 1,74_{-0,11}^{+0,10}$ mag i odległość $1,2_{-0,4}^{+0,3}$ kpc. Nachylenie funkcji masy $\chi = 0,9 \pm 1,5$, choć obarczone dużym błędem, nie odbiega od wartości uniwersalnej. Masa systemu została ustalona na blisko $800 M_{\odot}$.

C.36 Berkeley 98

Gromada ta jest badana pierwszy raz i w literaturze brak jest podstawowych informacji o jej parametrach astrofizycznych. Dias i in. (2002) podają jej średnicę kątową równą 14 minut łuku. Zebrany materiał obserwacyjny wskazuje na znacznie mniejsze rozmiary kątowe gromady nieprzekraczające 10 minut łuku.

Ciąg główny jest wyraźnie zaznaczony przez gwiazdy o jasnościach nieprzekraczających 16 mag w V. Nachylenie funkcji masy równe $\chi = 2,5 \pm 1,2$ okazało się ono być większe od wartości uniwersalnej, jednak zgodne z nią w granicach błędu. W obszarze gwiazd wyewoluowanych odnaleziono 29 gwiazd mogących potencjalnie należeć do gromady.

Podstawowe parametry Berkeley 98 to wiek $2,5 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,13_{-0,11}^{+0,11}$ mag i odległość $3,7_{-1,1}^{+0,7}$ kpc. Gromada ta okazała się być jedną z najstarszych obserwowanych w przeglądzie gromad. Jej wyznaczona masa całkowita wyniosła około $2000 M_{\odot}$.

²Jeśli przyjmie się większą wartość stosunku ekstynkcji całkowitej do selektywnej $R = 4,1$, to wyznaczona odległość spadnie do 1000 pc, co jest wartością zgodną z wyznaczeniami literaturowymi. Z uwagi na ujednoczony sposób redukcji danych, do wyznaczenia odległości w ramach niniejszej pracy wykorzystano wartość $R = 3,1$.

C.37 NGC 7654 (M 52)

Gromada ta, znana również jako M 52, jest obiektem stosunkowo zwartym, skoncentrowanym, bogatym w tworzące go gwiazdy, a przez to wyraźnie wyróżniającym się z tła galaktycznego. NGC 7654 była przedmiotem wielu studiów fotometrycznych. Wyznaczenia parametrów gromady dostępne w literaturze mieszczą się w przedziałach w przypadku wieku od $25 \cdot 10^6$ do $158 \cdot 10^6$ lat, poczerwienienia $E(B - V) = 0,49 - 0,62$ mag i odległości od 1,21 do 1,51 kpc (Pandey 2001 i in. i zawarte tam referencje). Pandey i in. (2001) zebrali kompleksowe wielobarwne dane fotometryczne dla obszaru o wielkości 50 na 50 minut łuku wokół centrum gromady. Autorzy otrzymali wiek $160 \cdot 10^6$ lat, $E(B - V) = 0,46 - 0,80$ mag (ekstynkcja różnicowa) i odległość 1380 ± 70 pc. Ponadto badacze oszacowali średnicę kątową gromady na około 23 minuty łuku.

W gromadzie poszukiwano również gwiazd zmiennych, w rezultacie czego odkryto jeden układ zaćmieniowy, trzy wolno pulsujące gwiazdy typu widmowego B (Choi i in. 1998) oraz dwie zmienne typu δ Scuti (Viskum i in. 1997).

Morfologia diagramu barwa-jasność jest typowa dla młodej gromady. Ciąg główny jest bardzo dobrze określony przez gwiazdy o jasnościach do $V = 11$ mag. Gwiazd wyewoluowanych nie stwierdzono.

Wyniki otrzymane w niniejszej pracy takie jak wiek $10 \cdot 10^6$ lat, $E(B - V) = 0,73_{-0,16}^{+0,14}$ mag i odległość $1,5_{-0,8}^{+1,2}$ kpc można uznać – za wyjątkiem wieku – za zgodne z poprzednimi wyznaczeniami. Rozmiar kątowy został wyznaczony na około 22 minuty łuku, co jest porównywalne z wartością literaturową.

Nachylenie funkcji masy $\chi = 1,42 \pm 0,15$ nie odbiega od wartości uniwersalnej i jest porównywalne z wcześniejszymi wyznaczeniami (Pandey i in. 2001). Masa gromady została oszacowana na około $3100 M_{\odot}$.

C.38 NGC 7762

Chincarini (1966) przeprowadził pierwsze badania gromady bazujące na fotometrii wielobarwnej. Autor zmierzył jasności 18 gwiazd w filtrach UBV za pomocą fotometrów fotoelektrycznych (podane za Patat i Carraro 1995 ze względu na brak dostępu do oryginalnej pracy). Otrzymany diagram barwa-jasność wskazywał, że punkt odejścia od ciągu głównego jest położony około 14. wielkości gwiazdowej w V, a gałąź czerwonych olbrzymów zaznaczona jest przez obecność 6 wyewoluowanych gwiazd. Jako rezultat swoich badań autor otrzymał $E(B - V) = 1,02$ mag i odległość równą 1,0 kpc.

Kolejne badania gromady zostały przeprowadzone dopiero prawie trzy dekady później. Patat i Carraro (1995) wykonali fotometrię CCD centralnej części gromady (około $4,5' \times 4,5'$)

w filtrach B i V. Badacze zwrócili uwagę na to, że ciąg główny jest wyraźnie zarysowany przez gwiazdy jaśniejsze niż $V = 16$ mag. Poniżej tej jasności staje się przerzedzony i poszerza się o wiele bardziej, niż wynikałoby to z dokładności fotometrii. Jako wytłumaczenie deficytu gwiazd mało masywnych wskazane zostało występowanie efektu „parowania” mniej masywnych składników z gromady. Poprzez dopasowanie izochrony do diagramu barwa-jasność, autorzy otrzymali następujące wartości parametrów gromady: wiek około $1,8 \cdot 10^9$ lat, poczerwienienie w granicach 0,85–0,90 mag i odległość 800 pc.

Szabo (1999) monitorował w ciągu trzech nocy fragment obszaru gromady o rozmiarze $4' \times 6'$ w poszukiwaniu zmiennych krótkookresowych. W rezultacie trzy gwiazdy zostały wskazane jako prawdopodobne zmienne, choć autor zaznaczył, że dalsze obserwacje są wymagane w celu ich weryfikacji.

Otrzymany w ramach przeprowadzonego przeglądu diagram barwa-jasność cechuje się występowaniem dobrze zaznaczonego ciągu głównego z deficytem gwiazd o mniejszych jasnościach. Punkt odejścia od ciągu głównego przypada w okolicach $V = 14 - 14,5$ mag. W wyraźnie zarysowanym obszarze czerwonych olbrzymów znaleziono 28 gwiazd.

Wyznaczone w niniejszej pracy parametry: wiek $2 \cdot 10^9$ lat, $E(B - V) = 0,66_{-0,09}^{+0,08}$ mag i odległość $0,8_{-0,3}^{+0,2}$ kpc można uznać za zgodne z wartościami literaturowymi w zadowalającym stopniu. Średnica kątowna gromady wyznaczona na około 19 minut łuku okazała się być większa od wartości katalogowej równej 14 minut łuku (Dias i in. 2002). Nachylenie funkcji masy $\chi = -0,12 \pm 0,33$ potwierdza wcześniejsze przypuszczenia o „odparowaniu” gwiazd mało masywnych. W konsekwencji masa całkowita okazała się być niewielka i równa około $600 M_{\odot}$.

Dodatek D

Gwiazdy zmienne w monitorowanych polach

W dodatku tym zebrano podstawowe informacje o gwiazdach zmiennych wykrytych wokół monitorowanych fotometrycznie gromad otwartych. Konwencja oznakowania zmiennych oraz ich prezentacji została opisana w rozdziale 8.

D.1 Gwiazdy zmienne pola wokół NGC 2266

W monitorowanym obszarze poza gromadą wykryto 18 gwiazd zmiennych. Ich krzywe blasku przedstawiono na rys. D.1 i rys. D.2, a ich parametry zawarto w tabeli D.1. Znaczną grupę, liczącą 10 obiektów, stanowią gwiazdy o nieokreślonym typie (MISC), do których trafiły z racji krótkiego okresu obserwacji wszystkie gwiazdy przejawiające zmienność w skalach czasowych dłuższych niż 1 dzień.

Kolejną pod względem liczebności grupę stanowią układy zaćmieniowe, wśród których znalazło się pięć układów kontaktowych (EW) oraz jeden algol (EA). Natomiast gwiazdy pulsujące regularne krótkookresowe reprezentowane są przez dwie wykryte zmienne. Ich charakter zmienności wskazuje, że są to zmienne typu δ Scuti.

D.2 Gwiazdy zmienne pola wokół NGC 7762

W polu wokół gromady NGC 7762 wykryto 27 gwiazd zmiennych. Szczegółowe informacje na ich temat zostały zebrane w tabeli D.2, a ich krzywe blasku zaprezentowano na rysunkach D.3 i D.4. Znaczną ich część stanowią gwiazdy o długookresowym charakterze zmian blasku. 13 gwiazd przejawia zmienność o przeważnie niewielkiej amplitudzie. Z racji krótkiego pokrytego obserwacjami okresu czasu, ich dokładna klasyfikacja nie była możliwa. Dlatego sklasyfikowano je jako MISC – gwiazdy nieokreślonych typów zmienności. Kolejne dwie zmienne – V8 i V20 –

Tabela D.1: Lista gwiazd zmiennych wykrytych w polu poza gromadą NGC 2266. Kolejne kolumny zawierają: Ozn. – oznaczenie gwiazdy zmiennej, współrzędne równikowe na epokę J2000,0, V_{max} – jasność w filtrze V w momencie maksimum blasku, $(B-V)_{max}$ – wartość wskaźnika barwy w maksimum, ΔV – amplituda zmian jasności w V, ΔB – amplituda zmian blasku w B, P – okres zmienności, T_0 – moment minimum jasności w przypadku gwiazd zaćmieniowych lub maksimum dla gwiazd pulsujących, typ – przypisana klasa zmienności.

Ozn.	Współrzędne J2000,0	V_{max} [mag]	$(B-V)_{max}$ [mag]	ΔV [mag]	ΔB [mag]	P [dzień]	$T_0 - 2453000$ [HJD]	typ
V3	064152+262139	13,23	1,06	0,03	0,027	-	-	MISC
V4	064205+271314	14,17	0,76	0,08	0,109	-	-	MISC
V5	064208+262055	14,26	0,91	0,04	0,025	-	-	MISC
V6	064211+263000	14,73	1,13	0,10	0,096	-	-	MISC
V7	064216+271727	14,95	1,04	0,04	0,021	-	-	MISC
V8	064221+264234	16,34	0,71	0,50	0,602	0,525348	818,4235	EA
V9	064245+265802	17,35	1,15	0,44	0,974	-	-	MISC
V10	064252+272256	15,52	0,53	0,20	0,135	0,441073	818,4103	EW
V11	064254+265030	14,08	0,85	0,03	0,041	-	-	MISC
V12	064256+263112	15,23	0,67	0,07	0,056	-	-	MISC
V13	064334+263411	14,62	0,84	0,30	0,302	0,292664	818,0111	EW
V14	064343+263127	16,12	0,66	0,38	0,285	0,409082	817,4418	EW
V15	064401+262150	14,33	0,35	0,24	0,322	0,079701	817,5877	DSCT
V16	064404+272800	16,16	1,24	0,05	-	-	-	MISC
V17	064436+265608	14,34	0,74	0,03	0,024	-	-	MISC
V18	064446+262245	17,22	0,65	0,28	0,497	0,186173	817,3816	EW
V19	064446+264900	14,13	0,83	0,20	0,116	0,160460	817,8107	DSCT
V20	064455+271542	15,66	0,79	0,30	0,269	0,290791	818,2154	EW

cechują się monotoniczną zmianą jasności na przestrzeni 25 dni i znaczną amplitudą powyżej 0,5 mag. Zmienna V20 cechuje się dużą wartością wskaźnika barwy $(B - V) = 2,41$ mag w maksimum blasku. Czerwoną gwiazdą musi być również zmienna V8, gdyż przy jasności $V_{max} = 17,68$ mag nie została wykryta na obrazach wykonanych w filtrze B. Można zatem zasugerować, że obie zmienne są mirami.

Wśród wykrytych gwiazd zmiennych regularnych niemałą grupę stanowią układy zaćmieniowe. Wśród nich znalazły się cztery układy kontaktowe (EW), 2 systemy półrozdzielone (EB) oraz dwa algole (EA).

Wykryto również dwie kandydatki na cefeidy, jednak ich sfazowane krzywe blasku nie są w wystarczającym stopniu pokryte punktami obserwacyjnymi. Dwie kolejne gwiazdy przejawiały zmienność blasku pozwalającą sklasyfikować je jako gwiazdy pulsujące typu RR Lyrae. Zmienna V18 charakteryzuje się symetrycznym kształtem sfazowanej krzywej blasku, dlatego

Tabela D.2: Lista gwiazd zmiennych wykrytych w polu poza gromadą NGC 7762. Oznaczenia takie jak w przypadku tabeli D.1.

Ozn.	Współrzędne J2000,0	V_{max} [mag]	$(B-V)_{max}$ [mag]	ΔV [mag]	ΔB [mag]	P [dzień]	$T_0 - 2453000$ [HJD]	typ
V7	234654+672759	15,11	1,00	0,04	0,05	-	-	MISC
V8	234712+673315	17,68	-	0,58	-	-	-	MIRA:
V9	234725+673605	14,37	0,97	0,10	0,10	2,617801	658,9125	DCEP:
V10	234731+681850	15,23	1,52	0,36	0,41	-	-	MISC
V11	234757+682411	17,39	1,60	0,18	0,27	-	-	MISC
V12	234803+680412	15,79	1,21	0,07	0,08	0,489960	675,8693	EW
V13	234804+681129	15,96	1,39	0,26	0,24	0,458047	675,3898	EW
V14	234816+672229	14,70	1,09	0,16	0,17	0,592207	676,0791	EW
V15	234848+674628	17,44	1,35	0,66	0,80	0,615888	676,1635	EA
V16	234851+682436	15,05	2,30	0,10	0,11	-	-	MISC
V17	234858+674031	17,09	1,34	0,30	1,41	-	-	MISC
V18	234901+682743	14,39	1,07	0,04	0,04	0,256195	674,9950	RRC
V19	234937+672249	16,11	1,19	0,07	0,10	-	-	MISC
V20	234946+683300	15,90	2,41	0,58	0,60	-	-	MIRA:
V21	234959+683221	16,95	1,43	0,60	0,64	1,240079	677,7162	EA
V22	235014+681613	16,65	2,36	0,29	0,29	-	-	MISC
V23	235018+673732	16,21	1,01	0,03	0,02	-	-	MISC
V24	235028+682409	14,68	1,04	0,06	0,09	0,693529	652,8521	RR:
V25	235119+682408	17,15	1,53	0,47	0,45	0,308223	674,9476	EW
V26	235120+674506	17,19	1,30	0,56	0,61	1,544998	650,8385	EB
V27	235145+673535	15,63	1,26	0,07	0,06	-	-	MISC
V28	235156+672346	15,46	1,12	0,09	0,12	2,110818	681,4454	DCEP:
V29	235233+682555	15,10	1,31	0,03	0,03	-	-	MISC
V30	235315+672312	15,42	1,19	0,53	0,53	0,728518	675,4042	EB
V31	235329+681129	13,77	2,29	0,05	0,06	-	-	MISC
V32	235406+674806	15,11	0,96	0,06	0,06	-	-	MISC
V33	235412+674035	16,27	2,04	0,06	0,09	-	-	MISC

przypisany jej został podtyp RRC. Gwiazda V24 wyróżnia się występowaniem na krzywej wzrostu jasności lokalnego maksimum.

D.3 Gwiazdy zmienne pola wokół NGC 6939

Gwiazdy zmienne wykryte w polu wokół NGC 6939 zostały zebrane w tabeli D.3, a ich krzywe blasku przedstawiono na rys. D.5. Zdecydowaną ich większość stanowią zmienne okresowe regularne. Wśród nich znalazło się sześć układów zaćmieniowych. Pięć z nich to z pewnością

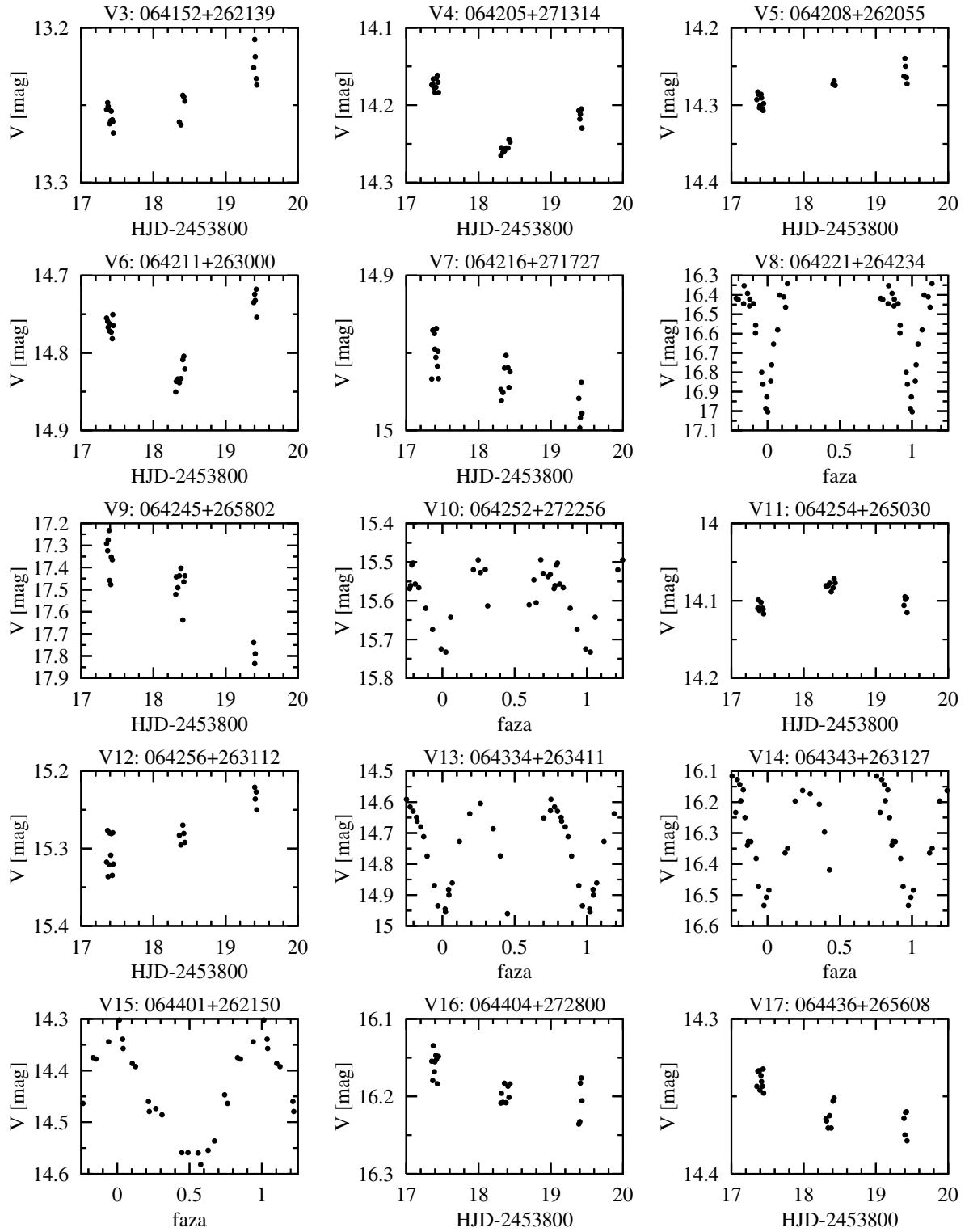
Tabela D.3: Lista gwiazd zmiennych wykrytych w polu poza gromadą NGC 6939. Oznaczenia takie jak w tabeli D.1.

Ozn.	Współrzędne J2000,0	V_{max} [mag]	$(B-V)_{max}$ [mag]	ΔV [mag]	ΔB [mag]	P [dzień]	$T_0 - 2453000$ [HJD]	typ
V11	202823+611009	15,358	1,099	0,415	0,275	0,427191	819,1180	EW
V12	202832+611024	13,401	1,301	0,157	-	1,077586	819,1019	DCEP:
V13	202915+605029	14,676	2,048	0,085	0,087	-	-	MISC
V14	202927+601405	15,251	0,892	0,257	0,227	0,437484	818,5401	EW
V15	202932+601139	17,945	-	0,899	-	0,267112	817,8272	EW
V16	202950+602049	16,378	-	0,288	-	-	-	MISC
V17	203033+600552	15,805	-	0,27	-	-	-	MISC
V18	203056+601234	17,575	-	0,444	-	-	-	MISC
V19	203104+601615	17,384	0,998	0,528	0,379	0,314090	817,4827	EB/EW
V20	203203+600632	15,851	0,759	0,345	0,323	0,089579	817,7129	DSCT
V21	203304+600349	16,633	0,991	0,191	0,234	0,186585	817,9241	DSCT
V22	203308+602006	13,949	1,006	0,535	0,512	0,358981	817,8847	EW
V23	203310+604916	17,82	-	0,604	-	0,324757	818,1335	EW
V24	203442+603244	16,596	0,882	0,471	0,494	0,243615:	817,9316	RRAB

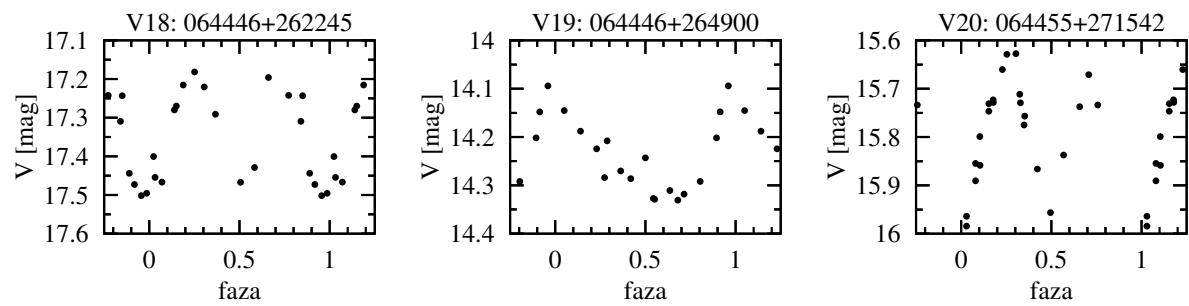
układy kontaktowe (EW). Natomiast krzywa blasku zmiennej V19 przejawia cechy zarówno układu kontaktowego, jak i półrozdzielonego (EB). Dlatego została sklasyfikowana przez automatyczny algorytm jako EB/EW. Z racji swojej małej jasności ($V_{max} = 17,38$ mag) i niewielkiej w porównaniu z szumem amplitudy ($\Delta V = 0,53$ mag) wizualna weryfikacja nie przyniosła rozstrzygnięcia. W monitorowanym obszarze nie wykryto ani jednego układu rozdzielonego, choć obserwacje prowadzone były przez 6 nocy.

Wśród odkrytych krótkookresowych gwiazd pulsujących znalazły się dwie, położone blisko siebie zmienne typu δ Scuti oraz zmienna przejawiająca zmiany blasku typowe dla gwiazd RR Lyrae o asymetrycznej krzywej blasku. Z uwagi na okres tych zmian zbliżony do połowy doby, całkowite pokrycie sfazowanej krzywej blasku nie było możliwe. W przypadku zmiennej V12 każdej nocy obserwowano jedynie spadek jasności. W wyniku sfazowania krzywej blasku otrzymano okres równy 1,08 dnia, co może wskazywać, że jest to krótkookresowa cefeida.

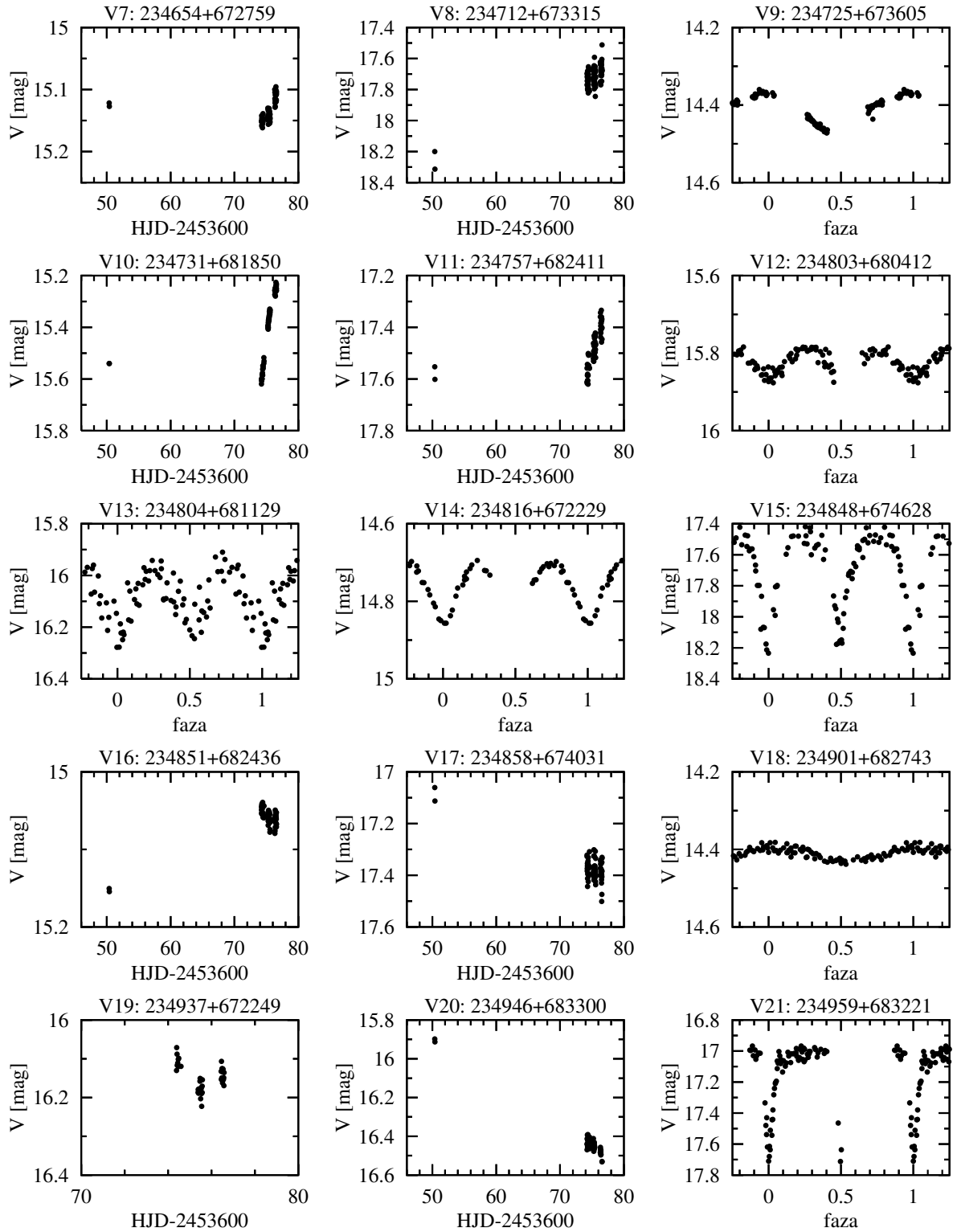
Gwiazdy zmienne nierozpoznanych typów nie są liczne w polu wokół NGC 6939. Wykryto ich bowiem jedynie cztery, a krzywe ich blasku wykazują zmienność w skalach kilkudziesięciu dni. Wskaźnik barwy ($B - V$) zmiennej V13 przekracza 2 mag, co wskazuje, że może to być zmienna półregularna lub nieregularna. Pozostałe trzy gwiazdy również muszą cechować się znaczną wartością ($B - V$), ponieważ pomimo niemałej jasności w V nie zostały wykryte na ekspozycjach uzyskanych w filtrze B.



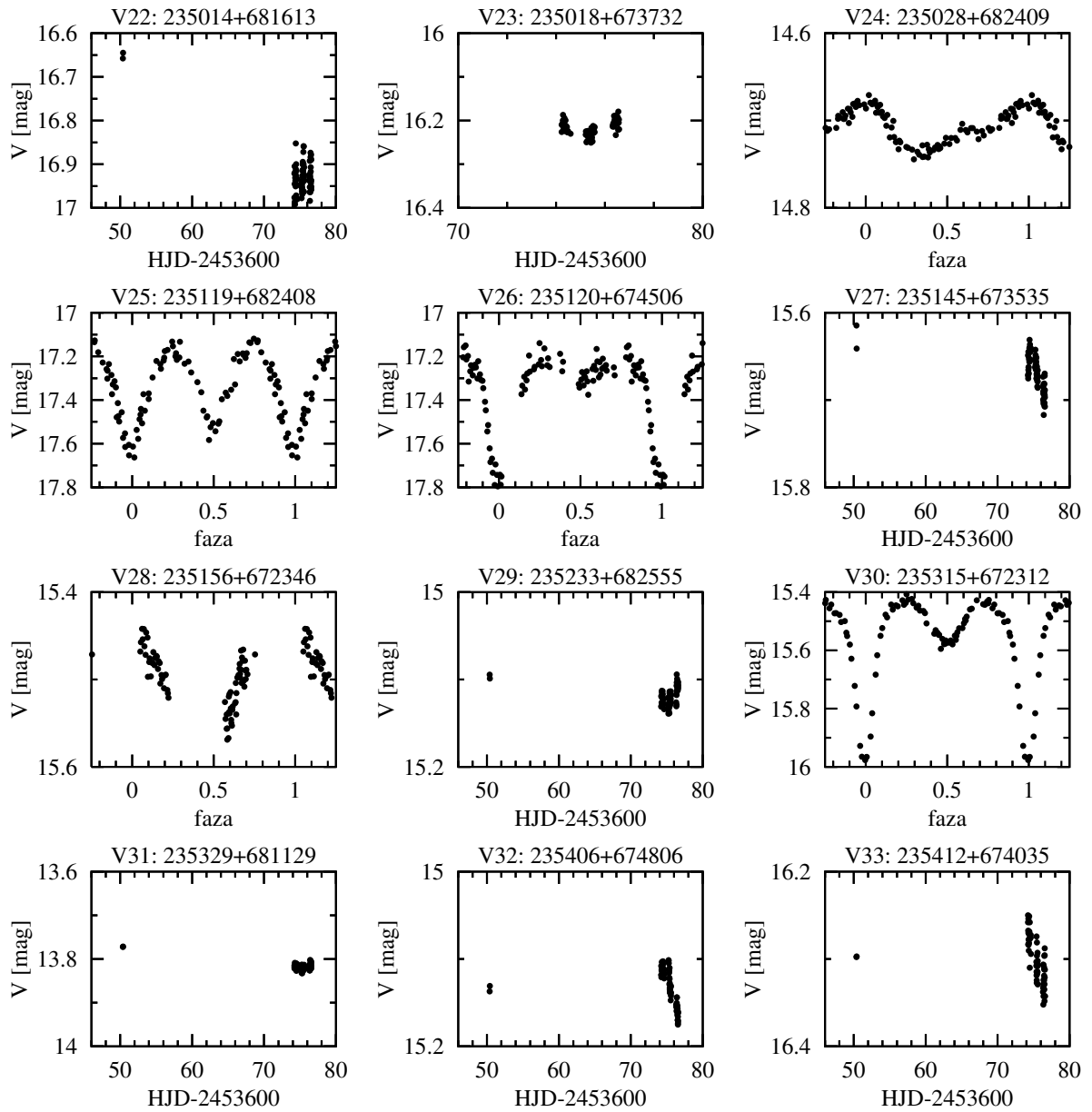
Rysunek D.1: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych na niebie w polu NGC 2266 poza gromadą. Numeracja zgodna z tabelą D.1.



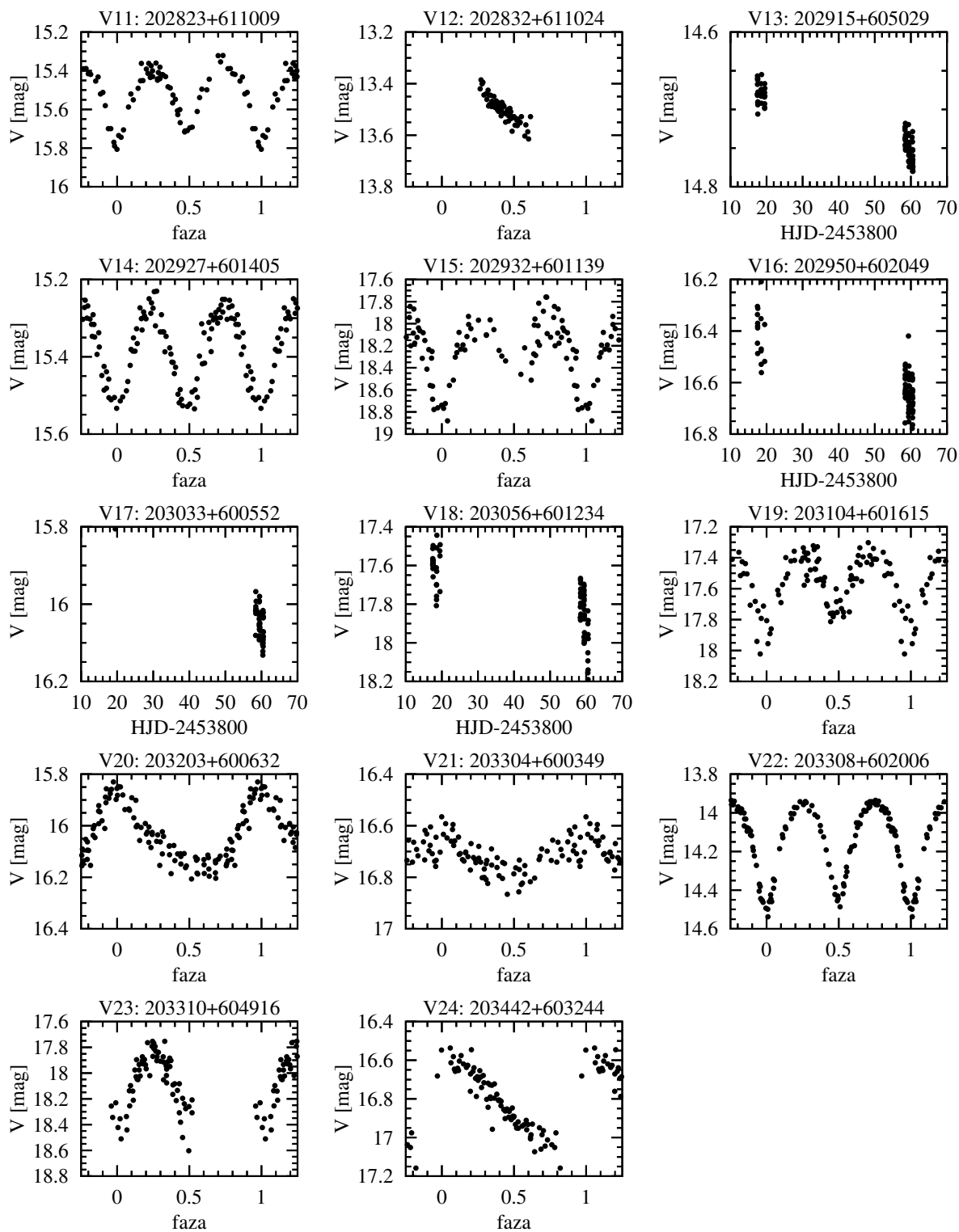
Rysunek D.2: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych na niebie w polu NGC 2266 poza gromadą. Numeracja zgodna z tabelą D.1.



Rysunek D.3: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych na niebie w polu NGC 7762 poza gromadą. Numeracja zgodna z tabelą D.2.



Rysunek D.4: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych na niebie w polu NGC 7762 poza gromadą. Numeracja zgodna z tabelą D.2.



Rysunek D.5: Krzywe blasku gwiazd zmiennych położonych na niebie w polu NGC 6939 poza gromadą. Numeracja zgodna z tabelą D.3.

Bibliografia

- Akerlof C., Balsano R., Barthelmy S., Bloch J., Butterworth P. i in. 1999, *Nature*, 398, 400
- Alfaro E.J., Delgado A.J., Garcia-Pelayo J.M., Garrido R., Saez M. 1985, *A&AS*, 59, 441
- Andreuzzi G., Bragaglia A., Tosi M., Marconi G. 2004, *MNRAS*, 348, 297
- Ann H.B., Lee S.H. 2002, *J. Korean Astron. Soc.*, 35, 29
- Ann H.B., Lee S.H., Sung H., Lee M.G., Kim S.-L., Chun M.-Y., Jeon Y.-B., Park B.-G., Yuk I.-S. 2002, *AJ*, 123, 905
- Barkhatova K.A. 1958, *Astronomicheskii Zhurnal*, 35, 448
- Becker W. 1963, *Zeitschr. Astrophys.*, 57, 117
- Becker W., Stock J. 1958, *Zeitschr. Astrophys.*, 45, 282
- Becker W., Fenkart R. 1971, *A&AS*, 4, 241
- Bergond G., Leon S., Guibert J. 2001, *A&A*, 377, 462
- Bertelli G., Bressan A., Chiosi C., Fagotto F., Nasi E. 1994, *A&AS*, 106, 275
- Bica E., Bonatto C. J. 2005, *A&A*, 443, 465
- Binney J., Tremaine S. 1987 w „Galactic Dynamics”, Princeton series in Astrophysics, Princeton University Press
- Binney J., Merrifield M. 1998, w „Galactic Astronomy”, Princeton series in Astrophysics, Princeton University Press
- Bonatto C. J., Bica E. 2005, *A&A*, 437, 483
- Bonnell I. A., Bate M. R., Clarke C. J., Pringle J.E. 1997, *MNRAS*, 285, 201
- Bonnell I. A., Bate M. R., Zinnecker H. 1998, *MNRAS*, 298, 93
- Burke C. J., Gaudi B. S., Del'oy D. L., Pogge R. W., Pinsonneault M. H. 2004, *AJ*, 127, 2383
- Cannon R.D., Lloyd C. 1969, *MNRAS*, 144, 449
- Canterna R., Geisler D., Harris H.C., Olszewski E., Schommer R. 1986, *AJ*, 92, 79
- Carraro G., Vallenari A. 2000, *A&AS*, 142, 59

- Carraro G., Janes K.A., Eastman J.D. 2005, MNRAS, 364, 179
- Chen L., Hou J., Wang J. 2003, AJ, 125, 1397
- Chen W.P., Chen C.W., Shu C.G. 2004, AJ, 128, 2306
- Chincarini G. 1966, Memorie della Societa Astronomia Italiana, 37, 423
- Choi H.S., Kim S.-L., Kang Y.H. 1998, IBVS 4545
- Cudworth K.M. 1971, AJ, 76, 475
- Cuffey J. 1943, ApJ, 97, 93
- Cuffey J. 1944, AJ, 51, 65
- Czernik M. 1966, AcA, 16, 93
- Dias W. S., Alessi B. S., Moitinho A., Lepine J. R. D. 2002, A&A, 389, 871
- Dias W.S., Lepine J.R. D. 2005, ApJ 629, 825
- del Rio G., Huestamendia G. 1988, A&AS, 73, 425
- Delgado A.J., Alfaro E.J., Garrido R. 1985, A&AS, 61, 89
- Delgado A.J., Alfaro E.J., Moitinho A., Franco J. 1998, AJ, 116, 1801
- Durgapal A.K., Pandey A.K., Mohan V. 1998, Bull. Astron. Soc. India, 26, 551
- Durgapal A.K., Pandey A.K., Mohan V. 2001, A&A, 372, 71
- Friel E.D. 1995, Annu. Rev. Astron. Astrophys., 33, 381
- Friel E.D., Janes K.A., Hong L., Lotz J., Tavaréz M. 1995, w „The Formation of the Milky Way” pod red. E.J.Alfaro i A.J. Delgado, Cambridge University Press
- Friel E.D., Janes K.A., Tavaréz M., Scott J., Katsanis R., Lotz J., Hong L., Miller N. 2002, AJ, 124, 2693
- Frolov V.N., Jilinski E.G., Ananjevskaja J.K., Poljakov E.V., Bronnikova N.M., Gorshakov D.L. 2002, A&A, 396, 125
- 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. 2000, „Stellar Clusters and Associations: Convection, Rotation, and Dynamos”, Proceedings from ASP Conference pod red. R. Pallavicini, G. Micela i S. Sciortino, 198, 151
- Gaspar A., Kiss L.L., Bedding T.R., Derekas A., Kaspi S., Kiss Cs., Sarneczky K., Szabo Gy.M., Varadi M. 2003, A&A, 410, 879
- Geisler D., Claria J.J., Minniti D. 1991, AJ, 102, 1836

- Gerasimenko T.P. 1991, *Soviet Astron.*, 35, 553
- Hardorp J. 1960, *Astron. Abh. Hamburg. Sternw.*, 5, 215
- Harris W. E., Fitzgerald M. P., Reed B. C. 1981, *PASP*, 93, 507
- Hasegawa T., Malasan H.L., Kawakita H., Obayashi H., Kurabayashi T., Nakai T., Hyakkai M., Arimoto N. 2004, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 56, 295
- Haug U. 1970, *A&AS*, 1, 35
- Hintz E.G., Rose M.B. 2005, *PASP*, 117, 955
- Hoag A.A., Johnson H.L., Iriarte B., Mitchell R.I., Hallam K.L., Sharpless S. 1961, *Publ. US. Nav. Obs.*, 17, 347
- Hog E., Fabricius C., Makarov V. V., Urban S., Corbin T. i in. 2000, *A&A*, 355, 27
- Janes K., Tilley C., Lynga G. 1988, *AJ*, 95, 771
- Jasevichius V. 1964, *Bull. Vilnius Astron. Obs.*, 13, 1
- Jerzykiewicz M., Pigulski A., Kopacki G., Miałkowska A., Niczyporuk S. 1996, *AcA*, 46, 253
- Johnson H.I. 1961, *Lowell Obs. Bull.*, 5, 133
- Kalirai J.S., Fahlman G.G., Richer H.B., Ventura P. 2003, *AJ*, 126, 1402
- Kałużny J., Mazur B. 1991, *AcA*, 41, 191
- Kałużny J., Mazur B., Krzemiński W. 1993, *MNRAS*, 262, 49
- Kałużny J., Udalski A. 1992, *AcA*, 42, 29
- Kharchenko N.V., Piskunov A.E., Röser S., Schilbach E., Scholz R.-D. 2005, *A&A*, 438, 1163
- Kholopov P. N., Samus N. N., Frolov M. S., Goranskij V. P., Gorynya N. A. i in. 1998, *Combined General Catalogue of Variable Stars*
- King I. 1949, *Harvard College Observatory Bulletin*, 919, 41
- King I. 1962, *AJ*, 67, 471
- King I. 1966, *PASP*, 78, 82
- King I. 1980, w: „Star clusters; Proceedings of the Symposium, Victoria, British Columbia, Canada, August 27-30, 1979”, Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 1980, str. 139
- Klessen R., Burkert A., Bate M. R. 1998, *ApJ*, L205
- Kroupa P. 2001, *MNRAS*, 322, 231
- Kroupa P. 2002, *Science*, 295, 82
- Kukarkin B. V., Kholopov P. N., Artiukhina N. M., Fedorovich V. P., Frolov M.S. i in. 1982, „New Catalogue of Suspected Variable Stars”, wydawnictwo Nauka, Moskwa

- Kustner F. 1923, Veroeff. Univ. Sternw. Bonn nr 18
- Lamers H., Anders P., de Grijs R. 2006, AA, 452, 131
- Landolt A. U. 1992, AJ, 104, 340
- Lata S., Mohan V., Sagar R. 2004a, Bull. Astr. Soc. India, 32, 371
- Lata S., Mohan V., Pandey A.K., Sagar R. 2004b, Bull. Astr. Soc. India, 32, 59
- Lata S. 2005, Bull. Astr. Soc. India, 33, 51
- Leonard P.J.T., Merritt D. 1989, ApJ, 339, 195
- Lindoff U. 1968, Arkiv for Astron., 5, 1
- Luck R.E. 1994, ApJS, 91, 309
- Lynga G. 1982, A&A, 109, 213
- Maciejewski G. 2002, „Automatyczna fotometria masowa”, praca magisterska, UMK, Toruń
- Maciejewski G., Niedzielski A. 2002, IBVS 5308
- Maciejewski G., Niedzielski A. 2004, Baltic Astronomy, 13, 700
- Maciejewski G., Niedzielski A. 2005, Baltic Astronomy, 14, 205
- Maciejewski G., Karska A., Niedzielski A. 2002, IBVS 5343
- Maciejewski G., Karska A., Niedzielski A. 2003a, IBVS 5370
- Maciejewski G., Czart K., Niedzielski A., Karska A. 2003b, IBVS 5431
- Maciejewski G., Czart K., Niedzielski A. 2004, IBVS 5518
- Madore B. 1980, w „Globular Clusters” pod redakcją D. Hanes i B. Madore, Cambridge University Press, 1980, Cambridge
- Marx S., Lehmann H. 1979, Astronomische Nachrichten, 300, 295
- McNamara B.J., Sekiguchi K. 1986, ApJ, 310, 613
- Melotte P.J. 1915, Mem. R. Astron. Soc., 60, 175
- Mermilliod J. C. 1996, w „Origins, Evolution and Destinies of Binary Stars in Cluster” pod red. E. F. Milone i J.-C. Mermilliod, ASP Conf. Ser., 90, 475
- Mermilliod J.-C., Mermilliod M., Hauck B. 1997, A&AS, 124, 349
- Meylan G. 2000, „Massive Stellar Clusters”, Proceedings of the international workshop held in Strasbourg, pod red. A. Lancon i C. Boily, str. 215
- Miller G. E., Scalo J. M. 1979, ApJS, 41, 513
- Moffat A.F.J., Vogt N. 1974, A&AS, 11, 3

- Morel M., Magnenat P. 1978, AAS, 34, 477
- Muller H. 1936, Veröffentlichungen des Astronomischen Rechen-Instituts zu Berlin-Dahlem, 53
- Niedzielski A., Maciejewski G., Czart K. 2003, AcA, 53, 281
- Nilakshi, Sagar R., Pandey A.K., Mohan V. 2002, A&A, 383, 153
- Otero S. A., Wils P., Dubovsky P.A. 2004, IBVS 5570
- Paczyński B. 1997, proceedings of 12th IAP Colloquium: „Variable Stars and the Astrophysical Returns of Microlensing Searches” pod red. R. Ferlet, Paryż
- Paczyński B., Szczygiel D., Pilecki B., Pojmański G. 2006, MNRAS, 368, 1311
- Pandey A.K., Nilakshi, Ogura K., Sagar R., Tarusawa K. 2001, A&A, 374, 504
- Patat F., Carraro G. 1995, A&AS, 114, 281
- Park H.S., Lee M.G. 1999, MNRAS, 304, 883
- Paunzen E., Zwintz K., Maitzen H.M., Pintado O.I., Rode-Paunzen M. 2004, A&A, 418, 99
- Peterson C. J., King I. R. 1975, AJ, 80, 427
- Phelps R.L., Janes K.A. 1994, ApJS, 90, 31
- Phelps R.L., Janes K.A., Montgomery K.A. 1994, AJ, 107, 1079
- Piatti A.E., Claria J.J., Abadi M.G. 1995, AJ, 110, 2813
- Pigulski A. 2005, AcA, 55, 219
- Pigulski A., Jerzykiewicz M., Kopacki G. 1995, w „Astrophysical Applications of Stellar Pulsation”, ASP Conference Series, wol. 83, pod red. R.S.Stobie i P. A. Whitelock
- Platais I., Kozhurina-Platais V., Barnes S.A., Reid I.N., Belfort M., Sperauskas J., Dzervitis U., Bronnikova N.M. 2003, BAAS, 203, 1411
- Pojmański G. 1997, AcA, 47, 467
- Pojmański G. 2002, AcA, 52, 397
- Pojmański G. 2003a, IAU Circ., 8155, 4
- Pojmański G. 2003b, AcA, 53, 341
- Pojmański G., Hale A. 2004, IAU Circ., 8402, 1
- Pojmański G., Maciejewski G. 2004, AcA, 54, 153
- Pojmański G., Maciejewski G. 2005, AcA, 55, 97
- Pojmański G., Pilecki B., Szczygiel D. 2005, AcA, 55, 275
- Purgathofer A. 1964, Ann. Univ. Sternw. Wien, 26, 2

- Robb R. M., Cardinal R. D. 1998, IBVS 4634
- Robichon N., Arenou F., Mermilliod J.-C., Turton C. 1999, A&A, 345, 471
- Rosvick J.M., Balam D. 2002, AJ, 124, 2093
- Ruciński S. M. 2004, New Astronomy Reviews, 48, 703
- Ruciński S. M. 2006, AJ, 131, 2986
- Ruciński S. M., Duerbeck H. W. 1997, PASP, 109, 1340
- Russeil D. 2003, A&A, 397, 133
- Salpeter E. E. 1955, ApJ, 121, 161
- Schilbach, Wramdemark S. 2006, A&AS, 27, 403
- Schwarzenberg-Czerny A. 1996, ApJ, 460, 107
- Sharma S., Pandey A. K., Ogura K., Mito H., Tarusawa K., Sagar R. 2006, AJ, 132, 1669
- Skórzyński W. 1998, „Fotometria CCD gromad otwartych gwiazd”, praca magisterska, UMK, Toruń
- Slesnick C.L., Hillenbrand L.A., Massey P. 2002, ApJ, 576, 880
- Stauffer J. R., Jeffries, R. D., Martin, E. L., Terndrup, D. M. 2000, astro-ph/0001229
- Strobel A. 1991, Astron. Nachr., 312, 177
- Subramaniam A., Sagar R. 1995, A&A, 297, 695
- Subramaniam A., Gorti U., Sagar R., Bhatt H.C. 1995, A&A, 302, 86
- Subramaniam A., Dahu D. K., Sagar R., Vijitha P. 2005, A&A, 440, 511
- Sujatha S., Babu G.S.D., Ananthamurthy S. 2004, Bull. Astr. Soc. India, 32, 295
- Sumi T. 2004, MNRAS, 349, 193
- Sumi T., Wu X., Udalski A., Szymański M., Kubiak M., Pietrzyński G., Soszyński I., Woźniak P., Żebruń K., Szewczyk O., Wyrzykowski L. 2003, American Astronomical Society Meeting 203, Bulletin of the American Astronomical Society, 35, 1388
- Sung H., Bessell M.S. 1999, MNRAS, 306, 361
- Svolopoulos S.N. 1961, ApJ, 134, 612
- Szabo R. 1999, IBVS 4700
- Tadross A.L. 2001, New Astronomy, 6, 293
- Thogersen E.N., Friel E.D., Fallon B.V. 1993, PASP, 105, 1253
- Tombaugh C.W. 1941, PASP, 53, 219

- Trumpler R.J. 1930, Lick Obs. Bull., 14, 154
- Twarog B.A., Ashman K.M., Anthony-Twarog B.J. 1997, AJ, 114, 2556
- Udalski A., Szymański M., Kałużny J., Kubiak M., Mateo M. 1992, AcA, 42, 253
- Udalski A., Żebruń K., Szymański M., Kubiak M., Pietrzyński G., Soszyński I., Woźniak P. 2000 AcA, 50, 1
- Udalski A., Szewczyk O., Żebruń K., Pietrzyński G., Szymański M., Kubiak M., Soszyński I., Wyrzykowski L. 2002, AcA, 52, 517
- Vansevicius V., Bridzius A., Pucinskas A., Sasaki T. 1996, Baltic Astronomy, 5, 539
- Villanova S., Baume G., Carraro G., Geminale A. 2004, A&A, 419, 149
- Viskum M., Hernandez M.M., Belmonte J.A., Frandsen S. 1997, A&A, 328, 158
- Wils P., Greaves J. 2004, IBVS 5512
- Woźniak P.R., Udalski A., Szymański M., Kubiak M., Pietrzyński G., Soszyński I., Żebruń K. 2002, AcA, 52, 129
- Woźniak P. R., Vestrand W. T., Akerlof C., Balsano R., Bloch J. i in. 2004a, AJ, 127, 2436
- Woźniak P. R., Williams S. J., Vestrand W. T., Gupta V. 2004b, AJ, 128, 2965
- Young A. T. 1974, Methods Exp. Phys, 12A, 123
- Zdanavicius K., Straizys V. 1990, Astrophys. Space Science, 173, 309
- Żebruń K., Soszyński I., Woźniak P.R., Udalski A., Kubiak M., Szymański M., Pietrzyński G., Szewczyk O., Wyrzykowski L. 2001, AcA, 51, 317