

Autoreferat

1. Imię i nazwisko: **Grzegorz Kopacki**
2. Posiadane dyplomy, stopnie naukowe – z podaniem nazwy, miejsca i roku ich uzyskania oraz tytułu rozprawy doktorskiej:

mgr astronomii, Uniwersytet Wrocławski, Wrocław, 1994,

Gwiazdy zmienne wczesnych typów widmowych w młodych gromadach otwartych.

dr nauk fizycznych w zakresie astronomii, Uniwersytet Wrocławski, Wrocław, 2001,

Wiekowe zmiany okresów gwiazd typu RR Lyrae wybranych gromad kulistych.

3. Informacje o dotychczasowym zatrudnieniu w jednostkach naukowych/artystycznych:

Instytut Astronomiczny Uniwersytetu Wrocławskiego,

od 1992 jako pomoc techniczna,

od 1994 jako asystent,

od 2002 jako adiunkt.

4. Wskazanie osiągnięcia wynikającego z art. 16 ust. 2 ustawy z dnia 14 marca 2003 r. o stopniach naukowych i tytule naukowym oraz o stopniach i tytule w zakresie sztuki (Dz.U. nr 65, poz. 595 ze zm.):

- a) Tytuł osiągnięcia naukowego/artystycznego:

Właściwości gwiazd pulsujących gromad kulistych Galaktyki.

- b) Publikacje wchodzące w skład osiągnięcia naukowego:

(IF - impact factor, LC -liczba cytowań)

H1. Kopacki, G., Kołaczkowski, Z., Pigulski, A.,

Variable stars in the globular cluster M13,

2003, *Astronomy & Astrophysics*, 398, 541-550,

IF=3.843, LC=21,

mój wkład: wykonanie większości obserwacji, redukcja fotometryczna obrazów CCD, analiza uzyskanych krzywych blasku, napisanie pracy, wykonanie wszystkich rysunków; udział procentowy: 95 %,

H2. Kopacki, G.,

SX Phoenicis stars in the globular cluster M13,

2005, *Acta Astronomica*, 55, 85-95,

IF=3.451, LC=7,

H3. Kopacki, G.,

SX Phoenicis stars in the globular cluster M92,

2007, *Acta Astronomica*, 57, 49-60,

IF=1.980, LC=5,

H4. Osborn, W., Kopacki, G., Haberstroh, J.,

New observations and period change study for the Anomalous Cepheid in M92,

2012, *Acta Astronomica*, 62, 377-388,

IF=2.682, LC=2,

mój wkład: wykonanie obserwacji CCD, ich redukcja fotometryczna oraz wyznaczenie krzywych blasku omawianej gwiazdy; wyznaczenie wykresu $O - C$ dla momentów maksimum blasku gwiazdy; policzenie teoretycznych temp zmian okresu modeli cefeid anomalnych, redagowanie pracy, w szczególności napisanie części rozdziału 'Discussion', wykonanie wszystkich rysunków; udział procentowy: 45 %,

H5. Kopacki, G.,

Variable stars in the globular cluster M80,
2013, Acta Astronomica, 63, 91-107,
IF=1.955, LC=6,

H6. Kopacki, G.,

Wide-field variability survey of the globular cluster M79 and a new period–luminosity relation for SX Phe stars,
2015, Acta Astronomica, 65, 81-106,
IF=2.000, LC=2,

H7. Osborn, W., Layden, A., Kopacki, G., Smith, H., Anderson, M., Kelly, A., McBride, K., Pritzl, B.,

Variable stars in M13. II. The red variables and the globular cluster period – luminosity relation,
2017, Acta Astronomica, 67, 131-158,
IF=3.667, LC=0,
mój wkład: wykonanie części obserwacji CCD i ich redukcja fotometryczna, analiza fourierowska krzywych blasku omawianych gwiazd; redagowanie pracy, w szczególności napisanie rozdziału 'The period–luminosity relation', wykonanie rysunku nr 7; udział procentowy: 25 %.

c) Omówienie celu naukowego ww. prac i osiągniętych wyników:

Wstęp

Gromady kuliste to jedne z najstarszych obiektów Galaktyki. Ich badanie ma bardzo duże znaczenie w zagadnieniach dotyczących powstania i ewolucji Galaktyki. Przez długi czas uważane były za dobry przykład tzw. prostej populacji gwiazdowej, w sensie takim, że wszystkie gwiazdy należące do jednej gromady powstały mniej więcej w tym samym czasie, a więc mają taki sam wiek i początkowy skład chemiczny, a różnią się w zasadzie tylko masą. Odkrycia ostatnich lat pokazują, że są to obiekty znacznie bardziej złożone. W szczególności mogą składać się z wielu populacji o różnych właściwościach fizycznych (np. praca przeglądowa Grattona, Carretta i Bragaglia 2012).

Najjaśniejsze gwiazdy gromad kulistych to czerwone olbrzymy. Na wykresie barwa – jasność gromady tworzą one dwa ciągi: lepiej zdefiniowaną gałąź czerwonych olbrzymów (RGB, ang. red giant branch), gdzie źródłem energii jest spalanie wodoru w otoczce ponad jądrem oraz gałąź asymptotyczną (AGB, ang. asymptotic giant branch) złożoną z najbardziej zaawansowanych ewolucyjnie gwiazd gromady (pomijając białe karły), które spalają w otoczce hel i wodór. Niewielką część gwiazd AGB, jeśli w wyniku tzw. pulsów termicznych dostaną się one do klasycznego pasa niestabilności pulsacyjnej (IS), możemy obserwować jako zmienne typu W Virginis, podgrupę cefeid populacji II. Okresy tych zmiennych zawierają się w przedziale od kilku do kilkunastu dni. Słabsze (w sensie mocy promieniowania), leżące w pasie niestabilności gwiazdy gałęzi horyzontalnej (HB, ang. horizontal branch) pulsują jako gwiazdy typu RR Lyrae o okresach od ok. 0.3 do 0.8 d. Ewolucyjnie są to gwiazdy palące stabilnie hel w jądrze. Gwiazdy HB, które zaczynają reakcje spalania helu w jądrze w niebieskiej części gałęzi, w dalszej ewolucji już po wyczerpaniu centralnego helu również przechodzą przez pas niestabilności podążając ku fazie AGB. Obserwujemy je wtedy jako cefeidy populacji II typu BL Herculis (okresy od ok. 1 do 5 d). Znacznie poniżej HB, a powyżej punktu odejścia na ciągu głównym, w obszarze występowania tzw. błękitnych maruderów, znajduje się na wykresie barwa – jasność gromady kolejna klasa gwiazd pulsujących, zmienne typu SX Phoenicis. Są to od strony populacji II odpowiedniki gwiazd typu δ Scuti, które należą do populacji I. Okresy tych zmiennych są w przedziale od ok. 0.05 do 0.5 d. Pod względem stanu ewolucyjnego są to gwiazdy ciągu głównego, które niejako zaczynają życie od nowa po zlanie się dwóch gwiazd o masach ok. $0.8 M_{\odot}$.

W niniejszej pracy przedstawiamy wyniki naszych badań gwiazd pulsujących występujących w gromadach kulistych. Nasz projekt obserwacyjny realizowany jest od dłuższego czasu (Kopacki 2000), a głównym jego celem jest poszukiwanie i analiza zmienności przede wszystkim gwiazd typu RR Lyrae, SX Phoenicis oraz cefeid populacji II, chociaż omawiamy tutaj także wyniki dla zmiennych czerwonych olbrzymów. Oparty jest on zarówno na obserwacjach naziemnych, uzyskanych w obserwatorium białkowskim (należącym do Instytutu Astronomicznego U.Wr.), SAAO (South African Astronomical Observatory, RPA) i SSO (Siding Springs Observatory, Australia), jak i satelitarnych HST.

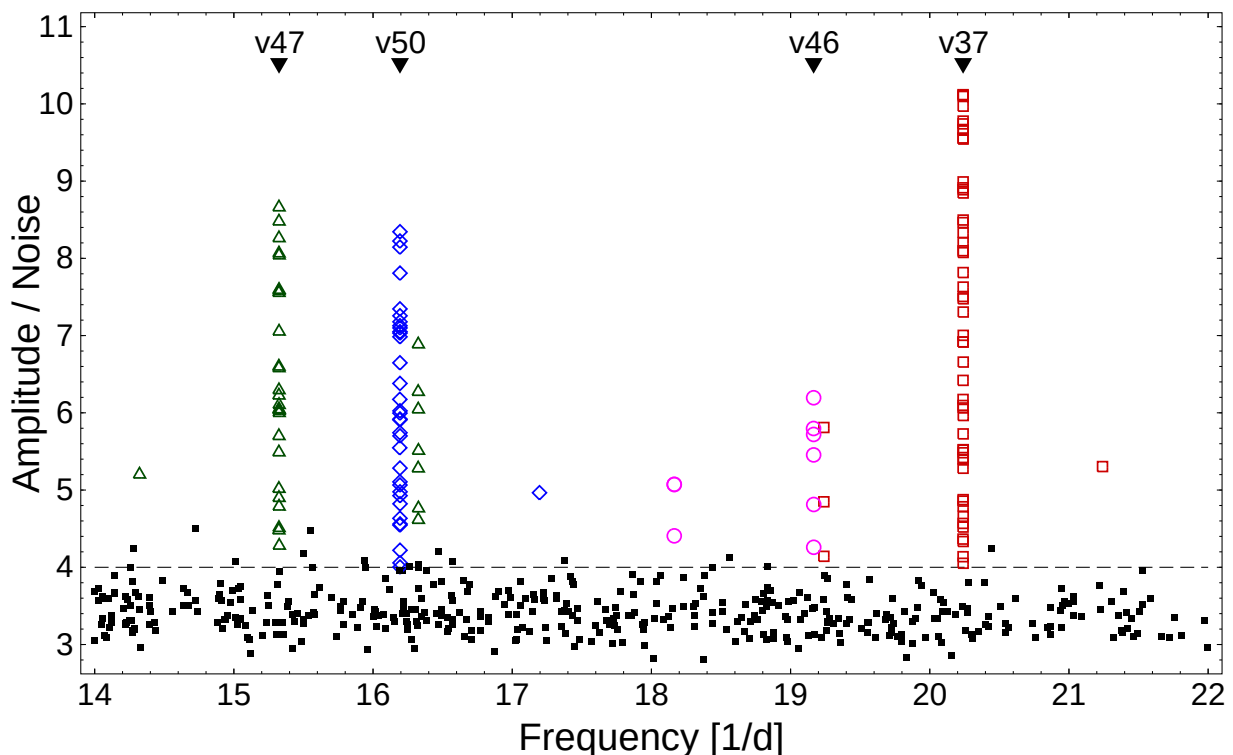
Właściwości gwiazd typu RR Lyrae jako grupy są związane ze swoistymi parametrami macierzystej gromady kulistej, takimi jak metaliczność i wiek. Ma to odzwierciedlenie w tzw. dwudzielności Oosterhoffa, czyli rozdziale galaktycznych gromad kulistych na dwa typy o różnych średnich okresach gwiazd typu RR Lyrae (Clement i Rowe 2000). Gwiazdy typu SX Phoenicis, będące błękitnymi maruderami w gromadzie, są interesujące, ponieważ te, które pulsują radialnie, spełniają, podobnie jak i inne klasy gwiazd pulsujących, zależność okres – jasność absolutna (Nemec, Linnell Nemec i Lutz 1994, McNamara 1995, Cohen i Sarajedini 2012). Zatem mogą być użyte jako dodatkowy wskaźnik odległości do gromad.

Przeglądy zmienności gromad kulistych

Gwiazdy zmienne w gromadach kulistych obserwowane są od ponad 100 lat. Jednakże bezpośrednią fotometrię (początkowo fotograficzną, obecnie CCD) można było do niedawna uzyskać jedynie dla tych zmiennych, które na sferze niebieskiej leżą wyraźnie poza gęstym gwiazdowo jądrem gromady. W naszej pracy używamy w tym celu pakietu DAOPhot (Stetson 1987), za pomocą którego można wyznaczać jasności gwiazd (nawet wtedy, gdy ich profile na obrazach CCD istotnie na siebie nachodzą) pod warunkiem, że w ich otoczeniu jest wystarczająca liczba pikseli zawierających jedynie sygnał pochodzący od tła nieba. W jądrze jasnej gromady kulistej kryterium to nie jest spełnione, głównie z powodu poświaty nierozdzielonych słabych gwiazd.

Jeśli jednak interesują nas jedynie gwiazdy zmienne, ich fotometrię (różnicową) możemy wykonać za pomocą tzw. metody odejmowania obrazów (ISM, ang. image subtraction method) w implementacji zaprogramowanej przez Alarda i Luptona (1998), a rozszerzonej na przypadek zmiennego profilu PSF przez Alarda (2000). Jest to metoda pośrednia, ponieważ pomiar jasności gwiazdy (w zasadzie różnicy oświetlenia) odbywa się nie na obrazach oryginalnych, lecz na odpowiednio uzyskanych obrazach różnicowych. W związku z tym metoda ta, w przeciwieństwie do pakietu DAOPhot, nie daje jakichkolwiek informacji na temat gwiazd stałych. Poszukiwaniom za pomocą tej metody i analizie gwiazd zmiennych w gromadach kulistych M13, M92, M80 i M79 poświęcone są prace **H1**, **H2**, **H3**, **H5** i **H6**. Najpierw omówione zostaną nasze usprawnienia redukcji fotometrycznych obrazów CCD gromad kulistych, a następnie uzyskane za ich pomocą wyniki naukowe.

Na początek omówiona zostanie metoda odejmowania obrazów w ujęciu Alarda i Luptona (1998). Pierwszym krokiem redukcji za pomocą tej metody jest utworzenie tzw. obrazu referencyjnego w wyniku uśrednienia pojedynczych obrazów najlepszej jakości (mały seeing i dobre doświetlenie). Właściwa redukcja danego obrazu z serii zaczyna się od jego astrometrycznego przekształcenia (wraz z interpolacją rozkładu oświetlenia) do układu odniesienia obrazu referencyjnego. Następnie znajdowane jest optymalne (w sensie metody najmniejszych kwadratów) tzw. jądro spłotu, za pomocą którego obraz referencyjny rozmywany jest do seeingu zredukowanego obrazu (uzgadniana jest również skala oświetlenia i poziom tła nieba). Jądro spłotu zdefiniowane jest jako kombinacja liniowa gaussoid o różnych (ale ustalonych) szerokościach połówkowych przeskalowanych wielomianami niskiego stopnia. Zatem wyznaczenie tej funkcji sprowadza się do rozwiązania układu równań liniowych z niewiadomymi współczynnikami wielomianów. Uzyskany 'rozmyty' obraz odniesienia odejmowany jest od preinterpolowanego



Rys. 1. Stosunek sygnału do szumu S/N największego maksimum mocy w widmie Fouriera w funkcji odpowiadającej mu częstotliwości w zakresie częstotliwości obejmującym zmienność typu SX Phoenicis. Każdy punkt odpowiada jednemu pikselowi obrazu CCD obserwowanego pola gromady M13. Grupy pikseli stowarzyszone z jedną gwiazdą zmienną pokazane są za pomocą różnych symboli otwartych i opisane są odpowiednimi nazwami. Poziomą linią przerywaną zaznaczony jest założony próg detekcji $S/N = 4$. (Rysunek z pracy **H2**.)

analizowanego obrazu i w ten sposób otrzymujemy obraz różnicowy, na którym w miejscu gwiazd zmiennych pozostają jedynie pojaśnienia albo pociemnienia.

Do odnalezienia w badanym polu gwiazd zmiennych można wykorzystać tzw. mapę zmienności, zdefiniowaną jako suma wartości bezwzględnych obrazów różnicowych. Jak łatwo sobie wyobrazić, (prawie) wszystkie pojaśnienia na takiej mapie wskazują właśnie szukane gwiazdy zmienne. Dla tak znalezionych gwiazd zmiennych wyznaczane są następnie na obrazach różnicowych strumienie różnicowe. Tę metodę detekcji gwiazd zmiennych wykorzystaliśmy w naszych badaniach gromad M53 (Kopacki 2000), M92 (Kopacki 2001) i M13 (**H1**).

Na przykładzie gwiazd typu SX Phoenicis odkrytych w gromadzie M13 z obserwacji HST przez Pietrukowicza i Kałużnego (2004) pokazaliśmy w pracy **H2**, że detekcja gwiazd zmiennych za pomocą mapy zmienności zawodzi w przypadku słabych gwiazd (o jasnościach niewiele ponad progiem czułości fotometrycznej), zwłaszcza kiedy wykazują się małymi amplitudami zmian. Niemniej dzięki znajomości pozycji tych gwiazd, na obrazach CCD gromady M13 (pomimo braku istotnych pojaśnień na mapie zmienności) udało się uzyskać ich krzywe blasku. Zrodził się wtedy pomysł rozwinięcia metody ISM, oparty na wyznaczaniu krzywej blasku nie dla gwiazd widocznych na obrazach, czy pojaśnień na mapie zmienności, tylko dla każdego najmniejszego elementu obrazu (piksela) i szukaniu dla niego sygnału okresowego za pomocą analizy fourierowskiej, czyli tzw. metoda pikselowa.

Procedura redukcji obrazów CCD za pomocą metody pikselowej wygląda następująco. Wykonujemy standardową redukcję za pomocą ISM, w wyniku czego dostajemy ciąg czasowy obrazów różnicowych. Dla każdego piksela obrazu referencyjnego wyznaczamy różnicową krzywą blasku, dla której następnie liczymy widmo Fouriera w zadanym przedziale częstotliwości, np. od 0 do 30 d^{-1} , i znajdujemy w nim największe maksimum (i odpowiadającą mu częstotliwość), które jeśli ma odpowiednio duży stosunek sygnału do szumu S/N , może oznaczać obecność okresowej zmienności. Ponieważ profil gwiazdy zmiennej zajmuje na obrazie co najmniej kilka pikseli, a

promień dopasowania profilu średniego PSF też ma wartość kilku pikseli, to dla każdego piksela odpowiednio bliskiego prawdziwej gwiazdzie stosunek S/N będzie miał podwyższoną wartość. Zatem dla każdej gwiazdy zmiennej w obserwowanym polu otrzymamy zestaw pobliskich pikseli z istotnymi wartościami S/N i tą samą częstotliwością lub jej aliasami dobowymi.

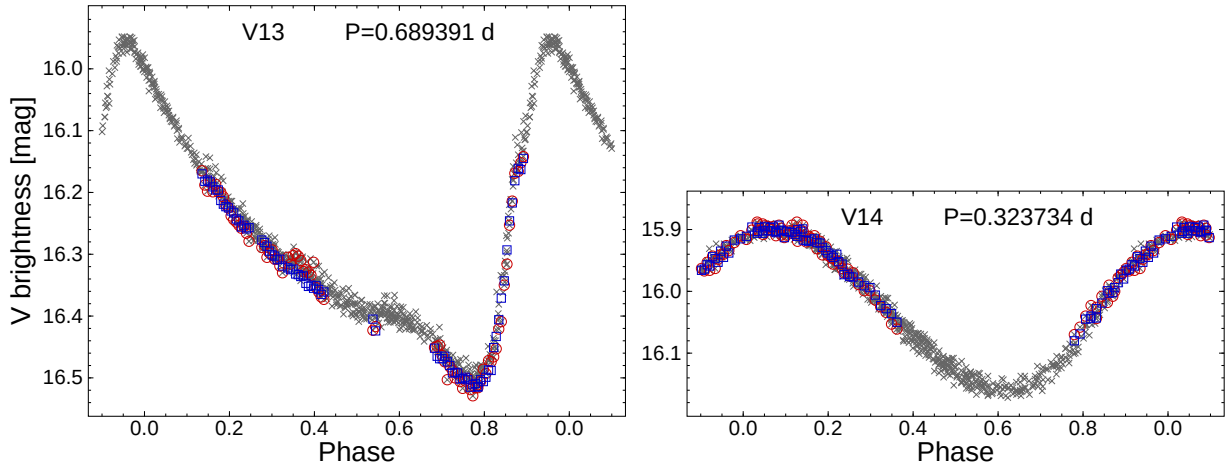
Jeśli, używając wszystkich pikseli, narysujemy stosunek S/N najwyższego maksimum mocy z widma fourierowskiego w funkcji odpowiadającej mu częstotliwości, to otrzymany swego rodzaju wykres diagnostyczny, za pomocą którego możemy szukać gwiazd zmiennych. Gwiazdy takie będą reprezentowane przez grupki odstających punktów przy tej samej ustalonej częstotliwości i jej aliasach dobowych. Przykład takiego wykresu, dla M13, pokazany jest na Rys. 1. Znajdujemy na nim charakterystyczne ślady czterech gwiazd typu SX Phoenicis: V37 – odkrytej wcześniej przez nas (**H1**, jest to gwiazda o największej amplitudzie), V46 i V47 – znalezionych w obserwacjach HST przez Pietrukowicza i Kałużnego (2004) oraz nowej zmiennej V50 (**H2**).

Metoda pikselowa została przez nas zastosowana do naszych obserwacji gromad M92 (**H2**) i M13 (**H3**). Gromady te zostały już uprzednio przebadane za pomocą metody ISM (Kopacki 2001, **H1**), w wyniku czego w centralnych częściach tych gromad znalezione zostały już wszystkie należące do nich gwiazdy typu RR Lyrae. Dzięki metodzie pikselowej dodatkowo potwierdziliśmy zmienność znanych w M92 i M13 gwiazd typu SX Phoenicis (które są nawet o 3 – 4 mag słabsze od gwiazd typu RR Lyrae), a ponadto odkryliśmy nowe gwiazdy tego typu (Tab. 1).

W przypadku gromady M79 (omówionej w pracy **H6**) mieliśmy do dyspozycji obserwacje CCD pochodzące z dwóch miejsc, SAAO i SSO. Pole widzenia i przede wszystkim rozdzielczość przestrzenna tych dwóch zestawów danych były inne. Obserwacje z SSO obejmowały pole 25.7×12.8 arcmin², a dane z SAAO tylko 5.2×5.2 arcmin². Początkowo oba pola zostały przerobione fotometrycznie za pomocą metody odejmowania obrazów oddzielnie. Jednakże, aby uzyskać różnicowe krzywe blasku danej gwiazdy zmiennej w jednolitej skali oświetlenia, fotometria różnicowa otrzymana z redukcji obrazów z SAAO powinna zostać przetransformowana do skali strumienia obrazów z SSO. Jest to bardzo prosta operacja w przypadku ściśle okresowych gwiazd, nawet kiedy, jak to ma miejsce u nas, dwa zestawy obrazów CCD nie pokrywają się w czasie. Dla gwiazd pokazujących długoterminową (niekiedy pseudookresową) modulację krzywej blasku transformacja taka może być trudna, czy wręcz niewykonalna. Dobrym przykładem takich gwiazd mogą być bardzo ciekawe gwiazdy typu RR Lyrae z efektem Błażki, czy też jakiegokolwiek gwiazdy wielookresowe.

Aby rozwiązać powyższy problem, zastosowaliśmy nowe podejście: ponownie zredukowaliśmy nasze obrazy z SAAO używając jako obrazu referencyjnego średniego obrazu pola z SSO. Cała procedura wyglądała bardzo podobnie do wykonanych pierwotnie redukcji za pomocą ISM. Obrazy z SAAO zostały przetransformowane i przeinterpolowane do układu odniesienia obrazu referencyjnego dla danych SSO, a następnie tak uzyskane obrazy zostały optymalnie 'splicione' z obrazem referencyjnym, w sensie takim, że dla danego obrazu z SAAO, obraz referencyjny z SSO był rozmywany i skalowany w strumieniu (czyli 'splątany' odpowiednim jądrem splotu) tak, aby jak najbardziej przypominał dany obraz z SAAO. Dalej ten odpowiednio rozmyty obraz referencyjny był odejmowany od danego obrazu i w ten sposób powstawały obrazy różnicowe, z których dla gwiazd zmiennych liczone były strumienie różnicowe.

Okazało się jednak, że dostarczany wraz z pakietem ISM program do interpolowania obrazów CCD działa poprawnie jedynie w przypadku prostego przesunięcia między obrazami – dodatkowo musi ono być wzdłuż jednego z boków obrazów. Wykorzystana jest w nim dwuwymiarowa interpolacja typu spline, w której od razu interpolowana jest cała kolumna obrazu. Dlatego program działa szybko, ale nie może być zastosowany do obrazów, które są w stosunku do obrazu referencyjnego obrócone o nawet niewielki kąt, szczególnie gdy obraz jest duży. Aby usunąć to ograniczenie napisany został przez nas program `FTSRESAMPLE`, który również wykorzystuje metodę spline ale w podejściu lokalnym, tzn. każdy piksel obrazu interpolowany jest



Rys. 2. Porównanie danych fotometrycznych z SAAO dla dwóch gwiazd typu RR Lyrae z gromady M79, V13 (lewy panel) i V14 (prawy panel), uzyskanych różnymi metodami. Niebieskie kwadraty oznaczają jasności wyznaczone za pomocą obrazu referencyjnego SAAO, a czerwone okręgi pomiary uzyskane z tych samych obrazów, ale z użyciem obrazu referencyjnego SSO. Szare krzyżki pokazują pełną krzywą blasku, obejmującą dane z SAAO i SSO, zredukowanych fotometrycznie za pomocą tego samego obrazu odniesienia SSO. Oś rzędnych jest taka sama w obu panelach. (Rysunek z pracy **H6**.)

oddzielnie. Taka metoda działa poprawnie dla dowolnej rotacji (oraz przesunięcia i skalowania przestrzennego), ale wymaga większych mocy obliczeniowych i jest bardziej czasochłonna. Ponadto program nasz ma tę zaletę, że umożliwia transformacje obrazów o różnych rozmiarach do takiego samego układu astrometrycznego.

Porównując krzywe blasku wyznaczone z danych SAAO za pomocą opisanej wyżej procedury z krzywymi otrzymanymi ze standardowych redukcji metodą ISM, to jest używając dwóch różnych obrazów odniesienia, w pierwszym przypadku z SSO, w drugim z SAAO, dostajemy bardzo dobrą zgodność. Świadczy to o tym, że opracowana przez nas metoda redukcji działa poprawnie. Przykłady takiego porównania dla gwiazd typu RR Lyrae z gromady M79 pokazane są na Rys. 2, pochodzącym z pracy **H6**.

Tab. 1. Gwiazdy zmienne w gromadach kulistych

GC	N_{SX}	N_{RR}	$\langle P \rangle_{\text{ab}}$ [d]	$\langle P \rangle_{\text{c}}$ [d]	$N_{\text{c}}/N_{\text{RR}}$ %	OoT	Ref
M13	2	5	–	0.36	88?	II?	H1, H2
M92	7	5	0.63	0.36	65	II	Kopacki (2001), H3
M80	4	9	0.68	0.38	53	II	H5
M79	3	1	0.71	0.34	45	II	H6

Przedstawimy teraz wyniki wykonanych przez nas przeglądów zmienności gromad M13 (**H1, H2**), M92 (Kopacki 2001, **H3**), M80 (**H5**) i M79 (**H6**). W skróconej postaci przedstawione są one w Tab. 1, gdzie dla obserwowanych gromad (pierwsza kolumna) podajemy liczby znalezionych przez nas gwiazd typu SX Phoenicis (N_{SX}) i typu RR Lyrae (N_{RR}), następnie średnie okresy gwiazd podtypu R Rab ($\langle P \rangle_{\text{ab}}$) i RRc ($\langle P \rangle_{\text{c}}$), wraz ze względną liczebnością gwiazd podtypu RRc ($N_{\text{c}}/N_{\text{RR}}$), oraz typ Oosterhoffa gromady (OoT). Widać, że pomimo tego, że wspomniane gromady badane są od lat, udało się wykryć w nich aż 20 nowych gwiazd typu RR Lyrae oraz 16 gwiazd typu SX Phoenicis. To zasługa przede wszystkim zastosowanych metod redukcji fotometrycznych.

Należy zwrócić uwagę na to, że w przypadku gwiazd typu RR Lyrae nasze przeglądy są prawdopodobnie kompletne – możliwość odkrycia w omawianych gromadach kolejnych gwiazd tego typu jest znikoma (chyba że leżą na sferze niebieskiej w dużej odległości kątowej od

środku gromady). Jest to spowodowane tym, że metoda ISM działa tak samo dokładnie (albo nawet lepiej) dla gęsto ugwieżdżonych centralnych obszarów gromady, jak metody fotometrii bezpośredniej (np. DAOPhot) w obszarach peryferyjnych gromady. Ponadto badane gromady są względnie jasne, a gwiazdy typu RR Lyrae mają znaczne zakresy zmian blasku, wielokrotnie przekraczające błąd pojedynczego pomiaru jasności.

W przypadku gwiazd typu SX Phoenicis sytuacja wygląda zupełnie inaczej. Po pierwsze są to gwiazdy pulsujące przeważnie nieradialnie, zatem wzbudzone w nich mody mają bardzo małe amplitudy zmian. Po drugie ich jasność (w sensie mocy promieniowania) jest znacznie mniejsza od poziomu gałęzi horyzontalnej gromady (gdzie występują gwiazdy typu RR Lyrae). Za pomocą teleskopu jednometrowego, dodatkowo stosując wyrafinowane metody detekcji (**H2**, **H3**), jesteśmy zatem w stanie odkryć tylko te o największych amplitudach.

Uzyskane w pracach **H1**, **H5** i **H6** pełne obrazy populacji gwiazd typu RR Lyrae omawianych gromad pozwalają na ostateczne ustalenie typu Oosterhoffa tych gromad. W przypadku gromad typu Oosterhoffa I (Ool) średnie okresy gwiazd RRab i RRc wynoszą, odpowiednio, $\langle P \rangle_{ab} \approx 0.55$ d i $\langle P \rangle_c \approx 0.30$ d. Analogiczne średnie okresy dla gromad typu II (OoII) są dłuższe i wynoszą $\langle P \rangle_{ab} \approx 0.65$ d i $\langle P \rangle_c \approx 0.35$ d (Oosterhoff 1944, Clement i in. 2001). Ponadto typ Ool cechuje się mniejszą liczebnością gwiazd typu RRc ($N_c/N_{RR} \approx 20\%$), podczas gdy gromady typu OoII zawierają mniej więcej tyle samo zmiennych RRab i RRc ($\approx 50\%$). Jak wynika z Tab. 1 w przypadku wszystkich badanych gromad potwierdzamy ich przynależność do gromad typu Oosterhoffa II. Jedynie w przypadku M13, do której należy tylko jedna zmienna RRab, klasyfikacja nie jest do końca pewna – oparta jest na średnim okresie gwiazd typu RRc, ale nie potwierdza jej nietypowo, bardzo duża liczba gwiazd tego podtypu.

Wiele badanych przez nas gwiazd cechuje się wielookresowością. Część gwiazd typu RRab wykazuje zmiany kształtu krzywej blasku, charakterystyczne przejawy efektu Błażki. Jednakże okresy modulacji są dla tych gwiazd znacznie dłuższe niż przedział czasu jaki obejmują obserwacje i dlatego nie byliśmy w stanie ich wyznaczyć. Było to możliwe dla zmiennych typu RRc (krótsze okresy pulsacji). Dla kilku gwiazd tego typu (V36 z M13, V16 z M80 i V9 z M79) znaleźliśmy w widmach mocy trzy bliskie (ale nierównoodstępne) częstotliwości (z czego jedna odpowiada modowi radialnemu, czyli pierwszemu owertonowi), co sugeruje wzbudzenie pulsacji nieradialnych. Ponadto odkryliśmy trzy dwumodalne gwiazdy typu SX Phoenicis (V46 z M13, V34 z M92 i V18 z M79), pulsujące jednocześnie w dwóch modach radialnych, podstawowym i pierwszym owertonie. Zostały one wykorzystane w w naszych badaniach zależności okres – jasność absolutna dla tej klasy gwiazd pulsujących (**H6**), omówionych w dalszej części autoreferatu.

Cefeida anomalna z gromady M92

Większość gwiazd zmiennych pulsujących występujących w gromadach kulistych to gwiazdy typu RR Lyrae. Niewielka część z nich to cefeidy populacji II, w szczególności gwiazdy typu BL Herculis, o okresach pomiędzy ok. 1 a 5 d, oraz tzw. cefeidy anomalne (AC, od ang. anomalous Cepheids), których okresy pulsacji mają wartość od 0.3 do 2 d. Cefeidy anomalne znajdują się przeważnie w galaktykach karłowatych, a tylko kilka z nich jest znanych w Galaktyce. Podsumowanie wiadomości na temat gwiazd pulsujących populacji II można znaleźć w pracy przeglądowej Wallersteina (2002), a także u Carsona i Stothersa (1982), Fiorentino i in. (2006) oraz Smolca i in. (2012).

Zmienne typu BL Herculis i cefeidy anomalne to gwiazdy, których źródłem energii są reakcje termojądrowe, w których spalany jest hel. Jednakże o ile cefeidy typu BL Herculis wyczerpały już hel w jądrze i spalają go w warstwie ponad, o tyle w przypadku cefeid anomalnych reakcje syntezy węgla przeważnie wciąż zachodzą w obszarach centralnych gwiazdy. Podstawowym powodem tych różnic jest odmienna masa tych dwóch rodzajów zmiennych: w przypadku gwiazd typu BL Herculis to ok. $0.5 - 0.6 M_{\odot}$, natomiast dla cefeid anomalnych to średnio dwa razy

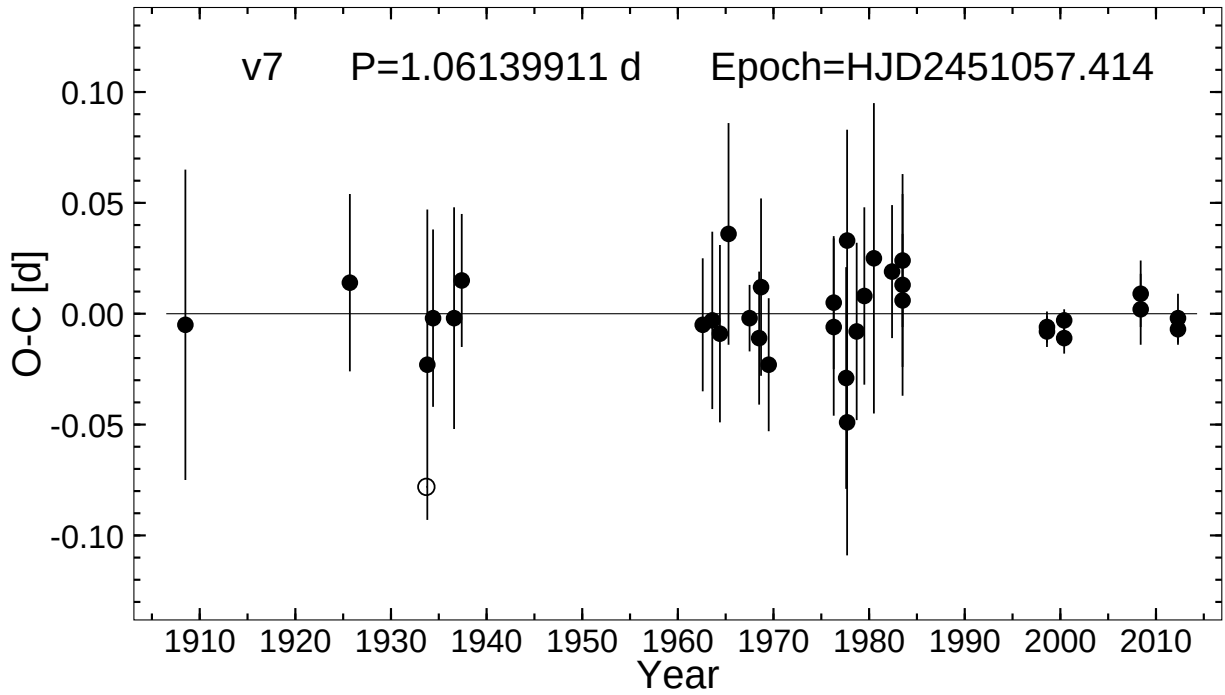
więcej. Zatem obecna gwiazda typu BL Herculis zaczynała swą ewolucję na gałęzi horyzontalnej po stronie (ekstremalnie) niebieskiej, natomiast cefeida anomalna – z najbardziej czerwonego krańca. Cefeidy anomalne uważa się także za produkty połączenia dwóch gwiazd.

Na wykresie barwa – jasność gromady gwiazdy HB w trakcie ewolucji przecinają pas niestabilności pulsacyjnej powyżej gałęzi horyzontalnej, będąc w drodze ku gałęzi asymptotycznej czerwonych olbrzymów. Jest to względnie szybka ewolucja, która może powodować obserwowalne efekty, w szczególności zmiany okresu pulsacji w przypadku cefeid II populacji, anomalnych i typu BL Herculis. Interesującym zagadnieniem byłoby więc wyznaczenie parametrów opisujących krzywe blasku oraz wiekowych zmian okresu omawianych gwiazd oraz porównanie ich z przewidywaniami teoretycznymi płynącymi z modeli pulsacyjnych i ewolucyjnych. W przypadku uzyskania takiej informacji dla wielu cefeid z różnych gromad kulistych możliwe stałoby się również badanie wpływu np. metaliczności na właściwości pulsacyjne cefeid. Cele takie przyświecały nam przy redagowaniu pracy **H4**. W publikacji tej przedstawiamy analizę obserwacji gwiazdy podejrzanej o bycie cefeidą anomalną, należącą do M92, jednej z najbardziej ubogich w metale gromad kulistych Galaktyki ($[Fe/H] = -2.35$ w skali Carretta i in. 2009).

W wyniku analizy naszych wcześniejszych obserwacji CCD (Kopacki 2001, **H3**) znalezionych zostało w M92 jedenaście nowych gwiazd zmiennych. Obiekt naszych szczegółowych badań, gwiazda V7, leży na obrzeżach centralnych gęstych części gromady, co powoduje pewne trudności w pomiarach jego jasności. Hachenberg (1939) wyznaczył dla V7 okres 0.51 d. Zauważył także, że jest nadmiernie jasna w porównaniu do innych gwiazd typu RR Lyrae z gromady i zasugerował, że może być w istocie cefeidą. Dzięki dokładnym danym CCD pokazaliśmy jednak (Kopacki 2001), że prawdziwy okres zmienności gwiazdy V7 jest dwukrotnie dłuższy od wyznaczonego przez Hachenberga (1939). Oznaczało to, że V7 jest faktycznie zmienną typu BL Herculis. Matsunaga i in. (2006) oraz Di Criscienzo i in. (2007) przekonują jednakże w oparciu o zależność okres – jasność absolutna w podczerwieni dla cefeid populacji II, że V7 jest za jasna na typową gwiazdę typu BL Herculis o okresie ponad 1 d. W związku z tym stwierdzają, że powinna być sklasyfikowana jako cefeida anomalna.

W analizie cefeidy V7 wykorzystane zostały wszystkie dostępne obserwacje. Stąd ich dość duża niejednorodność. Najstarsze dane, sięgające roku 1925, to obserwacje fotograficzne i nieliczne fotowizualne, pochodzące z różnych obserwatoriów. Jak łatwo się domyślić ich dokładność nie jest najlepsza – błąd wyznaczenia jasności niekiedy sięga 0.1 mag. Najnowsze obserwacje zostały uzyskane za pomocą kamery CCD w obserwatorium białkowskim i opisane są w naszej pracy z 2001 (Kopacki 2001). Dane te zostały uzupełnione obserwacjami wykonanymi za pomocą nowej kamery (jej opis można znaleźć u Kopackiego i in. 2008) głównie w roku 2012 na potrzeby nadal trwającego projektu realizowanego we współpracy z Wayne Osbornem i poświęconego badaniom właściwości różnych klas pulsujących w dwóch jasnych gromadach kulistych nieba północnego (M92 i M13). Uzyskane obrazy CCD zostały zredukowane fotometrycznie zarówno za pomocą pakietu DAOPhot, jak i metodą odejmowania obrazów.

Wszystkie dostępne nam dane zostały wykorzystane do szukania ewentualnych ewolucyjnych zmian okresu cefeidy V7 z M92. W tym celu najpierw dane te zostały podzielone na sezony tak, aby każdy sezon z jednej strony obejmował nie więcej niż 2 – 3 lata, a z drugiej, aby zawierał liczbę obserwacji niezbędną do wykreślenia w miarę pełnego cyklu pulsacyjnego. Następnie dla każdego sezonu wyznaczany był moment maksimum jasności gwiazdy. Tutaj wykorzystane zostały (o ile było to możliwe) dwa podejścia. Podstawowe polegało na wyznaczeniu przesunięcia w fazie między krzywą blasku danego sezonu a średnią krzywą fazową utworzoną dla danego pasma fotometrycznego z obserwacji białkowskich. W procesie dopasowania krzywej średniej obok przesunięcia w fazie, parametrami wolnymi były także, o ile było to niezbędne, różnice w poziomie średnim i amplitudzie między krzywymi fazowymi, dla danego sezonu i średnią. Takie rozwiązanie umożliwiało wyznaczenie momentu maksimum blasku nawet w przypadku krzywych sezonowych z niepełnym pokryciem w fazie. W przypadku, kiedy w danym sezonie



Rys. 3. Wykres wyznaczonych dla V7 różnic $O - C$ w funkcji czasu. (Rysunek z pracy **H4**.)

obserwacje obejmowały moment maksimum jasności, moment ten wyznaczany był dodatkowo bezpośrednio tylko z tych danych.

Wiekowe zmiany okresu V7 zostały przeanalizowane za pomocą metody $O - C$, w której obserwowane momenty maksimum, O , porównuje się z odpowiadającymi im momentami C policzonym z efemerydy o stałym okresie P_0 ,

$$C = T_{\max}^{\text{cal}} = T_0 + P_0 E,$$

gdzie T_0 to epoka początkowa, a E to numer cyklu liczonego od epoki początkowej. W przypadku, gdy wykres różnic $O - C$ w funkcji czasu jest linią prostą, okres pulsacji gwiazdy nie zmienia się w czasie, czyli tempo zmian okresu, dP/dt , jest równe 0. Natomiast kiedy okres P zmienia się liniowo ze stałym tempem $dP/dt = \text{const}$, czyli

$$P(t) = P_0 + \frac{dP}{dt} (t - T_0) \quad \text{lub} \quad P(E) = P_0 + \frac{dP}{dE} E = P_0 + P_{\text{avr}} \frac{dP}{dt} E,$$

gdzie P_{avr} to okres zmienności przypadający w przybliżeniu na środek całego przedziału czasowego, jaki obejmują obserwacje. Obserwowane momenty, O , maksimum blasku będą w takim przypadku opisane wzorem

$$O = T_{\max}^{\text{obs}} = T + P E + \frac{1}{2} P_{\text{avr}} \frac{dP}{dt} E^2,$$

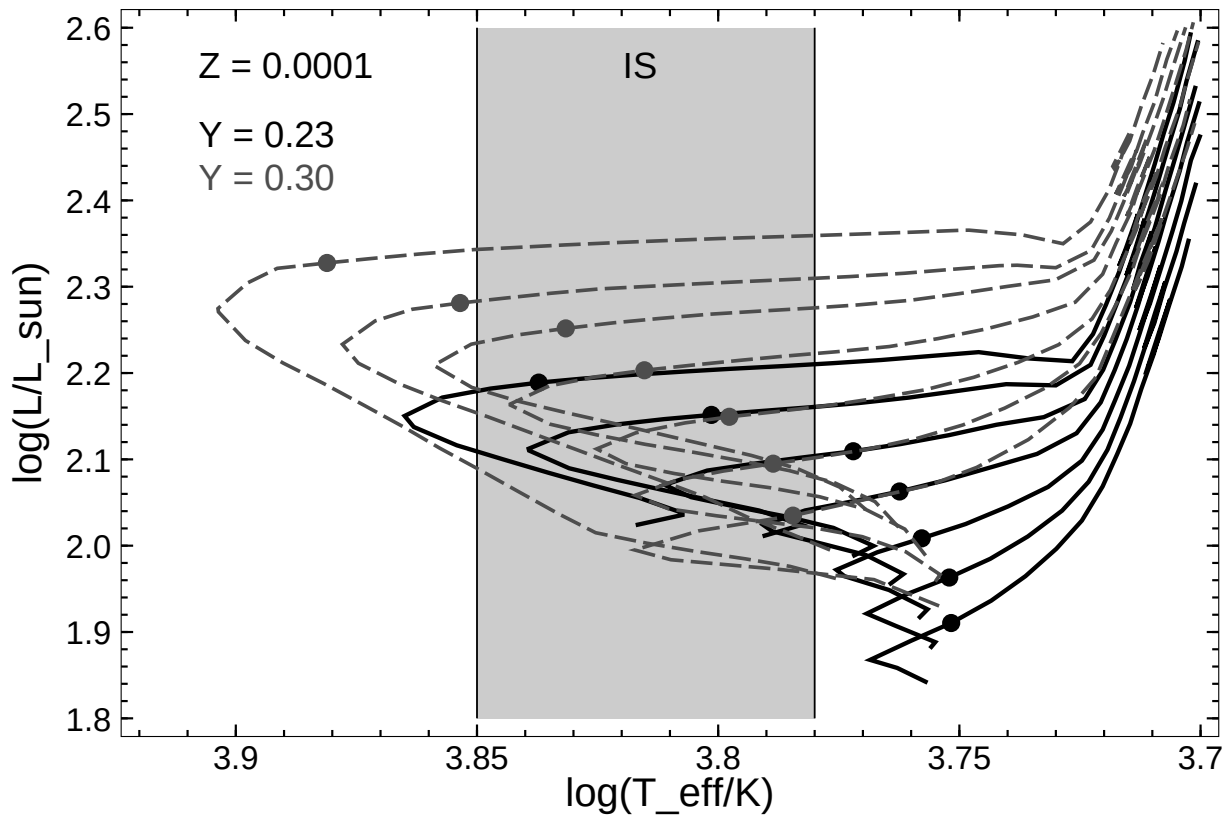
gdzie T i P to nowe parametry odpowiadające efemerydzie uwzględniającej stałe tempo zmian okresu. Na wykresie $O - C$ zobaczymy zatem parabolę

$$O - C = (T - T_0) + (P - P_0) E + \frac{1}{2} P_{\text{avr}} \frac{dP}{dt} E^2.$$

W przypadku omawianej gwiazdy przyjęliśmy efemerydę

$$T_{\max}^{\text{cal}} = 2451057.414 + 1.06139911 E,$$

i uzyskaliśmy wykres $O - C$ pokazany na Rys. 3. Jak z niego widać, cefeida anomalna V7 z gromady M92 nie wykazuje jakichkolwiek śladów wiekowej zmiany okresu. Z dopasowania linii



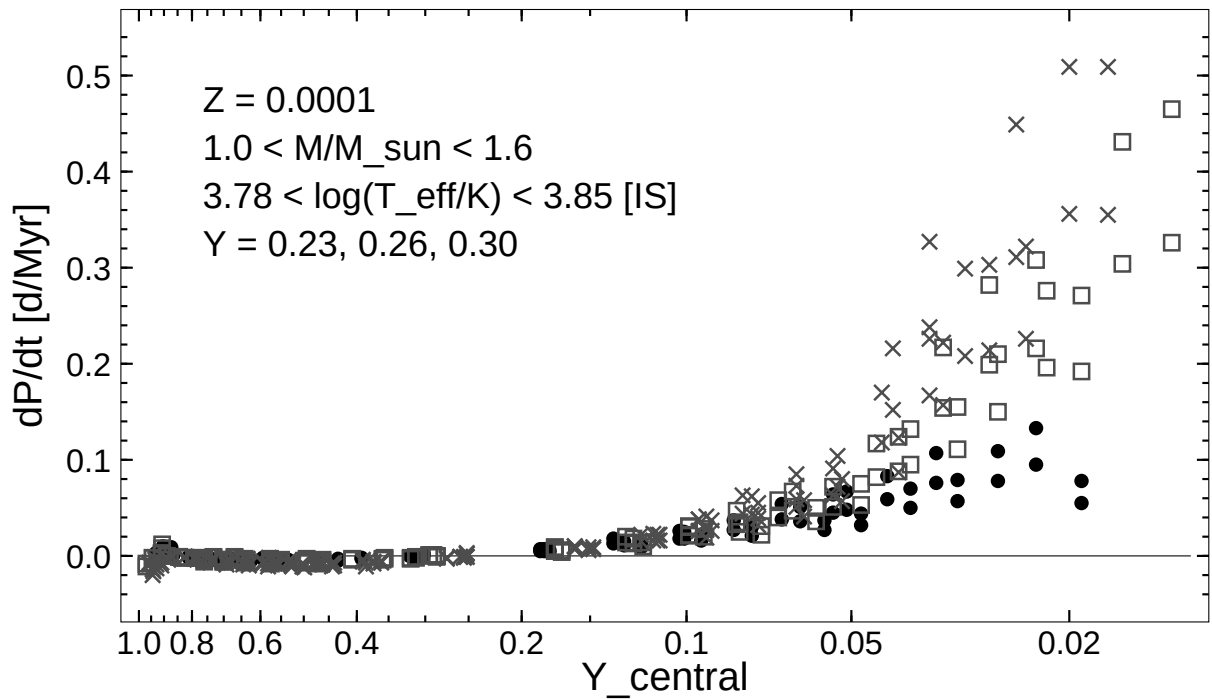
Rys. 4. Ścieżki ewolucyjne modeli gwiazd HB o metaliczności $Z = 0.0001$, zawartości helu $Y = 0.23$ (linie ciągłe) i $Y = 0.30$ (linie przerywane) oraz masach w przedziale od 1.0 do $1.6 M_{\odot}$. Przybliżone granice pasa niestabilności pulsacyjnej pokazane są za pomocą dwóch pionowych linii. Duże kropki wskazują moment wyczerpania helu w jądrze gwiazdy (kiedy zawartość helu spada poniżej 10 % wartości początkowej). (Rysunek z pracy **H4**.)

prostej do różnic $O - C$ otrzymaliśmy ostateczny okres $P = 1.0613991 \pm 0.0000003$ d i tę samą epokę początkową z błędem 0.004 d. Dopasowanie parabol daje tempo zmian okresu dP/dt równe ok. 1 % jego błędowi formalnego przy takim samym odchyleniu standardowym, jak dopasowanie liniowe.

Uzyskane w pracy **H4** średnie parametry fotometryczne zmiennej V7 wskazują, że jej średnie swoiste wskaźniki barwy wynoszą $(B - V)_0 = 0.31$ mag i $(V - I_C)_0 = 0.52$ mag, podczas gdy jasności absolutne w pasmach BVI_C , $M_B = -0.19$ mag, $M_V = -0.50$ mag oraz $M_I = -1.02$ mag. Wartości te potwierdzają klasyfikację V7 jako cefeidy anomalnej w sensie takim, że lokują ją na wykresie HR w teoretycznym pasie niestabilności pulsacyjnej dla cefeid anomalnych. Ponadto zgodne są z oczekiwanymi dla tej klasy gwiazd pozycjami w płaszczyźnie okres – barwa wyznaczonymi przez Fiorentino i in. (2006).

Zależność okres – jasność absolutna dla cefeid anomalnych wyznaczana była obserwacyjnie przez McCarthy'iego i Nemeca (1997), Pritzla i in. (2002) i Soszyńskiego i in. (2008), oraz teoretycznie przez Marconi, Fiorentino i Caputo (2004). Pozycja V7 na tego typu diagramach wskazuje, że jest to gwiazda pulsująca w modzie podstawowym. Badania zarówno obserwacyjne, jak i teoretyczne cefeid anomalnych sugerują, w przeciwieństwie do gwiazd typu RR Lyrae, że na wykresie okres – amplituda nie ma wyraźnej separacji pomiędzy pulsacjami w modzie podstawowym i pierwszym owertonie. Jednakże podobnie jak w przypadku zmiennych typu RR Lyrae, także cefeidy anomalne pulsujące w modzie podstawowym mają skłonność do niesymetrycznych zmian blasku (o krzywych typu RRab), a te, w których wzbudzony jest pierwszy owerton wykazują się bardziej sinusoidalnymi zmianami typu RRC. W przypadku V7 wyraźnie asymetryczny kształt krzywej blasku jest dodatkowym dowodem na jej pulsację w modzie podstawowym.

McCarthy i Nemec (1997) badali inną cefeidę anomalną znaną w galaktycznej gromadzie



Rys. 5. Ewolucyjne tempa zmian okresu, dP/dt , dla modeli gwiazd HB wpadających do pasa niestabilności pulsacyjnej (IS), w funkcji centralnej zawartości helu, Y_c . Modele z powierzchniową zawartością helu $Y = 0.23$, 0.26 oraz 0.30 wskazane są za pomocą odmiennych symboli: kwadratów, kółek i krzyżyków. (Rysunek z pracy **H4**.)

kulistej, mianowicie V19 z NGC5466. Znaleźli dla niej marginalne, niezbyt przekonujące oznaki zmniejszania się okresu pulsacji oraz przesłanki ku temu, że może to być układ podwójny. W porównaniu do analizowanej przez nas V7 z M92, gwiazda V19 ma trochę krótszy okres oraz jest bardziej niebieska i jaśniejsza. Ponadto pulsuje w pierwszym owertonie.

Obie znane w gromadach kulistych cefeidy anomalne w zasadzie wykazują się stałym okresem pulsacji. Czyniono już próby budowy modeli mających wyjaśnić zjawisko występowania cefeid anomalnych w populacjach gwiazdowych ubogich w metale (np. Caputo i in. 2004, Sills, Karakas i Lattanzio 2009). Jednakże nie udało się nam odnaleźć w literaturze przedmiotu jakichkolwiek przewidywanych teoretycznie szybkości zmian okresu cefeid anomalnych. Z tego też powodu wykonaliśmy w pracy **H4** przybliżone oszacowanie wpływu zmian ewolucyjnych na okresy pulsacji gwiazd tego typu.

Ścieżki ewolucyjne modeli gwiazd gałęzi horyzontalnej wzięte zostały z pracy Bertelli i in. (2008). Wyniki obliczeń teoretycznych Marconi, Fiorentino i Caputo (2004) użyte zostały do ustalenia granic, czerwonej i niebieskiej, klasycznego pasa niestabilności pulsacyjnej na, odpowiednio, $\log(T_{\text{eff}}/K) = 3.78$ i 3.85 . Rozważane były gwiazdy gałęzi horyzontalnej o obfitości metali $Z = 0.0001$ (odpowiadającej obserwowanej metaliczności gromady M92), zawartości helu $Y = 0.23$, 0.26 i 0.30 , oraz masach w przedziale od 1.0 do $1.6 M_{\odot}$. Za pulsacyjnie niestabilne uznawane były modele wpadające do zdefiniowanego wyżej pasa niestabilności. Okresy modów niestabilnych wyliczone zostały z teoretycznych zależności na okres fundamentalny i pierwszego owertonu jako funkcji masy, mocy promieniowania i temperatury efektywnej, wyznaczone przez Marconi, Fiorentino i Caputo (2004, ich równania 1a i 1b). Teoretyczny wykres HR zawierający analizowane ścieżki ewolucyjne pokazany jest na Rys. 4.

Tempa zmian okresów dla modeli leżących w pasie niestabilności policzone zostały jako $\Delta P/\Delta \tau$, gdzie ΔP to zmiana okresu pomiędzy dwoma kolejnymi punktami ścieżki ewolucyjnej, a $\Delta \tau$ jest odpowiednim przyrostem wieku ewolucyjnego. Wyznaczone w ten sposób tempa zmian okresów pokazane są na Rys. 5 w funkcji centralnej zawartości helu Y_c . Jak widać, modele cefeid anomalnych, w których hel wciąż jest spalany w jądrze, cechują się bardzo małymi, w

zasadzie zaniedbywalnymi zmianami okresu pulsacji, $|dP/dt| < 0.03$ d/Myr. Dopiero krótko przed wyczerpaniem helu w obszarach centralnych, kiedy gwiazda podąża już w kierunku gałęzi asymptotycznej AGB, ewolucyjne zmiany okresu stają się mierzalne i osiągają wartości nawet 0.5 d/Myr. Ponadto szybkość zmian okresu wyraźnie zależy od (atmosferycznej) zawartości helu Y – im większa wartość Y , tym większe tempa zmian okresu. Jest to spowodowane tym, że na wykresie barwa – jasność (Rys. 4) ścieżki ewolucyjne modeli wzbogaconych w hel mają niebieską pętlę rozciągającą się bardziej w kierunku niebieskim w porównaniu do modeli z kanoniczną obfitością helu, $Y = 0.23$, i w związku z tym więcej modeli gwiazd bardziej zaawansowanych ewolucyjnie wpada do pasa niestabilności.

Wyznaczone dla gwiazdy V7 z M92 obserwowane tempo zmian okresu ($dP/dt = 0.0 \pm 0.2$ d/Myr) oraz jego porównanie z naszymi obliczeniami teoretycznymi pozwoliło nam stwierdzić w pracy **H4**, że ta cefeida anomalna znajduje się w fazie ewolucji, podczas której stabilnie spala hel w jądrze. Wydaje się, że taka sama sytuacja ma miejsce również w przypadku cefeidy V19 z gromady NGC5466. Zaznaczamy jednak, że są to wyniki wstępne. Niezbędne są dalsze prace, aby poszerzyć naszą wiedzę o stanie ewolucyjnym cefeid anomalnych, zarówno teoretyczne, jak i obserwacyjne.

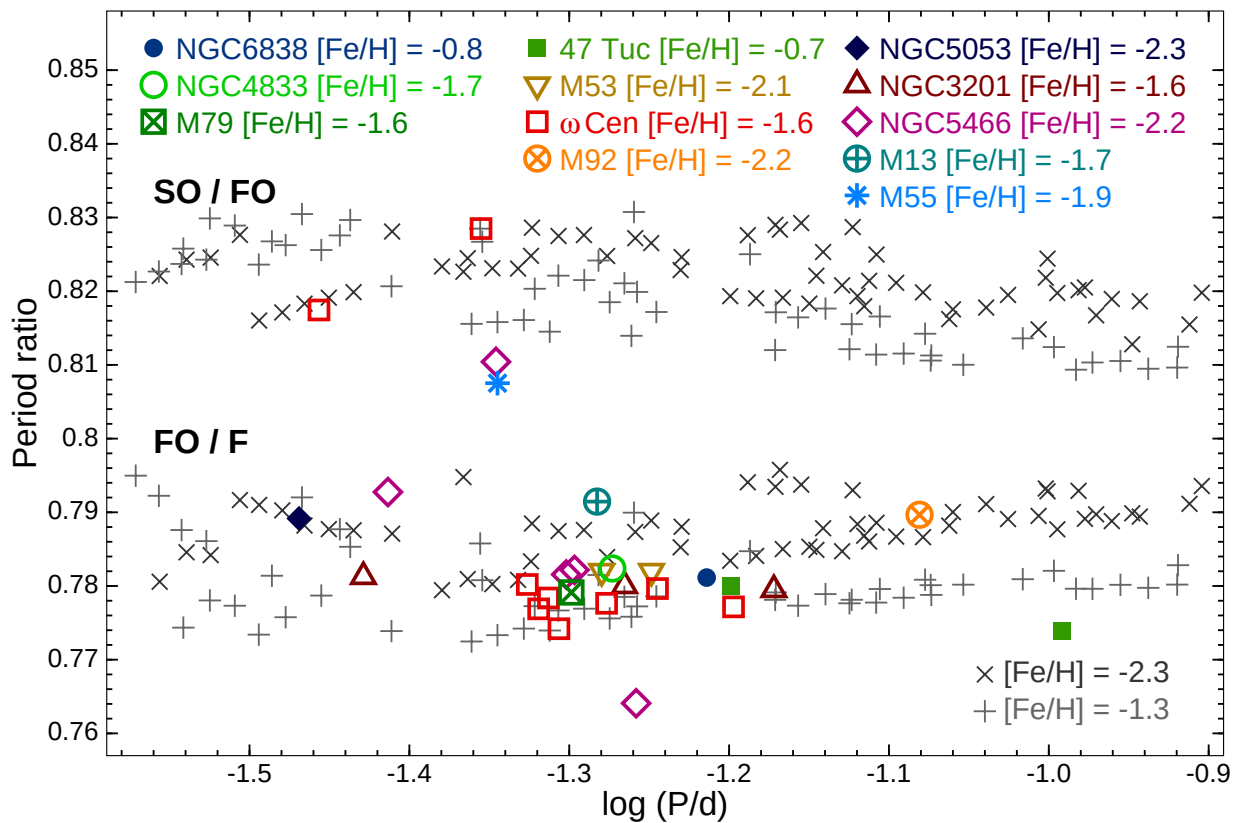
Zależność okres – jasność absolutna dla gwiazd typu SX Phoenicis

Gwiazdy typu SX Phoenicis, podobnie jak i inne typy gwiazd pulsujących, cechują się zależnością jasności absolutnej od okresu pulsacji. W związku z tym mogą być one użyte do wyznaczania odległości do obiektów w obrębie Galaktyki i niektórych galaktyk Grupy Lokalnej. Zależność ta była już badana zarówno od strony teoretycznej (Santolamazza i in. 2001), jak i obserwacyjnej (McNamara 1995, Poretti i in. 2008), i w obu tych dziedzinach jest dobrze ugruntowana. Kluczowym tematem niniejszej rozprawy jest ponowne wyznaczenie tej zależności z wykorzystaniem znanych gwiazd typu SX Phoenicis należących do galaktycznych gromad kulistych.

Gwiazdy typu SX Phoenicis, jak już zostało napisane wcześniej, w większości przypadków pulsują jednocześnie w kilku modach, przeważnie nieradialnych o małych amplitudach. Dlatego na płaszczyźnie okres – jasność absolutna tworzą bardzo rozmyty obszar. Ścisłą zależność można otrzymać jedynie dla gwiazd pulsujących w ustalonym modzie, najlepiej radialnym, podstawowym, pierwszym i dalszych owertonach. Zatem w pierwszej kolejności należałoby dokonać identyfikacji obserwowanych okresowości celem przypisania im określonego modu oscylacji.

Niestety, w przypadku gwiazd typu SX Phoenicis nie mamy do dyspozycji jednoznacznej metody identyfikacji modu opartej na analizie jedynie danych fotometrycznych. Wprawdzie teoria pulsacji sugeruje, że gwiazdy o bardzo dużych amplitudach blasku powinny pulsować w modach radialnych, ale graniczny minimalny zakres zmian blasku, po przekroczeniu którego przypadek taki występuje, nie jest ściśle określony. Rozwiązaniem tego problemu jest wykorzystanie gwiazd dwumodalnych, pulsujących jednocześnie w dwóch modach radialnych. Dla takich gwiazd teoretycznie policzony stosunek okresów zawiera się w bardzo wąskim zakresie, 0.77 – 0.79, dla pulsacji w pierwszym owertonie i modzie podstawowym, oraz 0.81 – 0.82, w przypadku oscylacji w drugim i pierwszym owertonach (Santolamazza i in. 2001). Gwiazd radialnie dwumodalnych jednakże nie znamy zbyt wielu. Jednym z celów omówionego poprzednio programu przeglądu zmienności jasnych gromad kulistych Galaktyki było między innymi poszukiwanie gwiazd typu SX Phoenicis o takich właśnie właściwościach.

Wyznaczenie zależności okres – jasność absolutna oparte na gwiazdach typu SX Phoenicis pulsujących w modach radialnych zostało wykonane i opisane w pracy **H6**. Na początku dokonany został przegląd literatury i istniejących katalogów gwiazd zmiennych w gromadach kulistych, w szczególności katalogu gwiazd typu SX Phoenicis utworzonego przez Rodrígueza i López-Gonzáleza (2000) oraz najnowszej wersji Katalogu Gwiazd Zmiennych w Gromadach Kulistych prowadzonego przez Clement i in. (2001). Warto podkreślić, że w ramach przeglądu



Rys. 6. Uogólniony wykres Petersena dla dwumodalnych gwiazd typu SX Phoenixis pulsujących w dwóch z trzech modów radialnych: podstawowym (F), pierwszym (FO) i drugim (SO) owertonach. Stosunki okresów (SO/FO i FO/F) pokazane są w funkcji okresu modu podstawowego lub pierwszego owertonu. Policzone teoretycznie przez Santolamazzę i in. (2001) stosunki okresów dla metaliczności $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.3$ (plusy) i $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.3$ (krzyżyki) odpowiadają różnym masom, mocom promieniowania i temperaturom efektywnym. Obserwowane stosunki okresów dla znanych w gromadach kulistych dwumodalnych gwiazd typu SX Phoenixis pokazane są za pomocą symboli opisanych na rysunku. (Rysunek z pracy **H6**.)

wykorzystane zostały wyniki prac **H1**, **H2**, **H3** i **H5**. Łącznie zostały znalezione 263 gwiazdy typu SX Phoenixis z odpowiednimi danymi, tj. co najmniej okresem (lub okresami) pulsacji oraz średnią jasnością w paśmie V . Gwiazdy te pochodziły z 30 gromad kulistych. Zebrana próbka zawierała 27 gwiazd radialnie dwumodalnych, które zostały zidentyfikowane na podstawie charakterystycznych wartości stosunków okresów pulsacji. Wśród nich, 23 okazały się gwiazdami pulsującymi jednocześnie w modzie podstawowym i pierwszym owertonie (F+FO) a pozostałe 4 wykazały oscylacje w pierwszym i drugim owertonach (FO+SO). Obserwowane stosunki okresów dwumodalnych gwiazd typu SX Phoenixis wraz z wartościami modelowymi dla pierwszych trzech modów radialnych pokazane są w funkcji głównego okresu na Rys. 6, pochodzącym z publikacji **H6**. Warto zauważyć, że większość gwiazd SX Phoenixis typu F+FO ma okresy modu podstawowego zawierające się we względnie wąskim przedziale od 0.047 do 0.066 d.

Jasności absolutne badanych gwiazd typu SX Phoenixis zostały wyznaczone z modułów odległości $(m-M)_V$ macierzystych gromad kulistych opartych na jasnościach gałęzi horyzontalnej (HB) wykresu barwa – jasność gromady. Wartości $M_V(\text{HB})$ zostały wyznaczone z kalibracji tego parametru względem metaliczności, która została wyznaczona przez Grattona i in. (2003). Natomiast średnie wizualne jasności gałęzi horyzontalnych gromad $m_V(\text{HB})$ oraz średnie metaliczności gromad $[\text{Fe}/\text{H}]$ zostały wzięte z Katalogu Parametrów Gromad Kulistych opublikowanego przez Harris (1996). Wyniki tych obliczeń pokazane są na Rys. 7, zaczerpniętym z pracy **H6**.

Rozrzut punktów na Rys. 7 jest bardzo duży. Głównym tego powodem jest z pewnością różnorodność gwiazd pod względem wzbudzonych w nich modów pulsacji, które mogą być

zarówno radialne, jak i nieradialne. Często przyjmuje się, że gwiazdy typu SX Phoenicis, wykazujące się zakresami zmian blasku ΔV większymi od 0.3 mag oraz wyraźnie asymetrycznymi krzywymi blasku pulsują w modzie podstawowym (np. McNamara 1995). Jednakże lewa część Rys. 7 jasno pokazuje, że te warunki nie są najlepszymi wyróżnikami oscylacji radialnych w gwiazdach typu SX Phoenicis. Dzieląc naszą próbkę gwiazd ze względu na ΔV na trzy rozłączne grupy i porównując je z zależnościami okres – jasność absolutna wyznaczonymi przez Cohena i Sarajedini (2012) oraz McNamarę (1995) widzimy, że nawet gwiazdy z zakresem $\Delta V > 0.6$ mag nie tworzą ściśle liniowej zależności. Możemy jednak wysunąć z tego porównania wniosek, że im większa amplituda zmian blasku, tym większe prawdopodobieństwo wystąpienia pulsacji w podstawowym modzie radialnym.

Aby wyznaczyć jednoznacznie zależność okres – jasność absolutna dla gwiazd typu SX Phoenicis wykorzystaliśmy jedynie te gwiazdy, co do których mieliśmy pewność, że pulsują w modach radialnych, a więc potwierdzone gwiazdy dwumodalne (F + FO oraz FO + SO) występujące w galaktycznych gromadach kulistych. Okresy i jasności absolutne tych gwiazd pokazane są w prawej części Rys. 7, pochodzącego z pracy **H6**. Widoczna jest wyraźna separacja pomiędzy modami F i FO, tworzącymi dwa równoległe pasy. Celem zwiększenia liczby gwiazd, do naszej próbki zostały również dodane gwiazdy jednookresowe z zakresami zmian blasku ΔV większymi od 0.6 mag. Ostatecznie nasza lista gwiazd pulsujących w modzie podstawowym zawierała 35 gwiazd, w tym 22 gwiazdy F + FO oraz 13 gwiazd jednomodalnych. Z dopasowania zależności liniowej do okresów modów podstawowych P_F wspomnianych gwiazd uzyskaliśmy równanie:

$$M_V = (-3.33 \pm 0.33) \times [\log(P_F/d) + 1.24] + (2.69 \pm 0.03) \quad \sigma = 0.19 \text{ mag},$$

gdzie σ oznacza odchylenie standardowe od dopasowania. Wprawdzie rozrzut względem dopasowanej zależności, a co za tym idzie również błąd nachylenia, są względnie duże, jednak niepewność jasności absolutnej jest określona przez błąd punktu zerowego, który jest zdefiniowany przy $\log(P_F/d) = -1.24$, i dlatego jest on niewielki.

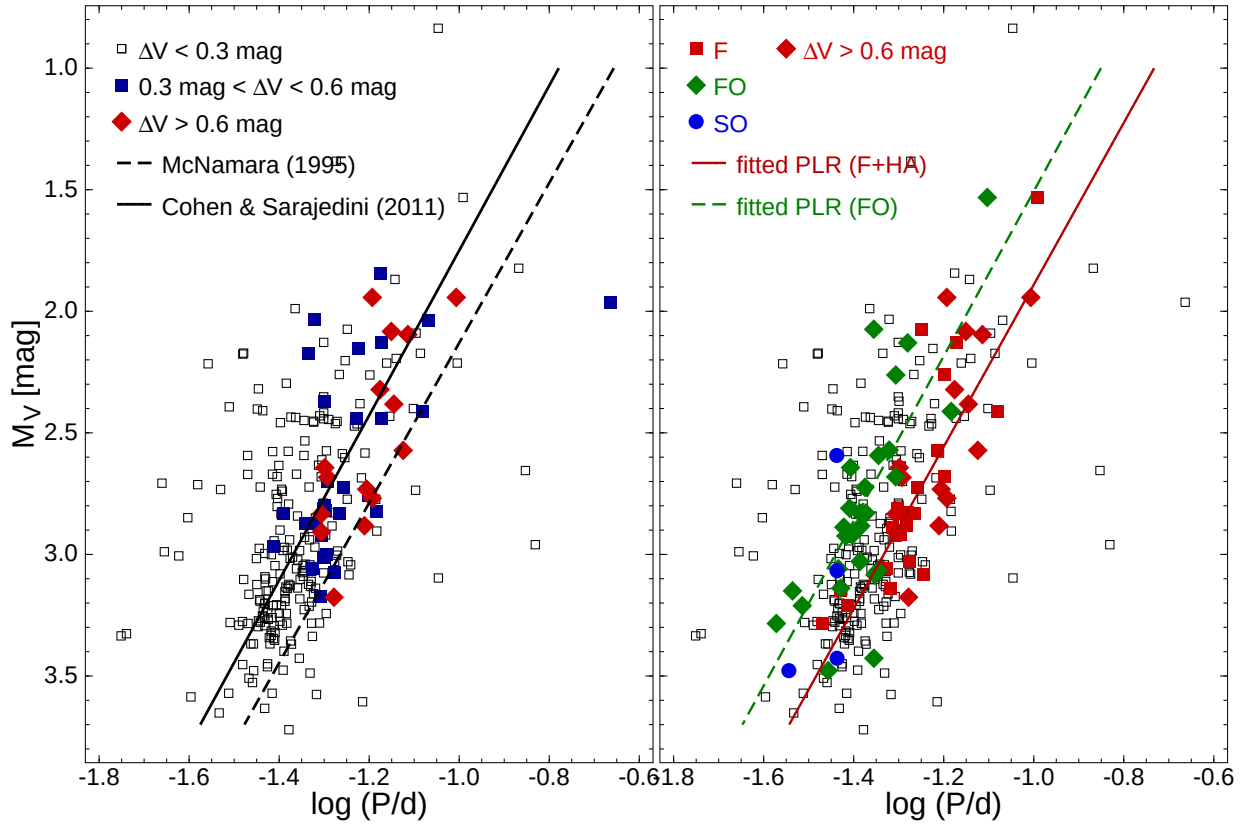
Należy zauważyć, że Cohen i Sarajedini (2012) dokonali identyfikacji gwiazd typu SX Phoenicis pulsujących w modzie podstawowym jako takich, które mają zakresy zmian blasku $\Delta V > 0.2$ mag oraz których jasności absolutne M_V miały wartości bliskie wyznaczonym z zależności okres – jasność absolutna zdefiniowanej na podstawie jedynie dwumodalnych gwiazd pulsujących w modach radialnych. W świetle argumentów podanych wcześniej (płynących z analizy lewej części Rys. 7), naszym zdaniem podejście takie jest niewłaściwe. W szczególności próg 0.2 mag na zakres blasku wydaje się być znacznie zaniżony.

Wyznaczona została również zależność okres – jasność absolutna dla pierwszego owertonu (FO). W tym przypadku wykorzystane zostały gwiazdy dwumodalne z wzbudzonym modem FO, czyli gwiazdy F + FO oraz FO + SO. Próbką takich gwiazd liczyła 24, a wyprowadzone równanie ma postać:

$$M_V = (-3.39 \pm 0.42) \times [\log(P_{FO}/d) + 1.24] + (2.32 \pm 0.07) \quad \sigma = 0.20 \text{ mag}.$$

W dopasowaniu pominięte zostały dwie najślabsze gwiazdy (z pulsacjami FO + SO z gromady ω Cen), które wydają się mieć za duże jasności absolutne, niż wynikałoby to z ich okresów. Jak należało się spodziewać, nachylenia obu wyznaczonych zależności, tj. dla modu podstawowego i pierwszego owertonu, są prawie takie same. Ponadto, wartości te są w bardzo dobrej zgodności z wyznaczonymi przez Cohena i Sarajedini (2012).

Aby uwzględnić jak największą liczbę punktów w pojedynczym dopasowaniu wykorzystane zostały również wszystkie dostępne okresy modów radialnych analizowanych gwiazd typu SX Phoenicis, czyli okresy modu podstawowego (F) gwiazd o dużych amplitudach ($\Delta V > 0.6$ mag) i gwiazd F + FO, oraz sfundamentalizowane okresy pierwszego i drugiego owertonów, obserwowanych w pulsatorach typów F + FO i FO + SO. Przy fundamentalizacji przyjęte zostały



Rys. 7. Zależność okres – jasność absolutna dla gwiazd typu SX Phoenixis z gromad kulistych. Lewy rysunek pokazuje gwiazdy podzielone ze względu na zakres zmian blasku ΔV . Linie ciągła i przerywana pokazują zależności okres – jasność absolutna wyznaczone przez, odpowiednio, Cohena i Sarajedini (2012) oraz McNamarę (1995). Na rysunku prawym wyróżnione zostały gwiazdy pulsujące jednocześnie w co najmniej w dwóch modach radialnych: podstawowym (F), pierwszym (FO) i drugim (SO) owertonach oraz gwiazdy jednookresowe o dużych amplitudach. Linia ciągła pokazuje dopasowanie liniowe dla gwiazd dwumodalnych F+FO oraz jednomodalnych o dużych amplitudach, linia przerywana odpowiada wszystkim gwiazdom dwumodalnym. (Rysunek z pracy **H6**.)

następujące średnie stosunki okresów: $\langle P_{FO}/P_F \rangle \approx 0.783$ i $\langle P_{SO}/P_{FO} \rangle \approx 0.820$. Do zebranych w ten sposób 62 punktów została dopasowana następująca zależność liniowa:

$$M_V = (-3.35 \pm 0.27) \times [\log(P_F/d) + 1.24] + (2.68 \pm 0.03) \quad \sigma = 0.21 \text{ mag},$$

która w zasadzie niewiele różni się od wyznaczonej wcześniej relacji dla modu podstawowego. Zależność ta stanowi najważniejsze osiągnięcie pracy **H6**.

Przewidywania teoretyczne modeli pulsacyjnych gwiazd typu SX Phoenixis pokazują, że uwzględnienie czynników zależnych od barwy i/lub metaliczności znacznie redukuje dyspersję zależności okres – jasność absolutna – barwa – metaliczność (Petersen i Freyhammer 2002). W pracy **H6** podjęliśmy próbę uwzględnienia w dopasowaniu członu zależnego od metaliczności, jednakże okazało się, że daje on zaniedbywalny efekt. Do podobnego wniosku doszli także Cohen i Sarajedini (2012).

Właściwości zmiennych czerwonych olbrzymów z gromad kulistych

Najjaśniejsze gwiazdy gromad kulistych to czerwone olbrzymy, którym na wykresie barwa – jasność gromady odpowiada gałąź asymptotyczna (AGB) oraz gwiazdy leżące poniżej szczytu gałęzi czerwonych olbrzymów, które są mieszaniną gwiazd AGB oraz gwiazd gałęzi czerwonych olbrzymów (RGB). Gwiazdy te cechują się rozległą warstwą atmosferyczną, a ich zmienność fotometryczna najprawdopodobniej jest skutkiem pulsacji i konwekcji (Catelan i Smith 2015). Ponadto w czerwonych olbrzymach obserwujemy utratę masy poprzez wiatr gwiazdowy, która ma istotny wpływ na ewolucję tych gwiazd oraz kształt zależności okres – jasność absolutna (Frogel i Elias 1988, Lebzelter i Wood 2005). Wspólne działanie pulsacji, konwekcji i utraty

masy powoduje złożony charakter zmienności tych gwiazd, przeważnie półregularny, z okresami od około doby do kilku lat.

Jednym z wyników przeglądów nieba celem poszukiwania zjawisk mikrosoczewkowania grawitacyjnego (np. OGLE, MACHO, EROS) było uzyskanie olbrzymiej ilości danych obserwacyjnych gwiazd zmiennych w kilku polach, w szczególności w Obłokach Magellana i w zgrubieniu galaktycznym (np. Cook i in. 1995, Kiss i Bedding 2004a, Soszyński i in. 2009, Kim i in. 2014). Analiza tych obserwacji znacznie poprawiła nasze rozumienie natury czerwonych zmiennych, ale pokazała także złożony i różnorodny charakter tych gwiazd. Okazało się, że na wykresie okres – jasność absolutna dla zmiennych czerwonych olbrzymów można wyróżnić co najmniej siedem ciągów (zależności w przybliżeniu liniowych w płaszczyźnie jasność absolutna M_V i $\log(P/d)$), które odpowiadają różnym populacjom gwiazdowym oraz modom oscylacji (Wood i in. 1999, Kiss i Lah 2006, Takayama, Saio i Ita 2013, Soszyński, Wood i Udalski 2013). Ponadto znaleziono wiele gwiazd pulsujących jednocześnie w kilku modach oraz przypadki zmian okresów wywołanych tzw. pulsami termicznymi, którym mogą podlegać gwiazdy ewoluujące wzdłuż AGB. Schultheis, Glass i Cioni (2004) oraz Soszyński i in. (2007) odkryli zależność właściwości pulsacyjnych czerwonych olbrzymów od metaliczności. Jednakże wpływ metaliczności na pulsacje tych gwiazd nie jest obecnie do końca rozpoznany, szczególnie dla gwiazd o małej obfitości metali. Obserwacje czerwonych zmiennych w gromadach kulistych, których metaliczność jest dość dobrze znana, mogą stanowić sposób zgłębiania tego zagadnienia.

Obecnie obserwujemy znaczny postęp w uzyskiwaniu danych obserwacyjnych niezbędnych do zrozumienia natury zmiennych czerwonych olbrzymów należących do gromad kulistych. Wynikiem niedawnych obserwacji CCD gromad 47 Tuc (Lebzelter i Wood 2005), NGC362 i NGC2808 (Lebzelter i Wood 2011), ω Cen (Lebzelter i Wood 2016) oraz NGC6496 (Abbas i in. 2015) było odkrycie wielu nowych czerwonych zmiennych o małej amplitudzie zmian jasności, również w gęstych gwiazdowo jądrach gromad (dzięki zastosowaniu metody odejmowania obrazów), niedostępnych fotometrycznie z wcześniejszych obserwacji fotograficznych. Istotna część tych gwiazd cechuje się krzywymi blasku z tzw. długimi wtórnymi okresami (LSP, ang. long secondary periods) nieznanego pochodzenia (Percy i in. 2004, Wood, Olivier i Kawaler 2004, Nichols i in. 2009), które nakładają się na główne, znacznie szybsze zmiany pulsacyjne.

Analizie czerwonych olbrzymów z gromady kulistej M13 poświęcona jest praca **H7**, w której dzięki obserwacjom CCD bardzo dobrej jakości wyznaczone zostały podstawowe parametry opisujące krzywe blasku badanych gwiazd (średnie jasności i barwy oraz zakresy zmian w systemie $UBVI_C$) oraz przybliżone okresy zmian (choć z racji półregularnego charakteru tych zmian należałoby raczej pisać o charakterystycznej długości cyklu). Główną część danych stanowiły obserwacje CCD uzyskane w obserwatorium w Białkowie opublikowane przez Kopackiego, Kołaczковского i Pigulskiego (2003) oraz nowe obserwacje wykonane przez autora w 2014 r., a także obserwacje CCD z Michigan State University, Macalester College i Bowling Green State University uzyskane przez współautorów pracy **H7**. Jako uzupełnienie zostały użyte wcześniejsze obserwacje fotograficzne, jednakże materiał ten był bardzo niejednorodny i niezbyt bogaty jeśli chodzi o liczbę obserwacji. Ostatecznie dla 17 zmiennych czerwonych olbrzymów z M13 zebrane zostały dane obejmujące lata 1962 – 2014.

Analiza krzywych blasku badanych gwiazd nie była łatwa. Głównym powodem tego był przeważnie półregularny charakter tych zmian. Przy wyznaczaniu amplitudy zmian blasku wykorzystane zostały dwie metody, jedna oparta na pomiarze odchylenia standardowego od średniej wartości oraz druga dająca oszacowanie zakresu zmian blasku. Uzyskane wyniki pokazują, że amplituda zmian blasku badanych gwiazd zależy od ich jasności. Począwszy od poziomu ok. 1 mag poniżej szczytu RGB na wykresie barwa – jasność gromady amplituda szybko rośnie wraz ze wzrostem mocy promieniowania (czyli spadkiem jasności obserwowanej mierzonej w skali wielkości gwiazdowych) osiągając u szczytu RGB wartości rzędu 0.4 mag. Ponadto, podobnie jak w przypadku klasycznych gwiazd pulsujących takich, jak typu RR Lyrae, czy cefeidy,

mierzone dla czerwonych olbrzymów amplitudy są największe w pasmach krótkofalowych.

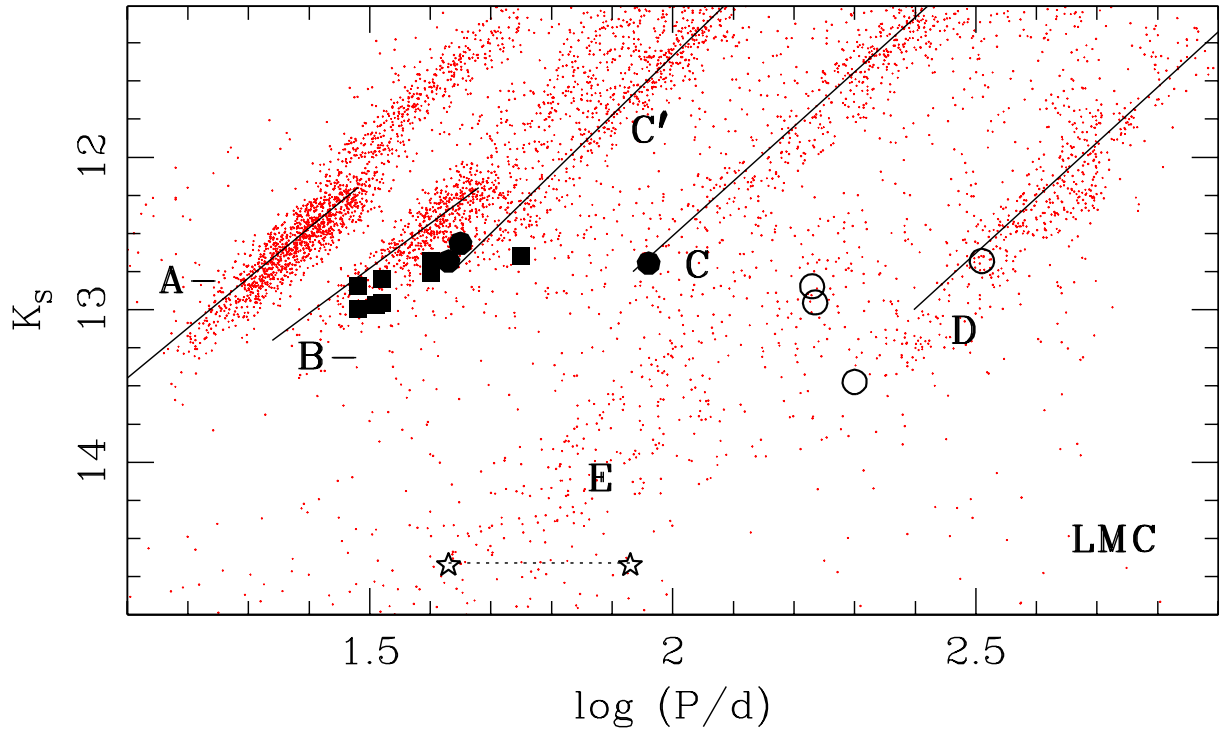
Jasność absolutna czerwonego olbrzyma przekłada się bezpośrednio na jego stan ewolucyjny. Im mniejsza jej wartość (czyli większa moc promieniowania), tym mniejsza temperatura efektywna, większy promień, mniejsza średnia gęstość oraz trochę inna struktura wewnętrzna określona przez głębokość i siłę konwektywnego transportu energii w atmosferze gwiazdy. Właściwości te są oczywiście powiązane z charakterystyką pulsacyjną gwiazdy, w szczególności średnia gęstość określa wzbudzone mody oscylacyjne. Uzyskane wyniki powinny pomóc w ulepszeniu modeli pulsacyjnych czerwonych olbrzymów, w szczególności uwzględniających zjawisko konwekcji (Olivier i Wood 2006).

Jeśli chodzi o okresy zmienności czerwonych zmiennych z gromady M13, to były one wyznaczane wielokrotnie przez różnych obserwatorów, ale zwykle ich wyznaczenia nie są ze sobą zgodne, niekiedy nawet bardzo znacznie. Różnice te spowodowane są dwoma podstawowymi czynnikami, które komplikują jakiegokolwiek poszukiwania zmienności tych gwiazd. Po pierwsze, zmiany jasności czerwonych olbrzymów przeważnie są tylko półreguluarne i towarzyszą im znaczne zmiany kształtu krzywej blasku oraz zmiany długości cyklu, które łącznie mogą być spowodowane wielookresowością. Po drugie, obserwacje, zarówno archiwalne, jak i uzyskane przez nas, zwykle obejmują w ciągu jednego roku jedynie sezon widoczności gromady trwający w przypadku M13 nie dłużej niż ok. 130 d. Takie pokrycie w czasie oznacza, że jeden sezon obserwacyjny próbuje tylko od jednego do kilku cykli zmienności danej gwiazdy, a znaczne przerwy między sezonami w połączeniu ze zmianami kształtu krzywej blasku powodują, że nawiązywanie obserwacji z jednego sezonu do obserwacji z innego staje się trudne. Dlatego w omawianej pracy **H7** zamiast okresu używamy średniej długości cyklu, zdefiniowanej jako charakterystyczny przedział czasu od jednego maksimum blasku do następnego, pamiętając jednak o tym, że długość dowolnego cyklu może istotnie różnić się od wartości średniej.

Dla każdej gwiazdy najpierw przeglądane były całe krzywe blasku celem odszukania charakterystycznej długości cyklu i ewentualnych jej zmian. Następnie za pomocą metody fourierowskiej analizowane były zestawy danych cechujące się dobrym pokryciem w czasie. W otrzymanych periodogramach poszukiwane były okresowości o istotnej mocy widmowej. W taki sposób udało się wyznaczyć dla każdego zmiennego czerwonego olbrzyma średnią długość cyklu. Dla kilku gwiazd odkryliśmy ślady LSP wcześniej opisanych przez Percy'ego i in. (2004) oraz Wooda, Oliviera i Kawalera (2004).

Wyznaczone przybliżone okresy zmienności zostały wykorzystane w klasyfikacji badanych gwiazd. Zgodnie z definicjami z General Catalogue of Variable Stars każdej gwiazdzie przypisaliśmy typ SRb, SR lub L. Typ SRb zawiera gwiazdy wykazujące w miarę stabilną i stacjonarną okresowość, na którą niekiedy nakłada się zmienność z krótszym okresem. Gwiazdy typu SR to takie, które cechują się słabo określoną okresowością i niepewnymi śladami dodatkowych okresów. Natomiast typ L to olbrzymy ze zmianami w zasadzie nieregularnymi. Obserwowane olbrzymy typu SRb często pokazują naprzemiennie wyższe i niższe maksima i/lub minima jasności i w związku z tym ich rzeczywiste okresy mogą być dwukrotnie dłuższe od przyjętych w pracy **H7**. Oczywiście klasyfikacja ta nie jest ostateczna, ponieważ nowe obserwacje mogą pokazać, że gwiazdy typów SR lub L są w istocie typu SRb. Tylko jeden czerwony olbrzym, gwiazda V41, cechuje się ścisłą okresowością z okresem 42.5 d lub dwukrotnie dłuższym i najprawdopodobniej jest to układ elipsoidalny (co dodatkowo potwierdza również pozycja gwiazdy na wykresie okres – jasność absolutna, Rys. 8 i 9).

Wykres zależności jasności absolutnej zmiennych olbrzymów z M13 od średniego okresu pokazuje wyraźną skłonność jaśniejszych, a więc również bardziej zaawansowanych ewolucyjnie gwiazd do bardziej regularnych pulsacji. Wykres ten pokazuje również wyraźną korelację pomiędzy charakterystyczną długością cyklu a jasnością. Jest to znany fakt obserwacyjny i w dalszej części referatu przedstawimy jak czerwone olbrzymy z gromady M13, a także z innych



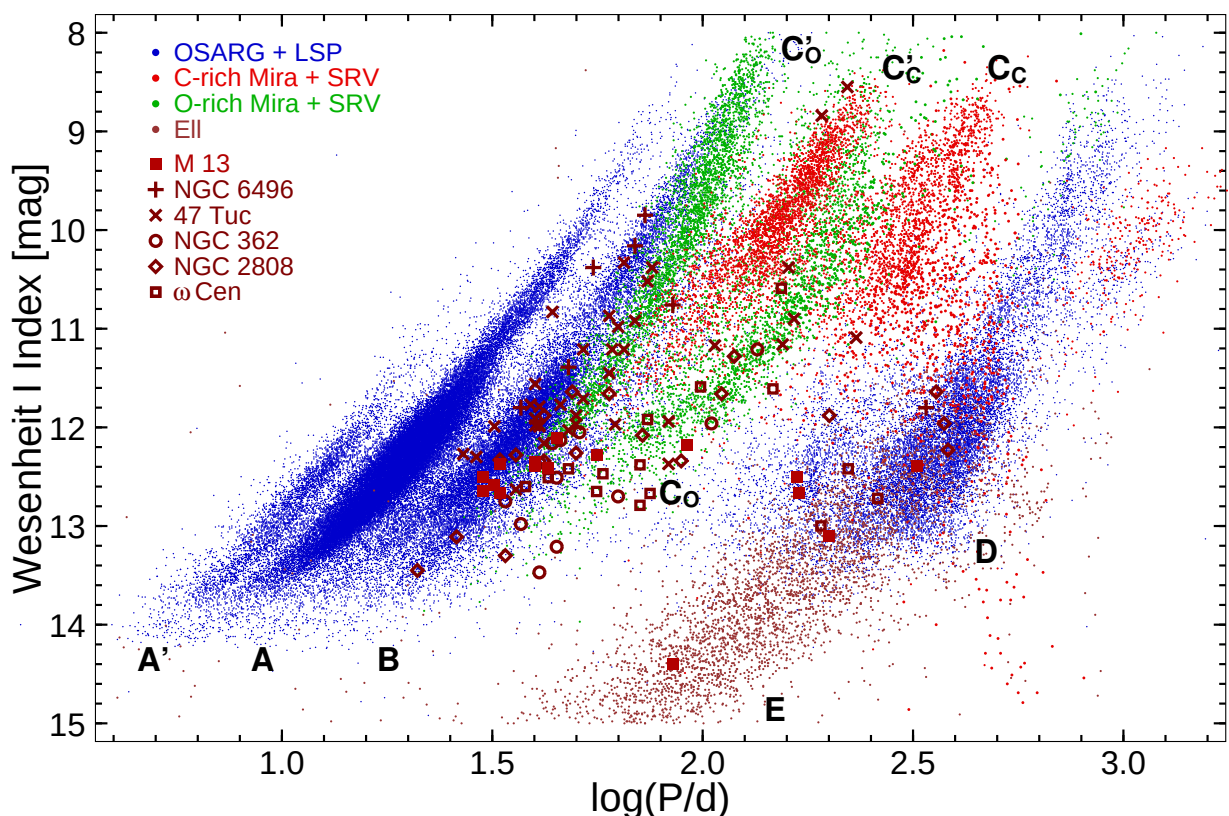
Rys. 8. Zależność okres – jasność absolutna dla zmiennych czerwonych olbrzymów z Wielkiego Obłoku Magellana (LMC). Czerwone kropki oznaczają jasności w podczerwieni, K_S , zmiennych z LMC, wzięte z pracy Ity i in. (2004b), a ciągłe linie (wraz z opisem literowym) wskazują przebieg wyróżniających się ciągów. Duże symbole odnoszą się do czerwonych zmiennych z M13, których jasności zostały odpowiednio poprawione na moduł odległości LMC. Gwiazdy sklasyfikowane jako SRb oznaczone są wypełnionymi kółkami, a typu L – wypełnionymi kwadratami. Dla gwiazd wykazujących dodatkowo długie wtórne okresy, okresy te narysowane są za pomocą okręgów. W przypadku zmiennej V41 zaznaczone są dwie możliwe okresowości (połączone symbole gwiazdki). (Rysunek z pracy **H7**.)

gromad kulistych, porównują się na płaszczyźnie okres – jasność absolutna z czerwonymi olbrzymami obserwowanymi w innych układach gwiazdowych, co stanowi główną naukową treść pracy **H7**.

Wielu autorów opublikowało zależność okres – jasność absolutna dla czerwonych zmiennych należących do Wielkiego Obłoku Magellana (LMC) wykorzystując dane z różnych przeglądów nieba pod kątem poszukiwania mikrosoczewkowania grawitacyjnego. Rys. 8, pochodzący z pracy **H7**, pokazuje wyniki dla LMC, zaczerpnięte z publikacji Kissa i Laha (2006), która w dużej mierze bazuje na pracach Wooda (2000), Ity i in. (2004a) oraz Kissa i Beddinga (2003, 2004a, 2004b). Wskaźnikiem mocy promieniowania jest tutaj jasność w podczerwonym paśmie K_S . Na wykresie wyraźnie można dostrzec kilka liniowych zależności bądź ciągów, które opisane są oznaczeniami Ity i in. (2004b). Ciąg C tworzą gwiazdy pulsujące w modzie podstawowym, natomiast ciągi C', B- i A- najprawdopodobniej odpowiadają pulsacjom, odpowiednio, w pierwszym, drugim i trzecim owertonie. Ciągi A i B mają przerwy przy $K_S = 12.05$ mag – ta charakterystyczna jasność odpowiada szczytowi gałęzi czerwonych olbrzymów. Każdy z ciągów podzielony jest zatem na dwie części, słabsze (w sensie mocy promieniowania) oznaczone są minusem, czyli A- i B-, a jaśniejsze plusem, czyli A+ i B+ (tych oznaczeń na Rys. 8 nie ma).

Jasności K_S (niestety są to pojedyncze obserwacje, ale na tę samą epokę) czerwonych olbrzymów z M13 dostępne są w bazie danych przeglądu 2MASS (Skrutskie i in. 2006). Wraz z wyznaczonymi przez nas średnimi okresami posłużyły one do naniesienia badanych gwiazd na Rys. 8. Przyjęliśmy moduł odległości $(V - M_V)_0 = 14.27$ mag dla M13 (Buckley i Longmore 1992, Harris 2010) oraz 18.49 mag dla LMC (Crandall i Ratra 2015, de Grijs, Wicker i Bono 2014).

Większość czerwonych olbrzymów z M13 układa się w pobliżu ciągów gwiazd pulsujących w



Rys. 9. Zależność okres – jasność absolutna dla czerwonych olbrzymów z LMC z jasnością wyrażoną za pomocą wskaźnika Wesenheit w paśmie I_C i danymi wziętymi z połączonych baz fotometrycznych OGLE-II i OGLE-III. Gwiazdy typu OSARG oraz zmienne z długimi wtórnymi okresami (LSP) są wskazane za pomocą niebieskich kropek. Gwiazdy typu Miry i półreguluarne (SRV) oznaczone są punktami zielonymi (w przypadku gwiazd bogatych w tlen) oraz czerwonymi (w przypadku gwiazd bogatych w węgiel), a układy elipsoidalne zaznaczone są za pomocą brązowych kropek. Najbardziej wyraziste ciągi gwiazd są opisane oznaczeniami pochodzącymi od Wooda i in. (1999) oraz Soszyńskiego i in. (2007). Ponadto za pomocą różnych symboli pokazane są zmienne czerwone olbrzymy z sześciu galaktycznych gromad kulistych z M13 włącznie. (Rysunek z pracy **H7**.)

owertonach pierwszym i drugim (ciągi C' i $B-$). Wyjątkami są V11, której względnie długi okres 92 d wskazuje na pulsacje w modzie podstawowym, oraz znacznie słabsza regularnie zmienna V41. V41 oznaczona jest dwoma możliwymi okresami zmienności, ale jak widać oba wypadają w obszarze E, zawierającym elipsoidalne układy podwójne. Cztery gwiazdy z M13, dla których znalezione zostały okresy wtórne (LSP) zaznaczone są na Rys. 8 podwójnie, używając zarówno okresu głównego, jaki i LSP (symbole okręgów). Dwie z tych gwiazd (z najpewniejszymi wyznaczeniami LSP) układają się wzdłuż ciągu D, pozostałe dwie wypadają w obszarze pomiędzy ciągami C i D, gdzie ciąg D pokrywa się z ciągiem E.

Bardziej dokładny wykres zależności okres – jasność absolutna dla LMC pokazany jest na Rys. 9. Przy jego konstrukcji wykorzystane zostały parametry fotometryczne zmiennych długookresowych (LPVs) zawarte w katalogu OGLE-III przygotowanym przez Soszyńskiego i in. (2007). Dane te uzupełnione zostały okresami i jasnościami elipsoidalnych układów podwójnych zebranych przez Pawlaka i in. (2014). Jako zamiennik jasności absolutnej użyty tu został wskaźnik Wesenheit w paśmie I_C , W_I , który w zasadzie wolny jest od wpływu ekstynkcji międzygwiazdowej. Na rysunku każdej gwiazdce odpowiada jeden punkt, który w przypadku gwiazd wielookresowych odnosi się do okresu głównego (czyli o największej amplitudzie).

Ciągi gwiazdowe analogiczne do występujących na Rys. 8 widoczne są również na Rys. 9, gdzie zastosowane jest nazewnictwo pochodzące od Wooda i in. (1999) oraz Soszyńskiego i in. (2007). W płaszczyźnie $\log(P/d) - W_I$ każdy z ciągów C oraz C' rozpada się na dwa podciągi, jeden składający się z gwiazd bogatych w tlen (zielone punkty na Rys. 9) i drugi złożony z gwiazd bogatych w węgiel (punkty czerwone). Postępując za Soszyńskim i in. (2007) oznaczamy te

dwa podciągi za pomocą indeksów dolnych, odpowiednio, 'O' i 'C'. Gwiazdy zmienne typu Miry występują wzdłuż ciągów C_O i C_C , podczas gdy jasne zmienne półreguluarne (SRV) tworzą ciągi C'_O i C'_C . Nowa grupa gwiazd, tzw. czerwone olbrzymy z OGLE o małych amplitudach (OSARG, od ang. OGLE small amplitude red giants), zdefiniowana przez Soszyńskiego i in. (2004), tworzy na Rys. 9 ciągi oznaczone A' i A . Kolejny wyróżniający się ciąg ma przypisaną literę B i składa się częściowo z gwiazd typu OSARG oraz SRV. Na ciąg D przypadają długie wtórne okresy (LSP) zmiennych olbrzymów, przeważnie typu OSARG, a ciąg E, jak już wcześniej wspomnieliśmy, to układy podwójne z elipsoidalnymi zmianami blasku. W górnej części wykresu występują gwiazdy gałęzi asymptotycznej (AGB), natomiast w dolnej znajdujemy mieszaninę gwiazd AGB oraz olbrzymów z gałęzi RGB.

Na wykres zależności okres – jasność absolutna dla czerwonych olbrzymów z LMC naniesione zostały dane dla czerwonych zmiennych z sześciu galaktycznych gromad kulistych, oczywiście po uprzednim poprawieniu ich jasności do odległości do LMC. Gromadami tymi, wybranymi ze względu na ich dogłębne przeszukanie pod kątem zmienności, są – badana w pracy **H7** – M13, a także 47 Tuc (Lebzelter i Wood 2005), NGC6496 (Abbas i in. 2015), NGC362 i NGC 2808 (Lebzelter i Wood 2011) oraz ω Cen (Lebzelter i Wood 2016). Średnie metaliczności $[Fe/H]$ wybranych gromad zawierają się w raczej szerokim zakresie wartości, od -0.46 dla NGC6496 do -1.53 dla M13 (Harris 2010). Rozmieszczenie zmiennych czerwonych olbrzymów z gromad kulistych wydaje się tworzyć trzy ciągi, które układają się wzdłuż czterech ciągów gwiazd z LMC. Większość gwiazd leży wzdłuż słabszej części ciągu B, w obszarze będącym mieszaniną olbrzymów typu OSARG i SRV, aż do poziomu, gdzie jaśniejsza część ciągu B zlewa się z ciągiem C'_O , utworzonym z gwiazd typu SRV bogatych w tlen. Zmienne o dłuższych okresach podążają wzdłuż ciągu gwiazd typu Miry również bogatych w tlen, czyli ciągu C_O . Następnie mamy dość liczną populację gwiazd wielookresowych z wtórnym okresem LSP, które przypadają na szeroki pas ciągu D.

Tak, jak należało oczekiwać, generalnie czerwone olbrzymy z gromad kulistych układają się wzdłuż ciągów gwiazd bogatych w tlen. Wyjątkami są trzy gwiazdy z 47 Tuc, które odnajdujemy na Rys. 9 wśród olbrzymów bogatych w węgiel. Wprawdzie znane są w gromadach kulistych gwiazdy wzbogacone w węgiel (np. Harding 1962, Osborn 1971, Wing i Stock 1973, Feast, Menzies i Whitelock 2013), ale niekoniecznie musi tak być w przypadku omawianych tutaj gwiazd. Dwa najjaśniejsze zmienne olbrzymy z gromady 47 Tuc (V1 i V3) w istocie znajdują się przy brzegu ciągu C'_C , w obszarze, gdzie występują również miry bogate w tlen. Natomiast okres zmienności słabszej gwiazdy (V20), leżącej w środkowej części ciągu C_C , jest bardzo niepewny (Lebzelter i Wood 2005).

Podsumowując nasze rozważania uzyskujemy w pracy **H7** bardzo spójny obraz właściwości pulsacyjnych zmiennych czerwonych olbrzymów z gromad kulistych Galaktyki, zgodny z tym co obserwujemy w innych układach gwiazdowych na przykładzie Wielkiego Obłoku Magellana.

Podsumowanie

Opracowaliśmy dwa istotne ulepszenia redukcji obrazów CCD za pomocą metody odejmowania obrazów (Alard i Lupton 1998, Alard 2000). Pierwsze z nich, omówione w pracach **H2** i **H3**, polega na poszukiwaniu zmienności w każdym pikselu obrazu z wykorzystaniem analizy fourierowskiej – to tzw. metoda pikselowa. Wykres diagnostyczny (amplituda największego maksimum w widmie mocy w funkcji odpowiadającej mu częstotliwości zmian) dla wszystkich pikseli jest bardzo wygodnym narzędziem, pozwalającym na znajdowanie słabych gwiazd zmiennych o małej amplitudzie. W związku z tym, w przypadku jasnych gromad kulistych obserwowanych za pomocą teleskopu o średnicy lustra rzędu 1 m, metoda pikselowa jest optymalizowana dla gwiazd o jasnościach niewiele ponad punktem odejścia na wykresie barwa – jasności gromady, a więc np. gwiazd typu SX Phoenicis.

Drugie ulepszenie, przedstawione w pracy **H6**, polega na opracowaniu procedury transfor-

mowania (wraz z interpolacją oświetlenia) obrazów CCD tego samego pola, ale o różnych orientacjach względem siebie i rozdzielczościach przestrzennych np. dwóch zestawów obserwacji pochodzących z różnych teleskopów i kamer CCD. Na przykładzie obserwacji gromady M79 z SAAO i SSO pokazujemy, że także w takim podejściu metoda ISM poprawnie wyznacza fotometrię różnicową, gdy obrazy z SAAO 'splatane' są z obrazem referencyjnym z SSO. Znaczenie tego rozwiązania jest ogromne w przypadku obserwacji gwiazd z nieregularnymi bądź modulowanymi (np. wielookresowością) krzywymi blasku, ponieważ umożliwia ono uzyskiwanie jasności gwiazd zmiennych, obserwowanych w różnych obserwatoriach, od razu w jednolitej skali strumienia bez degradacji dokładności. W najbliższym czasie mamy zamiar wykorzystać to podejście do analizy gwiazd typu RR Lyrae z efektem Błażki w gromadzie M3.

W badanych gromadach kulistych odkryliśmy 16 gwiazd typu SX Phoenicis i 20 gwiazd typu RR Lyrae (**H1**, **H2**, **H3**, **H5**, **H6**, Kopacki 2001). Przypuszczamy, że nasze przeglądy zmienności w przypadku gwiazd typu RR Lyrae są pełne, dzięki czemu znane są już w tych gromadach wszystkie gwiazdy tego typu. Umożliwiło to ostateczną klasyfikację gromad według typu Oosterhoffa – wszystkie są typu OoII. Znaleźliśmy trzy radialnie dwumodalne gwiazdy typu SX Phoenicis, które następnie zostały wykorzystane w analizie zależności okres – jasność absolutna dla zmiennych tego typu (**H6**).

W pracy **H4** potwierdzamy, że gwiazda V7 z gromady M92 jest cefeidą anomalną, pulsującą w modzie fundamentalnym. Archiwalne obserwacje sięgające 1900 r. w połączeniu z naszymi najnowszymi danymi CCD umożliwiły analizę wiekowych zmian okresu tej zmiennej. Okazało się, że okres pulsacji jest stały. Wykorzystując teoretyczne zależności na okresy pulsacyjne cefeid anomalnych oraz ścieżki ewolucyjne ubogich w metale gwiazd gałęzi horyzontalnej o masach od 1.0 do 1.6 $M_{\odot}$ policzone zostały także oczekiwane templa zmian okresu. Tylko modele gwiazd, w których centralny hel jest już na wyczerpaniu wykazują się mierzalnymi dodatnimi zmianami okresu. Zatem głównym wnioskiem z pracy **H4** jest stwierdzenie, że cefeida anomalna V7 z M92 (a także V19 z NGC5466) znajduje się na etapie stabilnego spalania helu w jądrze. Ze względu na rzadkość występowania cefeid anomalnych w gromadach kulistych (tylko dwie znane), jest to istotny przyczynek do badań tych obiektów w niskometalicznym środowisku.

Nasze badania zależności okres – jasność absolutna dla gwiazd typu SX Phoenicis opisane są w pracy **H6**. Wykorzystane zostały tutaj jedynie takie gwiazdy, co do których mamy pewność, że wzbudzone w nich są mody radialne. Były to zmienne dwumodalne – rozpoznane dzięki charakterystycznym stosunkom okresów – oraz gwiazdy o dużych amplitudach. Wyznaczona przez nas liniowa zależność okres – jasność absolutna ma nachylenie -3.35 ± 0.27 i punkt zerowy (przy $\log(P/d) = -1.24$) równy 2.68 ± 0.03 .

Dla zmiennych czerwonych olbrzymów z gromady kulistej M13 wyznaczone zostały w pracy **H7** ich podstawowe parametry fotometryczne wraz ze średnimi okresami. Obserwowane zmiany są w najlepszym przypadku półokresowe i charakteryzują się zmianami amplitudy, kształtu krzywej blasku i długości cyklu pulsacyjnego. Niekiedy bywają wielookresowe. Rozkład olbrzymów na wykresie zależności okres – jasność absolutna dla czerwonych olbrzymów z Wielkiego Obłoku Magellana sugeruje, że w większości leżą one wzdłuż ciągów B– i C', co wskazuje na wzbudzenie oscylacji owertonowych w badanych gwiazdach. W oparciu o wyniki przeglądów zmienności czerwonych olbrzymów z innych galaktycznych gromad kulistych, pokazane zostało w pracy **H7**, że ogólnie, pomimo różnic w zawartości metali, czerwone zmienne z gromad kulistych grupują się na wykresie okres – jasność absolutna w podobne ciągi, jak te, które widzimy dla Obłoku Magellana.

5. Omówienie pozostałych osiągnięć naukowo-badawczych.

Moja najwcześniejsza działalność naukowa związana jest z rozpoczęciem regularnych obserwacji w Białkowie. Dotyczyła ona analizy krzywych blasku kontaktowych układów zaćmienio-

wych typu W Ursae Majoris wraz z ich modelowaniem za pomocą programu Wilsona–Devinney'a (Kopacki i Pigulski 1995, 1998).

Na początku lat dziewięćdziesiątych ubiegłego wieku rozpoczęty został w naszym instytucie projekt badawczy dotyczący gwiazd pulsujących typu β Cephei występujących w młodych gromadach otwartych nieba północnego. Kierownikiem tego projektu był prof. Mikołaj Jerzykiewicz, a ja uczestniczyłem w nim jako wykonawca. W ramach tego projektu zakupiona została nasza pierwsza kamera CCD. Moim zadaniem było wykonywanie obserwacji oraz ich analiza fotometryczna. Warto może wspomnieć, że własnoręcznie napisałem aplikację do obsługi kamery CCD (której modyfikacja używana jest w dalszym ciągu przy obsłudze nowej kamery CCD) oraz wraz z prof. Andrzejem Pigulskim opracowaliśmy optymalną, w pełni automatyczną procedurę redukcji fotometrycznych obrazów CCD gromad otwartych, wykorzystującą pakiet DAOPhot (Stetson 1987).

W 1994 r. obroniłem pracę magisterską poświęconą 'Gwiazdom wczesnych typów widmowych w młodych gromadach otwartych', w której zostały przedstawione wyniki analizy fotometrycznej gromady NGC7510. Ponadto w tym wczesnym okresie byłem współautorem wszystkich prac poświęconych poszukiwaniom i analizie gwiazd zmiennych w młodych gromadach otwartych (Jerzykiewicz i in. 1996, Pigulski, Jerzykiewicz i Kopacki 1997, Pigulski, Kołaczkowski i Kopacki 2000, Pigulski, Kopacki i Kołaczkowski 2001). Obserwacje wybranych gromad otwartych są kontynuowane w naszym obserwatorium i aktywnie w nich uczestniczę (Kołaczowski i in. 2004, Seasen i in. 2010, Jerzykiewicz i in. 2011, Moździerski i in. 2014). Obok przeglądu zmienności zostały one poszerzone o poszukiwanie gwiazd wczesnych typów widmowych B z emisją w liniach wodorowych. Dla przykładu w gromadach NGC663 (Pigulski, Kopacki i Kołaczkowski 2001) i NGC7419 (Pigulski i Kopacki 2000) odkryliśmy bardzo liczne populacje gwiazd Be.

Szukając tematu na rozprawę doktorską zainteresowałem się gwiazdami znacznie bardziej zaawansowanymi ewolucyjnie, mianowicie gwiazdami typu RR Lyrae oraz gromadami kulistymi. Moja praca doktorska miała tytuł 'Wiekowe zmiany okresów gwiazd typu RR Lyrae wybranych gromad kulistych'. W ramach tej pracy zebrane zostały wszystkie dostępne obserwacje archiwalne dwóch gromad kulistych, M53 i M92, oraz wykonane nowe pomiary za pomocą kamery CCD. Głównym celem pracy było wyznaczenie temp zmian okresu gwiazd typu RR Lyrae i porównanie ich z teoretycznymi przewidywaniami ewolucyjnymi. Za pomocą metody $O - C$ wykreślone zostały wiekowe zmiany momentu maksimum blasku gwiazd typu RR Lyrae z obu badanych gromad. Jak się okazało, w wielu przypadkach zmiany okresu są nieregularne, szczególnie dla gwiazd typu RRc. Średnie tempa zmian okresu gwiazd typu RRab były dla obu gromad w zasadzie równe 0 d/Myr. Wynik ten nie był zgodny z przewidywaniami teoretycznymi Lee (1991), zgodnie z którymi gromady kuliste typu Oosterhoffa II posiadające niebieskie gałęzie horyzontalne powinny wykazywać się istotnie dodatnimi średnimi tempami zmian okresu.

W czasie pisania pracy doktorskiej pojawiła się nowa metoda redukcji fotometrycznych, metoda odejmowania obrazów Alarda i Luptona (1998), opisana dokładniej w autoreferacie. Jako drudzy (po grupie warszawskiej, Olech i in. 1999a, 1999b) zastosowaliśmy tę metodę do analizy gromad kulistych, konkretnie M53 i M92, których dotyczyła moja praca doktorska. Wyniki, w postaci odkrycia wielu nowych gwiazd zmiennych, w większości typu RR Lyrae, zostały opublikowane w pracach Kopackiego (2000, 2001). Od tego czasu wykonuję przeglądy zmienności w jądrach jasnych gromad kulistych, zarówno nieba północnego, jaki i południowego. Najnowsze z tych prac (**H1**, **H2**, **H3**, **H5** i **H7**) stanowią integralną część mojej rozprawy habilitacyjnej. Chciałbym także podkreślić, że część z tych prac wykonanych zostało w ramach grantu badawczego kierowanego przez prof. Andrzeja Pigulskiego *Wykorzystanie gwiazd pulsujących do badania ewolucji gwiazd i układów gwiazdowych*.

W 2003 roku odbyłem roczny staż naukowy w Instytucie Fizyki i Astronomii Uniwersytetu w Aarhus (Dania). Moim głównym zadaniem było wykonanie redukcji fotometrycznych metodą

ISM kilku zestawów danych obserwacyjnych gromady kulistej M4 oraz analiza krzywych blasku gwiazd typu RR Lyrae w niej występujących. Wynikiem tej analizy było odkrycie struktur multipletowych w widmach mocy gwiazd typu RRab (Kopacki i Frandsen 2007). Jednakże głównym celem tego projektu były badania czerwonych olbrzymów gromady pod kątem wzbudzenia oscylacji typu słonecznego. Uzyskane wyniki (Frandsen i in. 2007) nie były rozstrzygające najprawdopodobniej z powodu małej amplitudy tego typu pulsacji, krótkiego czasu życia wzbudzanych modów, bądź też mechanizm napędzania pulsacji typu słonecznego jest nieefektywny w olbrzymach.

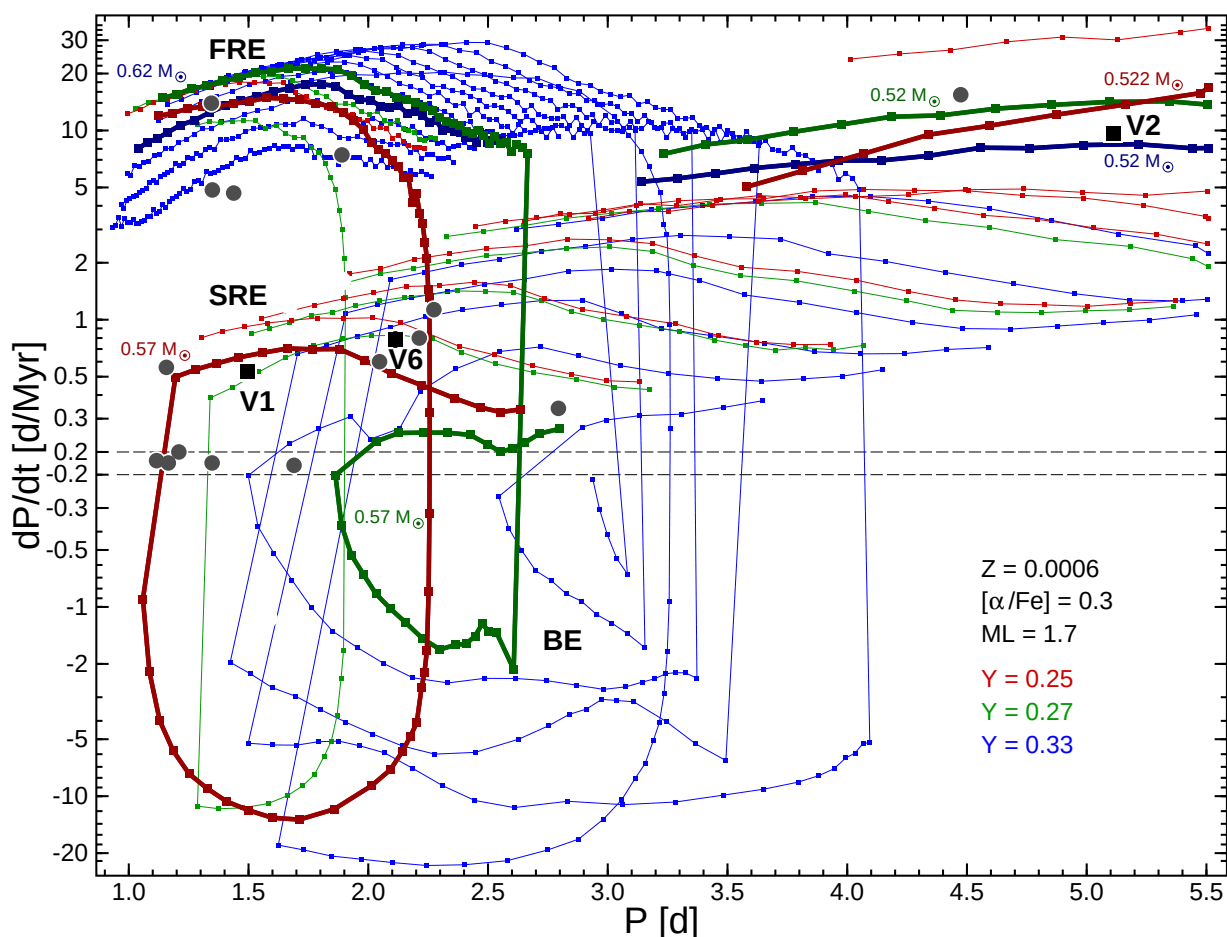
Wraz z pojawieniem się pierwszych obserwacji satelity Kepler (mającej na celu przede wszystkim poszukiwanie planet wokół gwiazd typu słonecznego) aktywnie włączyłem się do prac grupy asteroseismologicznej dedykowanej badaniom gwiazd typu RR Lyrae. W wyniku tego występuję jako współautor kilku prac (Kolenberg i in. 2010, Benko i in. 2010 oraz Kolenberg i in. 2011), jednakże mój wkład do nich jest bardzo mały i polegał przede wszystkim na analizie fourierowskiej krzywych blasku zmiennych typu RR Lyrae. Niemniej wyniki były bardzo ciekawe. Okazało się, że znacznie więcej niż wcześniej sądzono gwiazd typu RR Lyrae wykazuje efekt (okresowej) modulacji krzywej blasku znanej jako efekt Błażki. W widmach fourierowskich gwiazd z efektem Błażki wyraźnie widoczne były struktury multipletowe (nawet rzędu piątego) przy częstotliwości podstawowej i jej harmonikach. Ponadto odkryte zostały częstotliwości będące krotnościami połowy częstotliwości modu radialnego i związane z nimi zjawisko podwajania okresu. W nieznanym stopniu uczestniczyłem też w odkryciu w krzywych blasku czterech gwiazd typu RRc obserwowanych przez sondę Kepler dodatkowej zmienności o bardzo małej amplitudzie i stosunku okresu do okresu pierwszego owertonu równym $0.61 - 0.63$, którego nie sposób opisać wzbudzeniem dwóch modów radialnych (Moskalik i in. 2015).

Obecnie kontynuuję badania populacji gwiazd pulsujących różnych typów w gromadach kulistych. Jestem na etapie przygotowywania kolejnych prac poświęconych przeglądowi zmienności w gromadach nieba południowego w oparciu o obserwacje zebrane przeze mnie w SAAO. Ponadto wraz z Waynem Osbornem i Horacem Smithem pracuję na analizą wiekowych zmian okresów gwiazd typu RR Lyrae w gromadach M13 i M92. Warto zauważyć, że istnieje sporo archiwalnych obserwacji CCD, które można byłoby przeanalizować za pomocą omówionych w autoreferacie rozszerzonych metod opartych na odejmowaniu obrazów. Możliwość uzyskania krzywych blasku w jednolitej skali strumienia, odejmujących kilka – kilkanaście sezonów obserwacyjnych jest bardzo istotna w przypadku badań nad gwiazdami typu RR Lyrae z efektem Błażki. Niezwykle interesujące jest zagadnienie częstości występowania zjawiska Błażki i jego zależność np. od metaliczności. Gromady kuliste, dla których wykonane są pełne przeglądy zmienności typu RR Lyrae idealnie do badania tego zagadnienia się nadają. Również tym tematem mam zamiar zająć się w najbliższej przyszłości.

Ewolucyjne zmiany okresów cefeid typu BL Herculis

Niedawno do druku w *Acta Astronomica* przyjęta została praca, w której jestem współautorem, poświęcona analizie wiekowych zmian okresu cefeid populacji II i ich porównaniu z przewidywaniami ewolucyjnymi (Osborn, **Kopacki**, Smith, Pritzl, Kuehn, Anderson, 2019, *Variable Stars in M13. III. The Cepheid Variables and their Relation to Evolutionary Changes in Metal-poor BL Her Stars*, arXiv1904036890). Tematyka poruszana w tej pracy doskonale wpisuje się w treść niniejszej pracy habilitacyjnej, jednakże z powodów formalnych nie może być do niej zaliczona. Z racji ciekawych wyników w niej uzyskanych pozwalam sobie na jej bardziej dokładny opis.

We wspomnianej pracy wyznaczone zostały obserwacyjne templa zmian okresu trzech cefeid populacji II z gromady M13. Wszystkie są dodatnie, co jest zgodne z przewidywaniami teoretycznymi dla gwiazd HB o zawartości helu $Y = 0.25$. Porównanie na wykresie HR obserwowanych średnich parametrów fotometrycznych tych gwiazd ze ścieżkami ewolucyjnymi grupy



Rys. 10. Teoretyczne tempo zmian okresu dP/dt w funkcji okresu P policzone z modeli ewolucyjnych grupy Pisa dla gwiazd HB na późnym etapie ewolucji. Modele z obfitością helu $Y = 0.25$ pokazane są za pomocą kwadratów czerwonych, z $Y = 0.27$ – zielonych oraz z $Y = 0.33$ – niebieskich. Punkty odpowiadające tej samej ustalonej ścieżce ewolucyjnej połączone są linią odpowiedniego koloru. Obszary obejmujące wyróżnione trzy fazy ewolucji związane z niebieską pętlą opisane są jako FRE, BE i SRE. Ścieżki z masami najlepiej pasującymi do cefeid z M13 są pogrubione i opisane wartością masy. Trzy cefeidy z M13 oznaczone są za pomocą czarnych kwadratów, a inne znane w gromadach kulistych cefeidy populacji II pokazane są za pomocą szarych kółek.

Pisa (Dell'Omodarme i in. 2012) prowadzi do wniosku, że najjaśniejsza z tych gwiazd (V2) ma masę ok. $0.52 M_{\odot}$, podczas gdy pozostałe dwie słabsze zmienne (V1 i V6) charakteryzują się masą ok. $0.57 M_{\odot}$ i że znajdują się w końcowej fazie ewolucji w kierunku czerwonej części wykresu barwa – jasność, zaraz po przejściu fazy tzw. niebieskiej pętli.

Jak się okazuje, występowanie niebieskiej pętli w ścieżkach ewolucyjnych gwiazd HB ma istotny wpływ na teoretyczne tempo ewolucji, a co za tym idzie również tempo zmian okresu pulsacji gwiazdy. Dlatego na potrzeby dalszej analizy każda ścieżka ewolucyjna podzielona została na trzy rozłączne części: fazę przed niebieską pętlą, która zaczyna się od ZAHB i trwa podczas ewolucji w kierunku czerwonej części wykresu HR (FRE, ang. first redward evolution), następnie wywołaną właśnie przez niebieską pętlę fazę, podczas której ewolucja przebiega w kierunku niebieskiej części wykresu HR (BE, ang. blueward evolution) i fazę trzecią (SRE, ang. second redward evolution), kiedy ewolucja ponownie podąża w kierunku czerwonej części wykresu HR i kończącą się przejściem do AGB. Zatem w przypadku, kiedy na wykresie HR niebieska pętla w całości wchodzi do pasa niestabilności pulsacyjnej, najpierw, podczas fazy FRE, okres pulsacji wzrasta ($dP/dt > 0$), następnie, w fazie BE, maleje ($dP/dt < 0$) i na koniec znowu rośnie podczas fazy SRE ($dP/dt > 0$).

W celu dokładnego przebadania opisanych wyżej zmian policzyliśmy w podobny sposób jak w pracy H4 teoretyczne tempo zmian okresu dla ścieżek ewolucyjnych gwiazd o małej metaliczności (odpowiadającej $[Fe/H]$ gromady) i w zakresie mas od 0.52 do $0.65 M_{\odot}$. Granice pasa

niestabilności dla modu podstawowego ustalone zostały zgodnie z odpowiednimi równaniami Bono, Caputo i Santolamazzy (1997), a teoretyczna zależność na okres podstawowy modeli gwiazd typu BL Herculis, wyznaczona przez Marconi, Fiorentino i Caputo (2004), została wykorzystana do policzenia okresów pulsacji modów niestabilnych. Wyniki tych obliczeń, wraz z obserwowanymi zmianami okresów gwiazd typu BL Herculis, pokazane są na Rys. 10.

Na Rys. 10 punkty połączone linią są równoważne jednej ścieżce ewolucyjnej, ale pokazanej na płaszczyźnie okres – tempo zmian okresu. Za pomocą pogrubionych linii pokazane są ścieżki odpowiadające cefeidom z M13. Dla przykładu pogrubiona czerwona linia opisuje ścieżkę ewolucyjną modelu o masie $0.57 M_{\odot}$ i atmosferycznej zawartości helu $Y = 0.25$ (właściwą dla V1 i V6). Startując z ZAHB ścieżka ta zaczyna się w lewym górnym rogu rysunku (podczas fazy FRE), potem podąża w prawo i w dół do fazy BE (kiedy $dP/dt < 0$) i następnie wchodzi w fazę SRE, kiedy tempo zmian okresu znowu staje się dodatnie.

Rozkład obserwowanych dla cefeid typu BL Herculis zmian okresu ma następujące właściwości. Po pierwsze niemal wszystkie mierzone tempa zmian są nieujemne, czyli świadczą o tym, że okresy pulsacji tych gwiazd rosną. Po drugie gwiazdy można podzielić na trzy grupy: zmienne krótkookresowe ($P < 3$ d) o małych tempach zmian okresu ($dP/dt < 1.1$ d/Myr), gwiazdy o podobnych okresach, lecz znacznie szybszych zmianach okresu ($dP/dt > 4.6$ d/Myr) oraz nieliczne gwiazdy o dłuższych okresach pulsacji ($P > 3$ d) i bardzo dużych tempach zmian okresu. Jak wynika z Rys. 10 grupy pierwsza i trzecia odpowiadają modelom gwiazd HB będących w fazie ewolucji FRE (przed niebieską pętlą), podczas gdy grupa druga zawiera gwiazdy na etapie fazy FRE. Zatem uzyskujemy bardzo dobrą jakościową zgodność pomiędzy obserwowanymi wiekowymi zmianami okresów gwiazd typu BL Herculis i aktualnymi przewidywaniami teoretycznymi dla gwiazd w późnych etapach ewolucji HB.

Mój wkład do omówionej pracy oceniam na co najmniej 35 %. Polegał on na wyznaczeniu wykresów $O - C$ badanych gwiazd i obserwowanych temp zmian okresu, przygotowaniu wykresów HR gromady wraz ze ścieżkami ewolucyjnym grupy Pisa, analizie tych ścieżek, w szczególności policzeniu teoretycznych temp zmian okresu, napisaniu głównej części pracy poświęconej porównaniu obserwacji z teorią (całe rozdziały 6 i 7) oraz przygotowaniu wszystkich rysunków.

Bibliografia

- Abbas, M., i in., 2015, *AJ*, **149**, 40.
 Alard, C., 2000, *A&ASS*, **144**, 363.
 Alard, C., i Lupton, R.H., 1998, *ApJ*, **503**, 325.
 Benkő, J.M., i in., 2010, *MNRAS*, **409**, 1585.
 Bertelli, G., i in., 2008, *A&A*, **484**, 815.
 Bono, G., , Caputo, F., i Santolamazza, P., 1997, *A&A*, **317**, 171.
 Buckley, D.R., i Longmore, A.J., 1992, *MNRAS*, **257**, 731.
 Caputo, F., i in., 2004, *A&A*, **424**, 927.
 Carretta, E., i in., 2009, *A&A*, **508**, 695.
 Carson, R., i Stothers, R., 1982, *ApJ*, **259**, 740.
 Catelan, M., i Smith, H.A., 2015, *Pulsating Stars*, Wiley-VCH, Weinheim (Germany), **8**, 215.
 Clement, C.M., i Rowe, J., 2000, *AJ*, **120**, 2579.
 Clement, C.M., i in., 2001, *AJ*, **122**, 2587.
 Cohen, R.E., i Sarajedini, A., 2012, *MNRAS*, **419**, 342.
 Cook, K.H., i in., 1995, *Astrophysical Applications of Stellar Pulsation (IAU Colloq. 155)*, ASP Conf. Series, **83**, 221.
 Crandall, S., i Ratra, B., 2015, *ApJ*, **815**, 87.
 Dell'Omodarme, M., i in., 2012, *A&A*, **540**, A26.
 de Grijs, R., Wicker, J.E., i Bono, G., 2014, *AJ*, **147**, 122.
 Di Criscienzo, M., i in., 2007, *A&A*, **471**, 893.
 Feast, M.W., Menzies, J.W., i Whitelock, P.A., 2013, *MNRAS*, **428**, L36.
 Fiorentino, G., i in., 2006, *A&A*, **460**, 155.

Frandsen, S, i in., 2007, *A&A*, **475**, 991.

Frogel, J.A, i Elias, J.H., 1988, *ApJ*, **324**, 823.

Gratton, R.G., Carretta, E, i Bragaglia, A., 2012, *Astron. Astrophys. Rev.*, **20**, 50.

Gratton, R.G, i in., 2003, *A&A*, **408**, 529.

Hachenberg, O., 1939, *Z. Astrophys.*, **18**, 49.

Harding, G.A., 1962, *The Observatory*, **82**, 205.

Harris, W.E., 1996, *AJ*, **112**, 1487.

Harris, W.E., 2010, *arXiv:1012.3224*, , .

Ita, Y, i in., 2004a, *Variable Stars in the Local Group (IAU Col. 193)*, *ASP Conf. Series*, **310**, 50.

Ita, Y, i in., 2004b, *MNRAS*, **347**, 720.

Jerzykiewicz, M, i in., 1996, *Acta Astron.*, **46**, 253.

Jerzykiewicz, M, i in., 2011, *Acta Astron.*, **61**, 247.

Kim, D.-W, i in., 2014, *A&A*, **566**, A43.

Kiss, L.L, i Bedding, T.R., 2003, *MNRAS*, **343**, L79.

Kiss, L.L, i Bedding, T.R., 2004a, *Variable Stars in the Local Group (IAU Colloq. 193)*, *ASP Conf. Series*, **310**, 55.

Kiss, L.L, i Bedding, T.R., 2004b, *MNRAS*, **347**, L83.

Kiss, L.L, i Lah, P., 2006, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, **77**, 303.

Kolenberg, K, i in., 2010, *ApJ*, **713**, L198.

Kolenberg, K, i in., 2011, *MNRAS*, **411**, 878.

Kończakowski i in., 2004, *Acta Astron.*, **54**, 33.

Kopacki, G., Pigulski, A., 1995, *Acta Astron.*, **45**, 753.

Kopacki, G., Pigulski, A., 1998, *Acta Astron.*, **48**, 747.

Kopacki, G., 2000, *A&A*, **358**, 547.

Kopacki, G., 2001, *A&A*, **369**, 862.

Kopacki, G., Kończakowski, Z, i Pigulski, A., 2003, *A&A*, **398**, 541.

Kopacki, G, i Frandsen, S., 2007, *Communications in Astroseismology*, **150**, 383.

Kopacki, G, i in., 2008, *Acta Astron.*, **58**, 373.

Lee, Y.-W., 1991, *ApJ*, **367**, 524.

Lebzelter, T, i Wood, P.R., 2005, *A&A*, **441**, 1117.

Lebzelter, T, i Wood, P.R., 2011, *A&A*, **529**, A137.

Lebzelter, T, i Wood, P.R., 2016, *A&A*, **585**, A111.

Marconi, M., Fiorentino, G, i Caputo, F., 2004, *A&A*, **417**, 1101.

Matsunaga i in., 2006, *MNRAS*, **370**, 1979.

McCarthy, J.K, i Nemec, J.M., 1997, *ApJ*, **482**, 283.

McNamara, D.H., 1995, *AJ*, **109**, 1751.

Moskalik, P., i in., 2015, *MNRAS*, **447**, 2348.

Moździerski, D., i in., 2014, *Acta Astron.*, **64**, 89.

Nemec, J.M., Linnell Nemec, A.F, i Lutz, T.E., 1994, *AJ*, **108**, 222.

Nicholls, C.P, i in., 2009, *MNRAS*, **399**, 2063.

Olech, A, i in., 1999a, *AJ*, **118**, 442.

Olech, A, i in., 1999b, *MNRAS*, **310**, 759.

Oliver, E.A, i Wood, P.R., 2006, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, **77**, 515.

Oosterhoff, P.Th., 1944, *Bull. Astron. Inst. Nederl.*, **X**, 55.

Osborn, W.H., 1971, *The Observatory*, **91**, 223.

Pawlak, M, i in., 2014, *Acta Astron.*, **64**, 293.

Percy J.R, i in., 2004, *Variable Stars in the Local Group (IAU Colloq. 193)*, *ASP Conf. Series*, **310**, 348.

Petersen, J.O, i Freyhammer, L.M., 2002, *ASPC*, **259**, 136.

Pietrukowicz, P, i Kałużny, J., 2004, *A&A*, **54**, 19.

Pigulski, A., Jerzykiewicz, M., Kopacki, G., 1997, *Acta Astron.*, **47**, 365.

Pigulski, A., Kończakowski, Z., Kopacki, G., 2000, *Acta Astron.*, **50**, 113.

Pigulski, A., i Kopacki, G., 2000, *A&ASS*, **146**, 465.

Pigulski, A., Kopacki, G., Kończakowski, Z., 2001, *Acta Astron.*, **51**, 159.

Poretti, E, i in., 2008, *ApJ*, **685**, 947.

Pritzl, B.J, i in., 2002, *AJ*, **124**, 1464.

Rodríguez i López-González, 2000, *A&A*, **359**, 597.

Santolamazza, P, i in., 2001, *ApJ*, **554**, 1124.
 Schultheis, M., Glass, I.S, i Cioni, M.R., 2004, *A&A*, **427**, 945.
 Saesen, S, i in., 2010, *A&A*, **515**, A16.
 Sills, A., Karakas, A, i Lattanzio, J., 2009, *ApJ*, **692**, 1411.
 Skrutskie, M.F, i in., 2006, *AJ*, **131**, 1163.
 Smolec, R., i in., 2012, *MNRAS*, **419**, 2407.
 Soszyński, I, i in., 2004, *Acta Astron.*, **54**, 129.
 Soszyński, I, i in., 2007, *Acta Astron.*, **57**, 201.
 Soszyński, I, i in., 2008, *Acta Astron.*, **58**, 293.
 Soszyński, I, i in., 2009, *Acta Astron.*, **59**, 239.
 Soszyński, I., Wood, P.R, i Udalski, A., 2013, *ApJ*, **779**, 167.
 Stetson, P.B., 1987, *PASP*, **99**, 191.
 Takayama, M., Saio, H, i Ita, Y., 2013, *MNRAS*, **431**, 3189.
 Wallerstein, G., 2002, *PASP*, **114**, 689.
 Wing, R.F, i Stock, J., 1973, *ApJ*, **186**, 979.
 Wood, P.R, i in., 1999, *Asymptotic Giant Branch Stars (IAU Symp. 191)*, , 151.
 Wood, P.R., 2000, *PASP*, **17**, 18.
 Wood, P.R., Olivier, E.A, i Kawaler, S.D., 2004, *ApJ*, **604**, 800.