TOMASZ KRZYT

PORADNIK OBSERWATORA GWIAZD ZMIENNYCH

Kraków 1995

1 WSTĘP

Wizualne obserwacje gwiazd zmiennych są jedną z niewielu dziedzin astronomii w której przeciętny miłośnik astronomii może uzyskać ciekawe i wartościowe naukowo wyniki, jeżeli tylko jego obserwacje będą prowadzone starannie i systematycznie. Wizualne obserwacje gwiazd zmiennych są bardzo proste i nie wymagają specjalistycznego sprzętu, a ponadto obserwacje można prowadzić prawie każdej pogodnej nocy. Obserwacje gwiazd zmiennych dostarczają cennych wiadomości o ich własnościach fizycznych, budowie i ewolucji, a ponieważ gwiazd zmiennych jest więcej niż zawodowych astronomów, którzy je obserwują, istnieje więc tym samym pole do działania dla obserwatorów amatorów. W zasięgu niewielkich instrumentów amatorskich znajduje się około tysiąca gwiazd zmiennych.

Mam nadzieję, że niniejsza publikacja poszerzy krąg obserwatorów gwiazd zmiennych i będzie służyła im pomocą.

Dziękuję jednocześnie wszystkim osobom dzięki którym ta pozycja mogła się ukazać.

PRACĘ TĘ DEDYKUJĘ MOJEJ MATCE

Autor

.

Contents

2 WIADOMOŚCI WSTĘPNE

2.1 Nieco historii.

Historia obserwacji gwiazd zmiennych liczy sobie około 400 lat, a dokładniej za ich początek można uważać rok 1596, kiedy to mnich D. Fabricius (1564 – 1617) odkrył w gwiazdozbiorze Wieloryba (Cetus), gwiazdę zmienną nazwaną później Mira ("Cudowna"). Dzięki wynalezieniu w kilkanaście lat później lunety, stwierdzono iż gwiazda ta zmienia swoją jasność w sposób ciągły pomiędzy drugą, a dziesiątą wielkością gwiazdową. Nie oznacza to, iż w czasach starożytnych zupełnie nie obserwowano gwiazd zmiennych. Jednakże były to wyłącznie jasne gwiazdy nowe lub supernowe.

Wynalazek lunety pozwolił astronomom na obserwacje gwiazd niedostępnych okiem nieuzbrojonym, oraz na badanie przebiegu zmian jasności zmiennych gdy są one niedostępne dla oka nieuzbrojonego. W ciągu następnych 100 lat obserwacji odkryto łącznie 14 gwiazd zmiennych w tym 3 gwiazdy nowe.

Początkowo przyczyny obserwowanych zmian jasności były nieznane, ale już w 1783 J.Goodricke wyjaśnił zmienność Algola (β Per) jako wynik zakrywania jednej gwiazdy przez drugą. Zmienność pozostałych typów gwiazd (gwiazd fizycznie zmiennych), została wyjaśniona dopiero po odkryciu źródeł energii gwiazd.

Kolejny ważny krok w obserwacjach gwiazd zmiennych uczynił F. Argelander. Jako pierwszy, opracował prostą i jednolitą metodę wizualnej oceny jasności gwiazd zmiennych, poprzez porównanie jasności zmiennej z jasnościami stałych gwiazd porównania. Opracował on również katalog 324198 gwiazd północnej półkuli nieba, podając ich jasności wizualne, który to katalog wraz z atlasem oddał nieocenione usługi przy odkrywaniu nowych gwiazd zmiennych i obserwacji już znanych. Zastosowanie pod koniec XIX wieku fotografii do obserwacji astronomicznych spowodowało niemal lawinowy wzrost liczby odkrywanych gwiazd zmiennych, np: w 1850 roku były znane 24 zmienne, w 1875r – 143, w 1903r – 700, w 1926r – 2900, a w 1947r prawie 11000.

Obecnie zostało już skatalogowanych ponad 30000 gwiazd zmiennych oraz kilkanaście tysięcy gwiazd podejrzanych o zmienność (NSV).

2.2 Oznaczenia gwiazd zmiennych

Pierwsze odkrywane gwiazdy zmienne były jasnymi gwiazdami, które z reguły nosiły już oznaczenia w postaci liter greckiego alfabetu, np: Algol – β Persei, Mira – o Ceti itp.

W XIX wieku F. Argelander zaproponował , aby oznaczać gwiazdy zmienne dużymi literami alfabetu poczynając od litery R, z dodaniem łacińskiej nazwy gwiazdozbioru w którym odkryto zmienną, a kończąc na literze Z. W ten sposób można było oznaczyć w każdym gwiazdozbiorze 9 gwiazd zmiennych, np: U Cygni, T Cephei lub w skrócie U Cyg, T Cep.

Szybko jednak okazało się to niewystarczające, postanowiono zatem oznaczać odkrywane gwiazdy zmienne kombinacjami dwóch liter z alfabetu łacińskiego poczynając od kombinacji: RR, RS, RT... do RZ. Po wyczerpaniu powyższych możliwości zaczynamy od kombinacji: SS, ST, SU... do SZ, itd. Po dojściu do ZZ wracamy na początek alfabetu i rozpoczynamy od kombinacji z literą A na pierwszym miejscu: AA, AB, AC...... kończąc na AX, AY, AZ, a następnie: BB, BC, BD....... do BZ, itd. Ostatnią kombinacją jest w tym ciągu QZ, i również ona została w końcu osiągnięta. Aby dalej nie komplikować sytuacji z oznaczeniami literowymi, postanowiono oznaczać następne odkrywane gwiazdy zmienne literą V i numerem kolejnym. Kombinacje literowe dają możliwość oznaczenia 334 gwiazd w danym gwiazdozbiorze, zatem następna odkryta gwiazda zmienna będzie mieć oznaczenie V335 i nazwę gwiazdozbioru, np: V336 Ori, V1070 Cyg, V3040 Sgr, itp. Obecnie najwięcej gwiazd zmiennych odkryto w gwiazdozbiorze Strzelca (Sagittarius) bo już ponad 4000.

Oprócz oznaczenia, do pełnej charakterystyki zmiennej potrzeba następujących danych: współrzędnych równikowych α, δ; typu zmienności T, amplitudy zmian jasności A (zawsze podaje się maksymalną), okresu zmienności w dobach P (o ile istnieje), stopień asymetryczności krzywej zmian jasności M – m (jest to różnica czasu między minimum, a maksimum w ułamku okresu gwiazdy), epokę (czyli moment) maksimum (lub minimum jasności) w tzw. *dobach juliańskich*, oraz typ widmowy. Epoka minimum jest podawana tylko dla gwiazd zmiennych zaćmieniowych i gwiazd pulsujących typu RV Tauri. Dodatkowo dla gwiazd zmiennych zaćmieniowych, miast stopnia asymetryczności krzywej jasności, podaje się czas trwania minimum głównego D (jako ułamek okresu orbitalnego).

2.3 Typy widmowe

Wraz z rozwojem analizy spektralnej, dzięki której można było otrzymywać coraz więcej widm coraz słabszych gwiazd, powstała konieczność klasyfikacji otrzymywanych widm. Obecnie wyróżniamy 7 podstawowych typów widmowych, zależnych od temperatury fotosfer gwiazd:
O5 – 50000^0 K
B0 – 25000^0 K
A0 – 11000^0 K
F0 – 7500^0 K
G0 – 6000^0 K
K0 – 5000^0 K
M0 – 3500^0 K

W każdym typie widmowym wyróżniamy dodatkowo 10 podtypów przez dodanie do litery określającej typ widmowy cyfry z zakresu 0 – 9, np: A2, B9, M5 itp. W tej klasyfikacji Słońce ze swoją temperaturą 5800^0 K jest typu widmowego G2. Późniejsze badania widm gwiazdowych doprowadziły do odkrycia i włączenia do klasyfikacji nowych typów. Obecnie pełna klasyfikacja wygląda następująco:

$$\mathrm{Q},\ \mathrm{P},\ \begin{matrix}\mathrm{WN}\\ \mathrm{W}\\ \mathrm{WC}\end{matrix},\ \mathrm{O},\ \mathrm{B},\ \mathrm{A},\ \mathrm{F},\ \mathrm{G},\begin{matrix}\nearrow \mathrm{R} - \mathrm{N}\\ \mathrm{K},\ \mathrm{M}\\ \qquad\searrow \mathrm{S}\end{matrix}$$

gdzie:
Q – widma gwiazd nowych
P – widma mgławic planetarnych
W – widma gorących gwiazd Wolfa – Rayeta.
Litera N oznacza silne linie azotu w widmie, litera C silne linie węgla.
Wśród tych gwiazd wyróżniamy podtypy jedynie od WN5 do WN9 (WC5 – WC 9), podobnie jak u gwiazd typu O. Temperatury fotosfer tych gwiazd zawierają się w granicach 30000 – 60000 K.
N, R – widma chłodnych gwiazd z intensywnymi liniami molekuł CH, C_2, CN.
S – bardzo rzadko spotykana klasa gwiazd cyrkonowych, tj. posiadających w widmie intensywne linie tlenku cyrkonu (ZrO), itru (YO) i lantanu (LaO).
W odniesieniu do późnych typów widmowych N i R, używa się także wspólnego oznaczenia w postaci dużej litery **C**. Ponieważ gwiazdy należące do tego

typu odznaczają się dużą ilością linii widmowych związków węgla i dlatego nazywane są też czasami *gwiazdami węglowymi.*

Razem z typem widmowym gwiazdy, podaje się również tzw. *klasę jasności absolutnej* gwiazdy, charaktryzującą z grubsza ilość energii wysyłaną przez gwiazdę w jednostce czasu. Klasę jasności absolutnej gwiazdy oznaczamy rzymskimi cyframi od I do VII, określając gwiazdy wysyłające najwięcej energii cyfrą I, najsłabsze zaś V – VII. Gwiazdy należące do poszczególnych klas jasności określono następująco:

I – nadolbrzymy
II – jasne olbrzymy
III – olbrzymy
IV – podolbrzymy
V – karły
VI – podkarły
VII – białe karły

Wśród nadolbrzymów gdzie występuje duża rozpiętość w ilości wysyłanej energii wyróżniamy dodatkowe podtypy:
0 – **Ia** – oznaczenie określające najjaśniejsze znane nadolbrzymy i dalej nieco słabsze **Ia, Iab** i najsłabsze **Ib**.

Zatem pełne oznaczenie typu widmowego gwiazdy będzie następujące: B8 Ia, K0 IV, A5 VII. Słońce ma w powyższej klasyfikacji typ widmowy G2V. Czasami do typu widmowego dodaje się literę określającą dodatkowe cechy:

p – osobliwe widmo
e – obecność linii emisyjnych w widmie
v – zmienne widmo
s – ostre linie widmowe
n – rozmyte linie widmowe
m – linie metali w widmie
k – linie gazu międzygwiazdowego

Przy podawaniu widm gwiazd zmiennych pulsujących (i innych zmieniających widmo) podaje się zakres zmienności widma, np: M2 IIIe – M6 IIIe itp.
Przy obserwacjach wizualnych istotne znaczenie ma fakt, że gwiazdy różnych typów widmowych mają różną barwę. Gwiazdy gorące, wczesnych typów widmowych (O, B, A) wydają się dla oka ludzkiego niebieskawe lub białe. Gwiazdy typów widmowych F, G mają barwę żółtawą, a gwiazdy chłodne

późnych typów widmowych M, C, S – barwę czerwoną.

Niestety jasność gwiazd o różnych barwach ludzkie oko ocenia nieco inaczej, powodując pojawienie się błędów systematycznych. Wpływ tego faktu na obserwacje będzie omówiony w rozdziale 5.

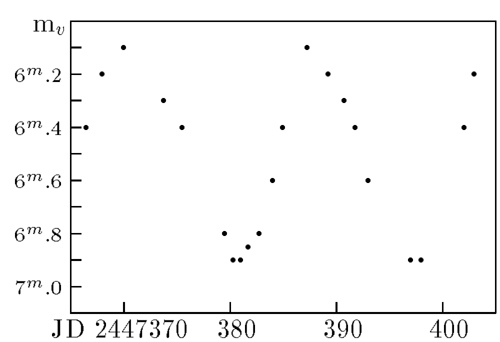
3 GŁÓWNE TYPY GWIAZD ZMIENNY-CH

3.1 Gwiazdy pulsujące

Jak sugeruje nazwa, źródłem zmienności tych gwiazd są okresowe pulsacje zewnętrznych warstw gwiazdy. W wyniku pulsacji, cyklicznej zmianie ulega promień i temperatura fotosfery gwiazdy co w efekcie daje obserwowane zmiany jasności. Poniżej zostaną omówione najważniejsze typy gwiazd zmiennych pulsujących.

3.1.1 Cefeidy typu delta Cephei

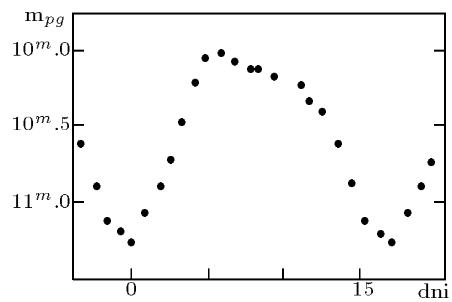
Cefeidy są to pulsujące jasne olbrzymy i nadolbrzymy przeważnie typów widmowych F i G, o okresach pulsacji w przedziale od 1 do około 60 dni.
Cefeidy tego typu są gwiazdami stosunkowo młodymi, tzn. należą do gwiazd tzw. I populacji, dlatego też większość cefeid tego typu obserwujemy blisko płaszczyzny Galaktyki. Amplitudy zmian jasności zawierają się w granicach od około $0.^m2$ do około $2.^m0$. Typowym przedstawicielem tej klasy zmiennych jest pierwsza odkryta cefeida δ Cephei. Oznaczenie: Cδ.



Krzywa zmian jasności cefeidy X Cygni w ciągu dwóch cykli

3.1.2 Cefeidy typu W Virginis

Nazwa tego typu gwiazd pochodzi od pierwszej znanej przedstawicielki odkrytej w gwiazdozbiorze Panny. Amplituda zmian jasności i zakres długości okresów u tych gwiazd niewiele różnią się od określonych dla cefeid typu delta Cephei. Jednakże w odróżnieniu od nich cefeidy W Virginis są gwiazdami znacznie starszymi, bo należącymi do gwiazd II populacji. Dlatego też obserwujemy te gwiazdy również daleko od płaszczyzny Galaktyki, a także w gromadach kulistych. Nieco inny skład chemiczny tych gwiazd powoduje, iż kształt krzywej zmian jasności różni się nieco od cefeid δ Cephei. Obecnie znamy ponad 1000 cefeid obydwu typów. Oznaczanie: CW.



Fotograficzna krzywa zmian jasności W Virginis.

3.1.3 Gwiazdy zmienne typu RR Lyrae

Zmienne typu RR Lyrae są to podobnie jak cefeidy typu W Virginis gwiazdy II populacji. Jednakże w odróżnieniu od nich są to gwiazdy słabsze (pod wzgledem ilości wysyłanej energii) bo należace do klasy olbrzymów wcześniejszych nieco typów widmowych mianowicie A i F, a ich jasność absolutna wynosi około $+0.^m5$. Okresy zmienności tych gwiazd zawierają się w granicach od 0.05 do około 1.2 doby, a amplituda w granicach $0.^m5$ — $1.^m5$. Krzywa zmian jasności jest podobna w kształcie do krzywych zmian jasności cefeid δ Cephei. Obecnie znamy około 5000 tego typu gwiazd. Oznaczenie: RR.

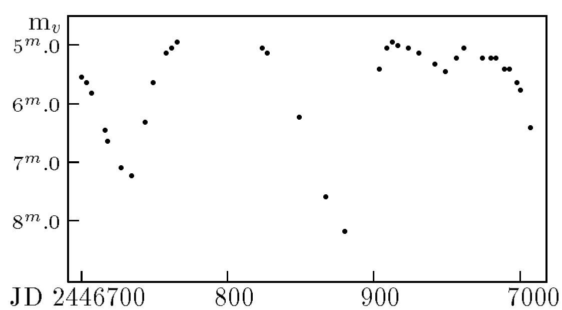
Omówione powyżej typy zmiennych odgrywają ważną rolę przy wyznaczaniu odległości we Wszechświecie. Okazało się bowiem, że cefeidy wykazują zależność "okres – jasność absolutna" tzn. im dłuższy okres zmienności cefeidy tym większa jej jasność absolutna. Dzięki tej pożytecznej zależności można było wyznaczyć odległości do gromad gwiazd i najbliższych galaktyk.

3.1.4 Gwiazdy typu delta Scuti

Są to podolbrzymy lub olbrzymy późnego typu widmowego A lub wczesnego F podobne do gwiazd typu RR Lyr, jednakże mają one znacznie mniejsze amplitudy zmian jasności bo średnio tylko około $0.^m2$ (choć jest również wiele o amplitudzie większej od $0^m.5$). Okresy pulsacji tych gwiazd są krótkie i zawierają się w granicach kilku–kilkunastu godzin. Jasność absolutna tych gwiazd wynosi około $+1^m.0$. Typowy przedstawiciel: δ Scuti. Oznaczenie: δ Sct.

3.1.5 Gwiazdy typu RV Tauri

Gwiazdy typu RV Tauri są żółtymi i pomarańczowymi nadolbrzymami (tj. typu G i K) o dużej jasności absolutnej. Okresy zmienności tych gwiazd zawierają się w granicach 30 – 150 dni, natomiast amplitudy zmian jasności 3 – 4 wielkości gwiazdowych. Gwiazdy te mają charakterystyczną krzywą jasności, podobną do krzywych zmian jasności zmiennych zaćmieniowych (choć nie mają z nimi nic wspólnego). Krzywa posiada głębokie minimum główne i płytkie minimum wtórne. Zmiany jasności nie są tak regularne jak u cefeid, kształt krzywej zmienia się z cyklu na cykl, zmienia się także głębokość minimów, a charakter zmienności gwiazdy może przybrać cechy gwiazdy półregularnej. Najjaśniejszą gwiazdą tego typu jest R Scuti. Oznaczenie: RV.



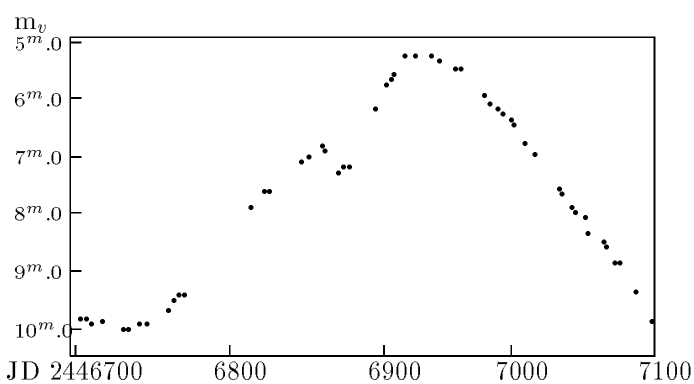
Krzywa jasności gwiazdy typu R Scuti dla dwóch cykli (wg J. Speila)

3.1.6 Gwiazdy typu Mira Ceti

Gwiazdy długookresowe typu Mira Ceti (mirydy) są najliczniejszą grupą gwiazd zmiennych pulsujących. Obecnie znamy ponad 5000 tych gwiazd. Gwiazdy te charakteryzują się bardzo dużymi amplitudami zmian jasności, przekraczającymi niekiedy 10 wielkości gwiazdowych, oraz długimi okresami zmienności od 90 do około 1000 dni. Jednakże gwiazd o krótkich okresach jak i gwiazd o długich okresach jest niewiele. Najczęściej spotyka się mirydy o okresach około 200 – 400 dni. Rekordzistką jest gwiazda BX Monocerotis mająca okres 1374 dni.

Grupę tę, tworzą gwiazdy późnych typów widmowych, olbrzymy i nadolbrzymy typów M, R, N i S. Gwiazdy te należą do I i II populacji gwiazdowej, gdyż obserwujemy je zarówno w płaszczyźnie Drogi Mlecznej (z wyraźną koncentracją ku centrum Galaktyki) jak i daleko od niej. Największe amplitudy zmian jasności obserwujemy u gwiazd cyrkonowych (tj. typu widmowego S), najmniejsze u gwiazd typu widmowego N (o tym samym okresie zmienności). Niska temperatura fotosfer tych gwiazd powoduje, iż dostrzegamy wyraźnie ich czerwone zabarwienie. Kształt krzywej zmian jasności jest bardzo podobny do krzywych cefeid, jednakże krzywa nie jest tak regularna, bowiem zarówno amplituda jak i okres często zmieniają się z cyklu na cykl.

Ze względu na duże amplitudy zmian jasności większość z tych gwiazd może być obserwowana przez niewielkie instrumenty amatorskie jedynie w pobliżu maksimum jasności. Najjaśniejszą przedstawicielką tego typu gwiazd jest Mira Ceti mająca okres 331 dni. Oznaczenie: M.



Krzywa zmian jasności mirydy T Cephei (wg J. Speila)

3.1.7 Gwiazdy zmienne półregularne

Klasę zmiennych półregularnych w większości tworzą gwiazdy podobne do miryd, tzn. czerwone olbrzymy i nadolbrzymy. Gwiazdy te charakteryzują się słabo zaznaczonym okresem pulsacji (lub kilkoma nakładającymi się słabymi okresami). W konsekwencji krzywa zmian jasności ma mało regularny kształt. Przyczyny zmienności tych gwiazd nie zostały, jak dotychczas, w pełni wyjaśnione. Obecnie znamy ponad 3000 tych gwiazd.

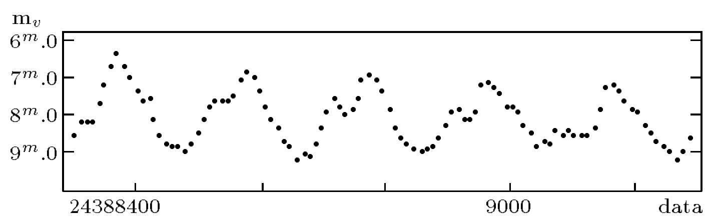
Wśród gwiazd półregularnych wyróżnia się cztery podtypy oznaczane małymi literami alfabetu. Oznaczenie: SR.

1. Podtyp SRa.

Podtyp ten tworzą olbrzymy późnych klas widmowych, głownie M, C i S, o krzywych zmian jasności często podobnych do krzywych gwiazd typu Mira Ceti. Obserwujemy u nich stosunkowo wyraźnie zaznaczony okres z przedziału 35 – 1200 dni. Amplituda zmian jasności wynosi około 2 wielkości gwiazdowych. Przedstawiciel: Z Aqr.

2. Podtyp SRb.

Gwiazdy wchodzące w skład tego podtypu są podobne do gwiazd podtypu SRa. Różnią się od nich tym, iż mają bardziej nieregularną krzywą zmian jasności i słabiej zaznaczone okresy z przedziału od 20 do około 2300 dni. Przedstawiciel: AF Cyg.



Uśredniona krzywa zmian jasności Z UMa (SRb) z lat 1963 - 1966. Jeden punkt to średnia z 10 dni (wg AAVSO).

3. Podtyp SRc.

Podtyp ten tworzą głównie nadolbrzymy typu widmowego M, o okresach od kilkudziesięciu do kilku tysięcy dni, często wzajemnie nakładających się na siebie. Amplituda zmian jasności u tych gwiazd wynosi około $1.^m0$. Gwiazdy należące do tego podtypu są w większości obiektami stosunkowo młodymi gdyż obserwujemy je blisko płaszczyzny Drogi Mlecznej. Typowym przedstawicielem jest jasna gwiazda μ Cephei.

4. Podtyp SRd.

W skład tej nielicznej grupy zmiennych półregularnych, wchodzą głównie olbrzymy i nadolbrzymy typów widmowych F, G, K z okresami zmian jasności od około 30 do około 1100 dni i amplitudami od 0.1 do 4 wielkości gwiazdowych.

3.1.8 Gwiazdy wolnozmienne

Podobnie jak gwiazdy półregularne są to olbrzymy lub rzadziej nadolbrzymy typów K, M, S. Gwiazdy te pulsują w sposób nieregularny lub z bardzo słabo zaznaczonym okresem. Amplitudy zmian jasności u większości tych gwiazd wynoszą około $1^m - 2^m$. Obecnie wydaje się, iż duża część tego typu gwiazd, to słabo zbadane zmienne półregularne. Typowymi przedstawicielkami tej grupy są zmienne CO Cyg i TZ Cas. Oznaczenie: L

3.1.9 Gwiazdy nieregularne.

Do grupy tej zaliczamy gwiazdy które zmieniają swój jasność bez śladów regularności. Należą do niej bardzo różne gwiazdy. W grupie tej znajdujemy interesującą i ważną klasę gwiazd zmiennych, określaną jako zmienne typu T Tauri (ozn. In T). Obiekty te nie są właściwie jeszcze gwiazdami, gdyż znajdują się dopiero w stadium grawitacyjnego kurczenia się, jeszcze przed osiągnięciem ciągu głównego. Ponieważ są to obiekty bardzo młode obserwujemy je blisko miejsca ich narodzin tj. w asocjacjach gwiazdowych. Szczególnie dużo tych gwiazd obserwujemy w rejonie Wielkiej Mgławicy w Orionie. Amplitudy zmian jasności tych gwiazd mogą dochodzić do kilku wielkości gwiazdowych. Oznaczenie I.

3.2 Gwiazdy wybuchowe

3.2.1 Supernowe typu I

Wybuch gwiazdy supernowej jest jednym z najbardziej spektakularnych zjawisk na niebie, bowiem gwiazdy zamieniające się w supernowe bardzo gwałtownie zwiększają w krótkim czasie swój jasność, o miliony i miliardy razy. W wyniku wybuchu struktura gwiazdy ulega gwałtownym zmianom, a duża część masy gwiazdy jest wyrzucana w przestrzeń z wielką prędkością.

Obecnie wydaje się iż źródłem supernowych typu I (ściślej Ia) są białe karły o masie bliskiej masie krytycznej, teoretycznie równej około $1.44 M_\odot$ (w praktyce około $1.2 M_\odot$). Jeżeli taki biały karzeł np. otrzymałby dodatkową porcję masy i przekroczył wartość krytyczną, to ciśnienie gazu nie będzie w stanie zrównoważyć grawitacji i gwiazda zapadnie się, a wydzielona w tym procesie energia spowoduje bardzo gwałtowne zainicjowanie reakcji termojądrowych. Energia wyprodukowana w tych reakcjach jest tak duża że prowadzi niejednokrotnie do rozerwania gwiazdy. W czasie wybuchu supernowa może osiągnąć jasność absolutną około -18^m co odpowiada jasności około miliarda Słońc. Dorównuje zatem jasnością niejednej galaktyce. W wyniku wybuchu SN I odrzuca od 0.01 do 0.1 masy początkowej.

Wybuchy supernowych zdarzają się w naszej i innych galaktykach bardzo rzadko. W ostatnim tysiącleciu zaobserwowano w naszej galaktyce zaledwie kilka wybuchów supernowych. Oznaczenie: SN I.

3.2.2 Supernowe typu II

Poprzedniczkami supernowych typu II są stosunkowo młode gwiazdy należące do I populacji gwiazdowej. Za tym że są to gwiazdy I populacji przemawia fakt, że ich wybuchy obserwujemy wyłącznie w galaktykach spiralnych, a ściślej w ich ramionach spiralnych. Wyjątkiem jest tu supernowa 1987A, która wybuchła w Wielkim Obłoku Magellana, który jest galaktyką nieregularną. (W tym jednym wypadku znamy dobrze typ gwiazdy przed wybuchem. Pre-supernowa była niebieską gwiazdą typu widmowego B3 Ia).

Są to gwiazdy stosunkowo masywne o masach od kilku do kilkunastu mas Słońca. Jak wiadomo masywne gwiazdy szybko ewoluują kolejno wyczerpując paliwo nuklearne w swym wnętrzu. Przemiany termojądrowe coraz cięższych pierwiastków trwają do momentu gdy w centrum gwiazdy wytworzy się jądro żelazo-niklowe. Żelazo bowiem nie wchodzi już w reakcje bez dostarczenia energii z zewnątrz. Jeżeli masa tego jądra przekroczy pewną wartość graniczną wtedy jądro traci dotychczasową równowagę i zapada się do *gwiazdy neutronowej* o średnicy kilkunastu kilometrów. Ogromna większość wydzielanej przy tym energii ucieka z gwiazdy unoszona przez neutrina, pozostała część wystarczy jednak aby wyrzucić zewnętrzne warstwy gwiazdy z typową prędkością około 10 000 – 15 000 km/s. W wyniku wybuchu, supernowe SN II wyrzucają od 0.1 do 0.9 masy początkowej.

Jasność absolutna supernowych typu II jest nieco mniejsza niż typu I bo około -15^m do -17^m. Oznaczenie: SN II.

3.2.3 Gwiazdy nowe

Terminem gwiazdy nowe określamy gwiazdy, które wskutek wybuchu gwałtownie zwiększają swoją jasność, o około 7 – 15 wielkości gwiazdowych.

Po początkowym bardzo szybkim wzroście jasności i osiągnięciu maksimum następuje stopniowy jej spadek, aż do stanu z przed wybuchu. Ze względu na szybkość spadku jasności, gwiazdy nowe dzielimy na trzy podtypy:

Na — szybkie nowe, tzn. takie u których spadek jasności w ciągu 100 dni po maksimum jest większy niż 3 wielkości gwiazdowe.

Nb — powolne nowe. U tych gwiazd analogiczny spadek jasności jest mniejszy od 3 wielkości gwiazdowych.

Nc — bardzo powolne nowe. Do tej klasy zaliczamy gwiazdy u których spadek jasności o 3 wlk. gwiazdowych zachodzi w czasie około 1000 dni lub dłuższym.

Oprócz wyżej wymienionych podtypów, wyróżniamy jeszcze jeden nieliczny podtyp **Nr** do którego należą te gwiazdy nowe, które wybuchły więcej niż jeden raz.

Gwiazdy nowe były obserwowane przez astronomów już od czasów starożytnych, jednakże dopiero niedawno odkryto przyczyny wybuchu gwiazd nowych. Wszystkie gwiazdy nowe wchodzą bowiem w skład ciasnych układów podwójnych, w których jedna z gwiazd jest z reguły białym karłem, a druga chłodną gwiazdą ciągu głównego, względnie olbrzymem lub podolbrzymem. Chłodniejsza gwiazda wypełnia tzw. *powierzchnię Roche'a* wskutek czego następuje przepływ materii w kierunku białego karła tworząc wokół niego rodzaj otoczki gazowej w postaci rotującego dysku. Po osiągnięciu przez nią odpowiedniej masy, temperatura wzrasta na tyle, że mogą zachodzić reakcje termojądrowe.

Ponieważ reakcje te zachodzą bardzo gwałtownie, cały proces ma charakter wybuchu co obserwujemy jako zjawisko gwiazdy nowej. Podczas wybuchu biały karzeł odrzuca w przestrzeń otoczkę gazową ze średnią prędkością około 1000 km/s. Masa odrzuconej otoczki wynosi 10^{-4} – $10^{-5} M_{\odot}$.

Średnia jasność absolutna nowej w maksimum wynosi około $-7^m.5$. Wybuchy gwiazd nowych są zjawiskiem dosyć częstym. Przeciętnie obserwujemy kilka nowych rocznie, jednakże w większości są to gwiazdy odległe, a w związku z tym bardzo słabe (nawet w maksimum jasności). Jasne nowe pojawiają się średnio raz na kilkanaście lat. Ostatnią taką jasną nową była nowa w

Łabędziu, która wybuchła w 1975 roku i osiągnęła jasność $1^m.8$.

3.2.4 Gwiazdy nowe karłowate

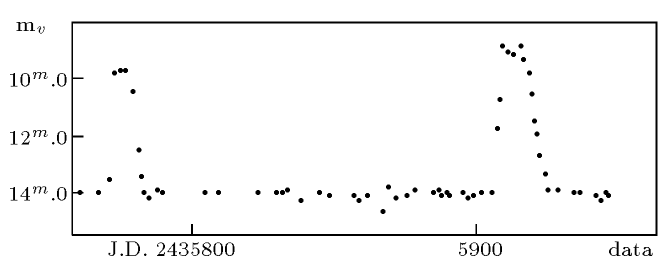
Zachowanie gwiazd nowych karłowatych (inaczej zwanych gwiazdami typu U Geminorum) jest bardzo podobne do zachowania gwiazd nowych. Tutaj jednak, skala zjawisk jest mniejsza i stąd nazwa – nowe karłowate.

U gwiazd tego typu obserwujemy w dosyć regularnych odstępach czasu gwałtowne pojaśnienia (wybuchy) o amplitudzie kilku wielkości gwiazdowych. Charakter tych wybuchów jest podobny do wybuchów gwiazd nowych, jednakże w znacznie mniejszej skali. Odstęp czasu między kolejnymi pojaśnieniami (wybuchami) zawiera się pomiędzy około 10 a 1000 dniami. Również czas powrotu do poprzedniej jasności może być zróżnicowany.

Do klasy nowych karłowatych zaliczamy także zmienne typu SU UMa i Z Cam. Krzywa zmian jasności gwiazd typu SU UMa jest bardzo podobna do krzywych obserwowanych u gwiazd U Gem, z tym że co kilka cykli pojawiają się tzw. *superwybuchy*, o większej amplitudzie i dłuższym czasie trwania.

Z kolei u gwiazd typu Z Cam często zdarza się, iż po wybuchu jasność nie wraca do poziomu sprzed wybuchu, ale pozostaje niemal stała nawet przez okres kilkuset dni. Amplituda zmian jasności waha się od 2 do 5 wielkości gwiazdowych, a odstępy czasu między wybuchami od 10 do 40 dni.

Wybuchy obserwowane u nowych karłowatych spowodowane są niestabilnościami w dyskach materii otaczających białego karła. Obecnie znamy kilkaset tego typu gwiazd. Najjaśniejszą przedstawicielką zmiennych kataklizmicznych jest SS Cygni. Oznaczenie: UG



Krzywa zmian jasności nowej karłowatej U Geminorum (wg AAVSO)

3.2.5 Gwiazdy symbiotyczne

Gwiazdy symbiotyczne, nazywane także gwiazdami typu Z Andromedae, są układami podwójnymi, w których jeden składnik jest chłodnym olbrzymem późnego typu widmowego, a drugi białym karłem lub gorącą gwiazdą ciągu głównego. Okresy orbitalne tych układów zawierają się w granicach od około 200 do około 1000 dni.

Nieregularne zmiany jasności o amplitudzie dochodzącej do $4^m - 5^m$ są spowodowane przepływem materii z chłodnego olbrzyma na mniejszego i gorętszego towarzysza. W wielu przypadkach chłodny olbrzym jest również gwiazdą zmienną, półregularną bądź długookresową. Obecnie znamy około 200 tego typu gwiazd. Najjaśniejszym przedstawicielem jest zmienna CH Cygni. Oznaczenie: Z And.

3.2.6 Gwiazdy typu UV Ceti

Grupę gwiazd rozbłyskowych tworzą słabe i chłodne gwiazdy typu M, tzw. *czerwone karły* o jasności absolutnej równej zaledwie około jednej stutysięcznej jasności Słońca i masie nie przekraczającej kilku dziesiątych masy Słońca.

Gwiazdy te co pewien czas na bardzo krótko, gwałtownie zwiększają swoją jasność o 1 do 6 wielkości gwiazdowych. Rozbłyski trwają średnio od kilku do kilkudziesięciu minut, po czym gwiazda wraca szybko do stanu przed rozbłyskiem. Rozbłyski powtarzają się nieregularnie, a ich charakter wydaje się być zbliżony do rozbłysków chromosferycznych na Słońcu, tyle że w o wiele większej skali. Do klasy gwiazd zmiennych rozbłyskowych należą gwiazdy o różnym wieku. Od najstarszych gwiazd należących do II populacji do najmłodszych obiektów w gromadach otwartych i asocjacjach.

Najbliższą gwiazdą rozbłyskową (i jednocześnie najbliżej położoną gwiazdą zmienną) jest najbliższa gwiazda: Proxima Centauri (V 645 Cen). Oznaczenie: UV.

3.2.7 Gwiazdy nowopodobne typu γ Cassiopeae

Jest to nieliczna klasa gwiazd, u których co pewien czas obserwujemy nieregularne zmiany jasności dochodzące do $1.^m5$, które są spowodowane przez procesy związane z szybką rotacją i wypływem masy z obszarów równikowych gwiazdy. Pierwszą i najjaśniejszą gwiazdą tego typu jest γ Cas, która w latach trzydziestych naszego stulecia wykazywała zmiany jasności między $1.^m6$

a $3.^m0$. Obecnie jest gwiazdą drugiej wielkości, a wokół niej na odległość 2500 promieni Słońca rozciąga się otoczka gazowa. Obserwuje się również emisję promieniowania rentgenowskiego.

Do tej klasy zmiennych należy również jedna z jasnych gwiazd w Plejadach – Plejone. Oznaczenie γ Cas.

3.2.8 Gwiazdy typu R Coronae Borealis

Grupę tych zmiennych tworzą nadolbrzymy typów widmowych od F do K o osobliwym składzie chemicznym. Gwiazdy te są bowiem stosunkowo ubogie w wodór, natomiast obficie występuje w nich hel i węgiel. Są to najprawdopodobniej gwiazdy o masach 1–2 $M_\odot$ znajdujące na końcowych etapach ewolucji.

Zmienność tych gwiazd jest wielce osobliwa i charakteryzuje się tym, że przez dłuższy czas (rzędu kilku lat) ich jasność pozostaje prawie stała. Jednakże co pewien czas obserwujemy znaczne osłabienia jasności o 1 do 9 wielkości gwiazdowych. Te głębokie minima jasności pojawiają się nieregularnie, a czas ich trwania zawiera się w przedziale od tygodni do ponad roku. W czasie minimum, gwiazdy te mają widmo typowe dla gwiazd węglowych tj. typów widmowych R, C.

Przyczyną tych osłabień jasności jest najprawdopodobniej wyrzucanie przez gwiazdę obłoków materii bogatej w związki węgla wyprodukowanego w głębszych warstwach gwiazdy. Obłoki te, wyrzucane z gwiazdy trafiając do obszarów o niższej temperaturze krystalizują się i tworzą kryształy grafitu, które wygaszają światło gwiazdy. Po rozproszeniu się obłoków gwiazda powraca do normalnej jasności.

U gwiazd tego typu obserwujemy również rodzaj pulsacji z okresami zawartymi w przedziale od 30 do 100 dni i amplitudami nie przekraczającymi kilku dziesiątych wielkości gwiazdowej. Sama R Coronae Borealis pulsuje z okresem 44 dni. Gwiazdy typu R Coronae Borealis są bardzo nieliczną grupą gwiazd zmiennych. Mimo że są one nadolbrzymami o dużej jasności absolutnej, to jak dotychczas, znamy zaledwie kilkadziesiąt tych gwiazd. Najjaśniejszymi przedstawicielami są R Coronae Borealis oraz RY Sagittarii. Oznaczenie: RCB.

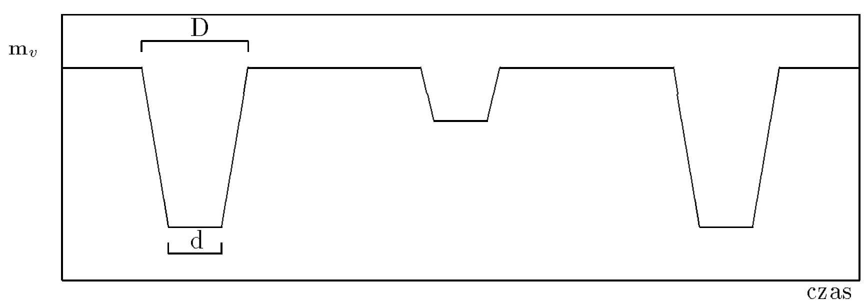
3.3 Gwiazdy zaćmieniowe

3.3.1 Gwiazdy typu Algola

Są to najczęściej spotykane układy zaćmieniowe. Krzywa charakteryzuje się dwoma minimami jasności. Głębsze nazywamy mimum głównym, płytsze wtórnym. Poza minimami, jasność układu praktycznie pozostaje stała. Okresy zaćmieniowych typu Algola zawierają się w bardzo szerokich granicach, od około 1 doby do kilku tysięcy dni, chociaż ogromna większość ma okresy kilku – kilkunastu dni.

Jeżeli krzywa zmian jasności ma w środku minimum głównego tzw. "płaskie dno" wtedy mamy do czynienia z zaćmieniem całkowitym, a w czasie trwania "płaskiego dna" jedna z gwiazd jest całkowicie zakryta przez drugą, jeśli gwiazda mniejsza jest gorętsza. W przeciwnym przypadku mamy przejście gwiazdy chłodniejszej na tle tarczy gwiazdy gorętszej (zaćmienie obrączkowe). Czas trwania "płaskiego dna" oznaczamy literką *d*.

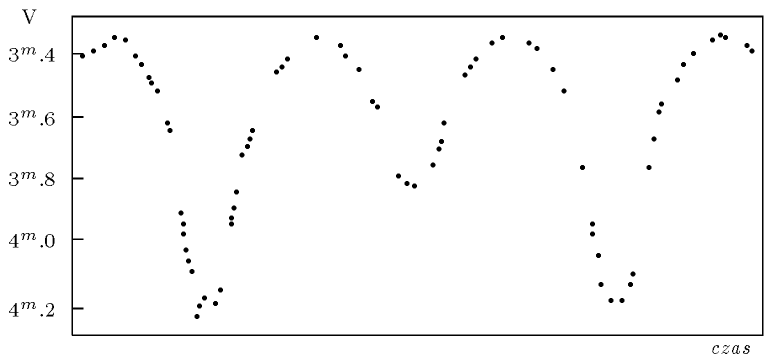
Obserwowane amplitudy zmian jasności są bardzo różne: od kilku setnych do kilku wielkości gwiazdowych. Na podstawie obserwacji układów zaćmieniowych (obserwacji fotometrycznych i spektralnych), możemy wyznaczyć masy składników, ich średnice oraz rozmiary ich orbit. Informacje te są bardzo przydatne w poznawaniu innych gwiazd nie wchodzących w skład układów podwójnych. Jeszcze dzisiaj badania układów podwójnych w tym i zaćmieniowych dostarczają wielu cennych informacji na temat fizyki i ewolucji gwiazd. Oznaczenie: EA.



3.3.2 Gwiazdy typu β Lyrae.

Układy te składają się z dwóch blisko siebie krążących gwiazd o kształcie elipsoidalnym co jest wynikiem działania na gwiazdy sił przypływowych.

Z powodu tego odkształcenia, a także nierównomiernej jasności powierzchniowej, jasność układu zmienia się w sposób ciągły także poza poza minimami. Często wokół układów typu β Lyrae, obserwujemy rozrzedzoną otoczkę gazową. Większość układów typu β Lyrae tworzą gwiazdy typów widmowych B i A. Oznaczenie: EB.



Krzywa fotoelektryczna zmian jasności gwiazdy β Lyrae

3.3.3 Gwiazdy typu W Ursae Majoris

Zmienne typu W UMa mają podobną krzywą zmian jasności co i gwiazdy β Lyrae, jednakże tutaj minimum główne i wtórne mają niemal taką samą głębokość. Okresy obiegu tych gwiazd są bardzo krótkie i zawierają się w granicach od 0.3 do 1 doby. Tak krótkie okresy świadczą o tym iż są to układy jeszcze ciaśniejsze niż układy typu β Lyrae, a niemal jednakowe minima, że oba składniki mają podobne parametry fizyczne. Większość układów typu W UMa tworzą gwiazdy typu widmowego F–G. Oznaczenie EW.

4 METODY WIZUALNYCH OBSERWACJI GWIAZD ZMIENNYCH

4.1 Metoda Argelandera

Metoda ta polega na porównywaniu jasności gwiazdy zmiennej z jasnością bliskiej gwiazdy o stałej jasności (tzw. gwiazdy porównania).
Oznaczmy przez "**v**" jasność gwiazdy zmiennej, a przez "**a**" jasność gwiazdy porównania.

Jeżeli przy porównywaniu jasności gwiazd **a** i **v** nie potrafimy zdecydować, która z nich jest jaśniejsza lub wydaje nam się iż raz jedna raz druga jest jaśniejsza, to wtedy uznajemy że gwiazda zmienna ma taką samą jasność jak gwiazda porównania i obserwację zapisujemy jako:

a0v

Jeżeli przy porównywaniu jasności gwiazd **a** i **v** częściej wydaje nam się iż gwiazda **a** jest jaśniejsza od **v** to możemy powiedzieć, że gwiazda **a** jest o 1 stopień jaśniejsza od gwiazdy **v** co zapisujemy jako:

a1v

Jeżeli zaś **v** jest o 1 stopień jaśniejsza od **a** to piszemy:

v1a

Jeśli po nieco dłuższej obserwacji widzimy, że gwiazda **a** jest zdecydowanie jaśniejsza od **v**, to mówimy że gwiazda **a** jest o dwa stopnie jaśniejsza od gwiazdy **v**, czyli:

a2v

Jeżeli zaś już po krótkiej chwili widzimy że gwiazda **a** jest wyraźnie jaśniejsza od **v**, to różnica w stopniach wyniesie trzy.

a3v

Jeżeli zaś różnica w jasności jest widoczna niemal od razu, wtedy różnica jasności w stopniach wynosi cztery.

a4v

Ogólnie ocenę jasności w stopniach możemy zapisać:

anv

gdzie **n** jest liczbą stopni odzwierciedlająca różnicę jasności między gwiazdami.

Analogicznie postępujemy gdy zmienna jest jaśniejsza od gwiazdy porównania, co ogólnie możemy zapisać:

vna

Większe różnice jasności odpowiadałyby kolejnym wartościom stopni tj. 5, 6, 7. Jednakże wraz ze wzrostem różnicy jasności dokładność tej metody maleje, gdyż zwiększa się wartość stopnia oceny jasności (liczonego w wielkościach gwiazdowych).

Dlatego przy obserwacjach tą metodą nie należy porównywać gwiazd których różnica jasności przekracza 4 – 5 stopni. Podobne oceny wykonujemy również dla innych gwiazd porównania, które możemy oznaczyć kolejnymi literami alfabetu np: **b2v, v3c** itp.

Dysponując poszczególnymi ocenami jasności, możemy utworzyć dwustronną ocenę jasności zmiennej co pozwoli potem na wyliczenie jej jasności, np:

a1v2b

Ogólnie możemy zapisać:

amvnb

gdzie **a** jest jaśniejszą gwiazdą porównania niż zmienna, a **b** słabszą gwiazdą porównania niż zmienna, a **m** i **n** wartościami stopni. Znając jasności gwiazd porównania w wielkościach gwiazdowych możemy wyliczyć jasność zmiennej korzystając ze wzoru:

$$v = \frac{m \cdot b + a \cdot n}{m + n} \qquad (1)$$

(w przypadku oceny **v0a** mamy oczywiście **v=a**).

Postępując tak ze wszystkimi użytymi gwiazdami porównania otrzymamy ciąg jasności ocenianej gwiazdy zmiennej (tj. v_1, v_2, v_3...). Biorąc średnią ze wszystkich wyliczonych jasności otrzymujemy szukaną jasność gwiazdy zmiennej w wielkościach gwiazdowych.

$$\tilde{v} = \frac{v_1 + v_2 + ... + v_k}{k} \qquad (2)$$

Przykład:
W wyniku obserwacji otrzymano następujące oceny jasności w stopniach:

a4v, b1v, v0c, v1d, v3e

tworzymy oceny dwustronne:

a4v1d **a4v3e** **b1v1d** **b1v3e** **v0c**

mając jasności gwiazd porównania:

$a = 6^m.10, b = 6^m.25, c = 6^m.37, d = 6^m.53, e = 6^m.80$ korzystamy ze wzoru (1) i otrzymujemy z pierwszej oceny:
$v_1 = 6^m.44$
z drugiej:
$v_2 = 6^m.40$
z trzeciej:
$v_3 = 6^m.39$
z czwartej:
$v_4 = 6^m.39$
z piątej:
$v_5 = 6^m.37$
zatem średnia jasność zmiennej z (2) wynosi: $\tilde{v} = 6^m.40$

4.2 Metoda Pickeringa

W metodzie tej do oceny wybieramy parę (lub kilka par) gwiazd porównania. Jedna z gwiazd w parze jest jaśniejsza od zmiennej, a druga słabsza od zmiennej, np: **a** i **b**.

Następnie przedział jasności między gwiazdami **a** i **b** dzielimy na dziesięć części (stopni), a następnie staramy się odpowiednio umiejscowić jasność zmiennej pomiędzy jasnościami gwiazd porównania. W wyniku możemy dostać jedną z następujących ocen:

a0v	**a5v5b**
a1v9b	**a6v4b**
a2v8b	**a7v3b**
a3v7b	**a8v2b**
a4v6b	**a9v1b**
	v0b

Jasność zmiennej wyliczamy podobnie jak poprzednio ze wzorów (1) i (2).

4.3 Metoda Nijlanda – Błażki

Metoda ta jest połączeniem metody Pickeringa i Argelandera. Najpierw wybieramy parę gwiazd porównania; jedną jaśniejszą drugą słabszą od ocenianej gwiazdy zmiennej. Następnie oceniamy różnicę jasności między jedną z gwiazd porównania (z reguły wybieramy tę, której jasność jest bliższa jasności zmiennej), a gwiazdą zmienną w stopniach stosując kryteria oceny z metody

Argelandera. W następnym kroku dokonujemy oceny stosunku różnic (interwałów) jasności między zmienną, a obydwiema gwiazdami porównania. Zatem jeżeli np. obserwator ocenił różnicę jasności **a–v** na dwa stopnie, a stosunek różnic jasności **v–b** i **a–v** na trzy do jednego (tzn. że różnica jasności między gwiazdami **v** i **b** jest trzy razy większa niż różnica jasności między gwiazdami **a** i **v**), to ocenę dwustronną dla tej obserwacji zapisujemy jako: **a2v6b**. Postępując analogicznie z kilkoma parami gwiazd porównania i korzystając ze wzorów (1) i (2) uzyskujemy szukaną jasność badanej gwiazdy zmiennej.

Powyższa metoda, stosowana prawidłowo daje najdokładniejsze wyniki, o ile tylko różnica jasności między gwiazdami porównania nie jest zbyt duża. W przypadku dużej różnicy jasności, możemy ograniczyć się do oceny tylko stosunku różnic jasności pomiędzy gwiazdą zmienną, a gwiazdami porównania.
Przykład:
Mamy trzy gwiazdy porównania; dwie jaśniejsze od zmiennej: $a = 8^m.2$, $b = 8^m.3$ i jedną słabszą: $c = 8^m.8$. Oceny uzyskane metodą Argelandera wyniosły:

a4v **b2v**

Stosunki różnic jasności **a–v** i **b–v** a **v–c** wyniosły z kolei:

a1v2c **b2v3c**

Zatem oceny dwustronne będą wyglądały następująco:

a4v8c **b4v6c**

Obliczone jasności zmiennej wyniosły odpowiednio: $v_1 = 8^m.4$ i $v_2 = 8^m.5$. Skąd ostatecznie średnia jasność gwiazdy zmiennej $\tilde{v} = 8^m.45$.

4.4 Metoda interpolacyjna

Metoda ta jest podobna do metody Pickeringa. W tej metodzie również wybieramy dwie gwiazdy porównania; jedną jaśniejszą, a drugą słabszą od zmiennej. Następnie określamy różnicę jasności między gwiazdami porównania w stopniach, dzieląc ją na tyle stopni na ile nam jest wygodnie. W tak utworzonym interwale staramy się z kolei umieścić jasność badanej gwiazdy zmiennej.

Ilość stopni na jaką dzielimy interwał zależy oczywiście od różnicy jasności między gwiazdami porównania. W przypadku niewielkiej różnicy tworzymy wąski interwał np: 3 stopnie, przy większych różnicach odpowiednio większy (ale bez przesady). W celu zwiększenia dokładności stosujemy kilka gwiazd porównania. Metoda ta jest zalecana w przypadku większych różnic jasności między używanymi do oceny gwiazdami porównania.

4.5 Metoda Pogsona

W tej metodzie zakładamy iż znamy z góry jasności gwiazdami porównania. Wykonując obserwację, oceniamy od razu różnicę jasności między zmienną, a gwiazdą porównania w wielkościach gwiazdowych, przyjmując że wartość jednego stopnia odpowiada różnicy jasności np: $0.^m1$. Przed przystąpieniem do obserwacji tą metodą należy wpierw nabyć wprawy w zapamiętywaniu różnic jasności $0.^m1$, $0.^m2$, $0.^m3$ itp.

Metodę Pogsona stosujemy gdy nie zależy nam na dużej dokładności obserwacji, na przykład przy obserwacjach gwiazd zmiennych długookresowych. Metody tej można również używać w przypadku gdy gwiazda zmienna jest niemal na granicy zasięgu teleskopu i nie możemy już znaleźć gwiazdy porównania słabszej od zmiennej w celu utworzenia oceny dwustronnej. Trudność w ocenianiu różnic jasności bezpośrednio w wielkościach gwiazdowych powoduje, iż metody tej nie powinni stosować mało doświadczeni obserwatorzy.

Zapis obserwacji może być podobny jak przy metodzie Argelandera tj; ocena **a2v** oznacza, że gwiazda zmienna jest słabsza o $0.^m2$ od gwiazdy **a**. Przykład:

Mamy następujące oceny jasności:

a2v
b1v
v1c
v3d

oraz jasności gwiazd porównania:
$a = 6.^m50, \quad b = 6.^m65, \quad c = 6.^m88, \quad d = 7.^m07$
zatem jasność zmiennej z poszczególnych ocen wynosi:
$v_1 = 6.^m50 + 0.^m2 = 6.^m7$
$v_2 = 6.^m65 + 0.^m1 = 6.^m75$
$v_3 = 6.^m88 - 0.^m1 = 6.^m78$
$v_4 = 7.^m07 - 0.^m3 = 6.^m77$
stąd jasność zmiennej (średnia ze wzoru (2)):
$\tilde{v} = 6.^m75$

4.6 Dokładność obserwacji

Przeciętna dokładność ocen jasności (czyli wartość jednego stopnia w wielkościach gwiazdowych) u większości obserwatorów waha się w okolicach $0.^m1$. U początkujących obserwatorów dokładność obserwacji jest oczywiście mniejsza i wynosi około $0.^m4 - 0.^m3$, ale jeśli prowadzimy obserwacje systematycznie dokładność szybko wzrasta do wielkości około $0.^m1$, a u niektórych bardziej doświadczonych obserwatorów może osiągnąć wartość nawet $0^m.05$ – $0^m.04$. Należy jednak mieć na uwadze, iż jest to tylko wartość jednego stopnia oceny jasności i nie jest równoważna dokładności wyznaczenia jasności ocenianej gwiazdy zmiennej, która jest z reguły mniejsza, a wynika to stąd, że w błędzie oceny jasności są zawarte wpływy błędów systematycznych.

5 PRZYGOTOWANIE OBSERWACJI

5.1 Program obserwacyjny

Przed przystąpieniem do obserwacji ważną rzeczą jest ułożenie sobie programu obserwacyjnego. Dobór gwiazd zmiennych jakie będzie obserwował dany obserwator zależy od kilku czynników, takich jak np. posiadany instrument, doświadczenie obserwacyjne czy posiadane mapki okolic zmiennych. Przy wyborze zmiennych należy także uwzględnić amplitudę, czas trwania zmian jasności oraz położenie na niebie. Przy określaniu widoczności gwiazd w zależności od pory roku i długości nocy może być pomocna obrotowa mapa nieba wydawana przez PTMA.

Początkujący obserwatorzy powinni zaczynać swoje obserwacje od gwiazd regularnie zmieniających jasność o amplitudach większych od $1.^m0$ i stosunkowo jasnych. Początkowo należy wybrać niewiele (około dziesięciu) gwiazd, zaś w miarę zdobywania wprawy program można rozszerzyć do kilkudziesięciu gwiazd zmiennych.

Ponieważ u początkujących obserwatorów występują duże różnice przy ocenie jasności zmiennej, najlepiej zacząć od obserwacji gwiazd zmiennych zaćmieniowych o dużych amplitudach w okolicach minimum głównego lub jasnych gwiazd długookresowych typu Mira Ceti. Gwiazdy długookresowe posiadają duże amplitudy zmian jasności i jednocześnie długi okres zmienności, tak że nawet dłuższy okres niepogody nie może wiele przeszkodzić w obserwacjach.

W przypadku gwiazd regularnie zmieniających jasność często warto też wyliczyć przewidywany moment maksimum (lub minimum) jasności, dzięki czemu możemy ustalić kiedy należy rozpocząć obserwacje. Później możemy porównać obserwowany moment maksimum (minimum) z obliczonym z efemerydy. Niedopuszczalne jest jednak sugerowanie się efemerydą przy prowadzeniu obserwacji. Wskazane jest także, aby podczas obserwacji gwiazda zmienna była położona wyżej niż około 20 stopni nad horyzontem, gdyż niżej pochłanianie światła przez atmosferę powoduje znaczne zafałszowanie jasności obserwowanych gwiazd.

Jeżeli obserwator nabył już pewnego doświadczenia w obserwacjach i chce rozszerzyć swój program obserwacyjny to warto, aby wybierał gwiazdy słabo zbadane lub te których obserwacje są pożądane, np. ze względu na interesujący charakter zmienności. Mapki okolic kilkudziesięciu gwiazd zmiennych różnych typów zamieszczone są na końcu książki.

5.2 Korzystanie z efemeryd

W efemerydach i katalogach gwiazd zmiennych dla gwiazd zmiennych pulsujących (z wyjątkiem gwiazd RV Tauri) podaje się momenty maksimum jasności. Mając okres zmienności możemy znaleźć momenty maksimów w interesującym nas okresie, korzystając ze wzoru:.

$$Max = M_0 + P \cdot E \qquad (3)$$

gdzie: M_0 – moment maksimum z efemerydy, E – numer cyklu.
Momenty maksimów są podawane w tzw. **dobach juliańskich.** Za początek rachuby juliańskiej przyjęto początek roku 4713 p.n.e.
Uwaga: Początek doby juliańskiej wypada w południe czasu uniwersalnego (UT). Zatem:
2448100.0 oznacza południe dnia 27 lipca 1990 roku.
natomiast
2448105.5 północ z 1 na 2 sierpnia 1990 roku.
Przykład:

Chcemy sprawdzić czy zmienna długookresowa W Andromedae będzie miała maksimum w okresie najlepszej widoczności gwiazdozbioru Andromedy tj. w okresie jesień – zima 1990 roku. Znajdujemy moment maksimum w efemerydzie dla tej zmiennej.
Max=2443504
Okres zmienności wynosi 396 dni.

Następnie do momentu maksimum z efemerydy dodajemy dwanaście razy okres gwiazdy (E=12) i otrzymujemy moment maksimum:
Max=2448256

Moment ten odpowiada dacie 30.12.1990 roku, a zatem nasza zmienna będzie miała maksimum w zakładanym przedziale czasu. Obliczony moment maksimum jest oczywiście tylko przybliżony gdyż wiele gwiazd lubi się "spóźniać" lub "śpieszyć" względem obliczonych momentów, dlatego nie wolno sugerować się obliczoną efemerydą przy obserwacjach.

Niekiedy konieczne jest również orientacyjne wyznaczenie minimum jasności. W tym celu korzystamy z podanego w efemerydzie bądź katalogu *stopnia* *asymetryczności krzywej jasności* oznaczanego jako $\mathbf{M} - \mathbf{m}$ i postępujemy analogicznie jak przy wyliczaniu maksimum, tyle że w wyniku otrzymamy moment minimum jasności.

Zatem, jeżeli chcemy obserwować daną gwiazdę w maksimum (minimum) jasności, to musimy nasze obserwacje rozpocząć odpowiednio wcześnie w zależności od szybkości i charakteru zmienności gwiazdy. Dla przykładu: obserwacje zmiennych długookresowych należy rozpocząć na kilka tygodni lub miesięcy przed przewidywanym maksimum, a obserwacje wystarczy przeprowadzać raz na kilka dni.

Gwiazdy typu RR Lyrae trzeba z kolei obserwować kilkakrotnie w ciągu nocy. U gwiazd zaćmieniowych typu Algola (EA) obserwacje przeprowadzamy w okolicach minimum głównego zaczynając obserwacje, mniej więcej w momencie początku zaćmienia, czyli w momencie czasu: $\mathrm{t} = \mathrm{t}_{min} - \frac{D}{2}$. Częstotliwość obserwacji jest tu zależna od okresu gwiazdy i amplitudy zmian jasności.

Gwiazdy zaćmieniowe typu EB i EW obserwujemy również poza minimami. Efemerydy dla gwiazd zaćmieniowych i zmiennych typu RR Lyr, są publikowane w *Roczniku Astronomicznym Obserwatorium Krakowskiego*, a dla cefeid i jaśniejszych zmiennych długookresowych, także w *Kalendarzu Miłośnika Astronomii* wydawanego przez PTMA.

5.3 Instrumenty obserwacyjne.

Jak już było wspomniane, wybór gwiazd zmiennych, które będziemy obserwować zależy w dużej mierze od posiadanego instrumentu. Na naszych szerokościach geograficznych do obserwacji gołym okiem nadaje się około 20 gwiazd zmiennych. Jednakże już użycie do obserwacji lornetki pryzmatycznej w istotny sposób zwiększa liczbę dostrzegalnych gwiazd zmiennych.

Im większym (w odniesieniu do średnicy obiektywu) instrumentem dysponuje obserwator tym słabsze gwiazdy może obserwować. Teoretyczny zasięg posiadanej lunety czy teleskopu można wyliczyć ze wzoru:

$$m_{teor} = 2 + 5 \cdot logD \qquad (4)$$

gdzie: D – średnica obiektywu w milimetrach.
Poniższa tabela podaje zasięg dla kilku wybranych średnic obiektywów.

D	30	50	100	150	200	250	300
m	$9.^m4$	$10.^m5$	$12.^m0$	$12.^m9$	$13.^m5$	$14.^m0$	$14.^m4$

Praktyczny zasięg instrumentu zależy nie tylko od średnicy obiektywu, ale także od jakości używanych okularów i stosowanego powiększenia. Zasięg najlepiej sprawdzić na kilku gromadach gwiazdowych w których gwiazdy mają wyznaczone fotometrycznie jasności lub posługując się gwiazdami Północnego Ciągu Biegunowego (NPS).

Do obserwacji gwiazd zmiennych nadaje się właściwie każda luneta czy teleskop. Jednakże lepiej jest gdy używany instrument posiada dosyć duża światłosiłę i duże pole widzenia, dzięki czemu ewentualne gwiazdy porównania będą znajdować się w jego polu widzenia. Do obserwacji jasnych gwiazd zmiennych (4 – 8 wielkości gwiazdowej) najlepiej nadają się lornetki, do słabszych lunety i teleskopy.

Jeżeli nie znamy pola widzenia naszego instrumentu to możemy je łatwo zmierzyć. W tym celu wystarczy zmierzyć czas przejścia gwiazdy przez średnicę pola widzenia lunety, a następnie skorzystać ze wzoru:

$$\alpha = 15 \cdot t \cdot cos\delta \qquad (5)$$

gdzie: t – czas przejścia w minutach, δ – deklinacja gwiazdy, α – średnica pola w minutach kątowych.
Dla gwiazd leżących blisko równika niebieskiego $cos\delta \approx 1$ i wzór upraszcza się do: α=15·t.

6 BŁĘDY OBSERWACYJNE

Każdy pomiar fizyczny czy obserwacja jest zawsze obarczony pewnymi niedokładnościami wynikającymi ze skończonej dokładności przyrządu pomiarowego oraz czynników zewnętrznych. Takie niedokładności nazywamy *błędami*. Błędy możemy podzielić na błędy przypadkowe i błędy systematyczne.

Błędy przypadkowe będą pojawiały się zawsze podczas obserwacji i nie możemy tego uniknąć. Możemy jednak starać się jak najbardziej zmniejszyć ich negatywny wpływ, poprzez staranne stosowanie właściwych metod obserwacji. Na przykład, jednym ze źródeł błędu przypadkowego może być fakt, że jedna (lub więcej) używanych gwiazd porównania, sama może być nieznaną gwiazdą zmienną, a co oczywiście fałszuje nasze obserwacje. Dlatego dobrze jest dokonywać co pewien czas ocen jasności między samymi gwiazdami porównania. Aby zminimalizować wpływ błędów przypadkowych, bardzo wskazane jest wykonywanie oceny jasności gwiazdy zmiennej przy użyciu kilku gwiazd porównania.

Więcej kłopotu sprawiają błędy systematyczne, ale i wpływ tychże można zmniejszyć jeżeli znamy przyczynę ich powstawania. Najważniejsze z nich będą omówione poniżej.

6.1 Błąd barwy

Już w XIX stuleciu zauważono, iż gwiazdy czerwone wydają się jaśniejsze w stosunku do gwiazd innej barwy w większych instrumentach, niż w małych (choć jest to różne u różnych obserwatorów). Również na ocenę jasności zmiennej, wpływa barwa używanych gwiazd porównania, tzn. otrzymamy inną wartość jasności gwiazdy zmiennej (o jakiejś ustalonej barwie) używając czerwonych gwiazd porównania (późnych typów widmowych), a inną jeżeli gwiazdy porównania będą niebieskie (wczesnych typów widmowych). Zjawiska te są spowodowane właśnie istnieniem *błędu barwy*.

Istnienie tego błędu wynika stąd, że oko ludzkie nie jest jednakowo czułe we wszystkich barwach i gwiazdy czerwone będą postrzegane jako jaśniejsze niż wynikało by to z pomiarów fotometrycznych. Podobnie jest, gdy zmienna jest obserwowana różnymi pod względem średnicy i światłosiły obiektywu instrumentami. Wpływ tego błędu można zminimalizowć stosując do ocen gwiazdy porównania o barwie (typie widmowym) zbliżonej do barwy gwiazdy zmiennej lub też, możemy nie stosować do obserwacji gwiazd porównania zdecydowanie różniących się barwą od zmiennej.

6.2 Błąd położenia

Błędem położenia nazywamy błąd systematyczny, którego wielkość zależy od wzajemnego położenia linii łączącej oczy obserwatora i linii łączącej gwiazdę zmienną z gwiazdą porównania. Przyczyną powstawania tego błędu jest różna wrażliwość na światło różnych części oka. Wpływ tego błędu można zminimalizować w ten sposób, że podczas każdej obserwacji staramy się, aby linia łącząca oczy była równoległa do linii łączącej gwiazdę zmienną z gwiazdą porównania.

6.3 Błąd tła

Błędem tła nazywamy błąd powstający przy obserwacji zmiennej raz na ciemnym, a raz na rozjaśnionym (najczęściej przez Księżyc) tle nieba. Wpływ jasności tła jest szczególnie wyraźny przy obserwacjach gwiazd czerwonych i może dochodzić nawet do kilku dziesiątych wielkości gwiazdowej.

Błąd ten można wyeliminować przy systematycznych obserwacjach danej gwiazdy zmiennej, gdyż po wykreśleniu krzywej zmian jasności najczęściej okazuje się iż gwiazda "pulsuje" z okresem około 29 dni. Jednakże najlepszym rozwiązaniem jest w ogóle unikać obserwacji w czasie, kiedy Księżyc jest w pobliżu pełni, lub kiedy sami uznamy że tło nieba jest zbyt jasne i może istotnie wpłynąć na obserwacje (Np: podczas tzw. "białych nocy" w czerwcu).

6.4 Błąd interpolacji

Już w XIX wieku Argelander obserwując gwiazdy zmienne zauważył że jeżeli pomiędzy używane do obserwacji dwie gwiazdy porównania **a** i **b** "wstawi" trzecią gwiazdę porównania **c** o jasności zawartej między jasnościami gwiazd **a** i **b** i będzie porównywał jasność w stopniach między **a** i **c** oraz **c** i **b** to wypadkowa różnica w stopniach między **a** i **b** będzie większa w drugim przypadku niż przy bezpośrednim porównywaniu gwiazd **a** i **b**.

Inaczej mówiąc, przy ocenach stopniowych dokładność oceny jasności maleje wraz ze wzrostem różnicy jasności między obserwowanymi gwiazdami. Po prostu oko ocenia dokładniej mniejsze różnice jasności niż większe. Innym przejawem tego błędu jest "unikanie" przez obserwatora niektórych ocen np: **a3v5b**, **a1v5b** itp.

Błąd interpolacji jest trudny do usunięcia, a niestety wpływa na otrzymywaną z obserwacji jasność zmiennej. Aby zmniejszyć wpływ błędu interpolacji na wyniki obserwacji, należy w miarę możliwości wykonywać oceny jasności gwiazdy zmiennej stosując kilka gwiazd porównania.

6.5 Równanie światła

Ziemia z której dokonujemy naszych obserwacji porusza się wokół Słońca, a zatem w czasie ruchu orbitalnego raz zbliżamy się do gwiazdy zmiennej, kiedy indziej oddalamy. Zatem światło biegnące od tej gwiazdy przy różnych położeniach Ziemi na orbicie będzie miało różną drogę do przebycia.

W najniekorzystniejszym przypadku różnica może dochodzić do 16 minut, dlatego wszystkie obserwacje trzeba zredukować "na Słońce", otrzymując heliocentryczne momenty obserwacji. Poprawka ta wynikająca ze skończonej prędkości światła zwana *równaniem światła* ma znaczenie dla gwiazd krótkookresowych, w szczególności zaćmieniowych.

Równanie światła nie należy do błędów systematycznych, ale nieuwzględnienie tej poprawki obniża dokładność wyznaczenia momentów minimów gwiazd zaćmieniowych (zwłaszcza tych o najkrótszych okresach), i może prowadzić do błędnych wniosków odnośnie zachowania się okresu gwiazdy w czasie.
Analityczna postać tego równania jest następująca:

$$\Delta t \ (w\ dobach) \ = \ -0.0058 \cdot cos(L_{\odot} \ - \ \lambda) \cdot cos\beta \qquad (6)$$

gdzie: λ – długość ekliptyczna zmiennej, β – szerokość ekliptyczna zmiennej, $L_{\odot}$ – długość ekliptyczna Słońca w momencie obserwacji. Jak widać największa różnica mogże wystąpić dla gwiazd leżących na ekliptyce ($\beta = 0$, cos$\beta = 1$).

Postać analityczna równania nie jest zbyt wygodna do obliczeń, dlatego stosuje się specjalne tablice i nomogramy. W warunkach amatorskich w zupełności wystarcza graficzne wyznaczenie tej poprawki przy pomocy nomogramu Zwieriewa, załączonego na końcu książki. Sposób posługiwania się nomogramem jest następujący. Na nomogramie jest podana siatka współrzędnych równikowych; rektascenzji i deklinacji. Dla gwiazd z południowej półkuli nieba, godziny rektascensji podane są w nawiasach i mają znak (s). Badaną gwiazdę nanosimy na nomogram według jej współrzędnych. Następnie należy odrysowaną spod nomogramu wskazówkę ze skalą, umieścić na szpilce tak, aby punkt zerowy wypadał w biegunie ekliptyki, oznaczonym grubym punktem i literą B. Na obwodzie nomogramu znajdują się dwa koła z datami, dla gwiazd północnej półkuli jest to koło zewnętrzne, a dla gwiazd półkuli południowej wewnętrzne (miesiące oznaczane cyframi rzymskimi). Chcąc odczytać równanie światła dla jakiejś daty, należy obrócić wskazówkę tak, aby jej ostry koniec wskazywał żądaną datę. Linia prostopadła do wskazówki i przechodząca przez pozycję naszej gwiazdy na nomgramie wskaże na skali wskazówki szukaną wartość równania światła.

Poprawkę wynikającą z eliptyczności orbity Ziemi pomijamy, gdyż daje minimalny wkład (8 sekund).

7 PROWADZENIE OBSERWACJI

7.1 Stanowisko obserwacyjne

Do obserwacji gwiazd zmiennych najlepiej nadają się miejsca odległe od dużych miast i skupisk świateł , a najlepiej położone w górach. Jeżeli nie jest to możliwe, należy sobie znaleźć miejsce przynajmniej osłonięte od bocznych świateł .

Obserwator powinien mieć oprócz teleskopu czy lunety; dokładnie chodzący zegarek oraz zeszyt obserwacyjny, a także ewentualnie słabo świecącą latarkę służącą do odczytywania mapek i robienia zapisów w zeszycie obserwacyjnym. W zeszycie obserwacyjnym notujemy przede wszystkim oceny jasności gwiazd zmiennych wraz z momentami czasu. Oprócz tego odnotowujemy jakim instrumentem dokonywaliśmy obserwacji, używaną metodę oceny jasności oraz ewentualnie uwagi dotyczące położenia i fazy Księżyca. Oprócz tego w rubryce "uwagi" możemy odnotowywać inne zjawiska zauważone podczas obserwacji (przeloty bolidów, zorzę polarną) lub spostrzeżenia dotyczące samopoczucia czy stanu pogody (ogólnie: warunki obserwacji).

Instrument którym dokonujemy obserwacji, powinien znajdować się na statywie lub być w jakiś inny sposób unieruchomiony, aby wyeliminować drgania obrazu. Uwaga ta dotyczy także lornetek.

7.2 Prowadzenie obserwacji

1.) Przed przystąpieniem do obserwacji należy najpierw przyzwyczaić wzrok do ciemności. Wstępna adaptacja oka trwa około 10 minut, ale wyraźne zwiększenie czułości następuje po upływie około 20 – 30 minut. Również na mniej więcej godzinę przed przystąpieniem do obserwacji należy wystawić teleskop na zewnątrz, aby temperatura obiektywu zrównała się z temperaturą powietrza. Jest to istotne szczególnie zimą. W przeciwnym bowiem razie obrazy gwiazd będą zupełnie rozmyte.

Po tych wstępnych przygotowaniach możemy przystąpić do obserwacji. Na podstawie mapki okolicy zmiennej, znajdujemy ją i identyfikujemy gwiazdy porównania. Następnie dokonujemy ocen jasności wybraną metodą, zapisując oceny i momenty czasu nalepiej bezpośrednio do zeszytu obserwacyjnego. Obserwacje niepewne lub wykonanane w niekorzystnych warunkach oznaczamy dodatkowo dwukropkiem : .

Przy odczytywaniu mapek, zegarka i notowaniu obserwacji, może być pomocna słabo świecąca latarka, ale bez barwnych filtrów aby nie uczulać oczu na barwę. Ważne jest aby podczas obserwacji w ogóle unikać jasnego światła, ponieważ odzwyczajamy wtedy oczy od ciemności.

2.) Podczas oceniania jasności zmiennej z gwiazdą (gwiazdami) porównania linia łacząca oczy obserwatora powinna być w przybliżeniu równoległa do linii łączącej gwiazdę zmienną z gwiazdą (gwiazdami) porównania. Jest to konieczne w związku z występowaniem tzw. **błędu położenia** (Niestety, trzeba się trochę pogimnastykować przy teleskopie).

3.) Jeżeli gwiazda porównania nie znajduje się w polu widzenia teleskopu należy przesuwać teleskop to na zmienną to na gwiazdę porównania starając się zapamiętać ich jasności. Należy jednak unikać takich sytuacji gdyż otrzymujemy wtedy ocenę o małej dokładności. Oceny jasności należy dokonywać dosyć szybko. Nie należy się długo wpatrywać w gwiazdy gdyż męczy to oko i obniża wartość obserwacji. Gdy mamy trudności z dokonaniem oceny to należy przerwać obserwację i na kilka chwil odejść od instrumentu. Po krótkiej przerwie staramy się na nowo dokonać oceny.

4.) Przy obserwacjach słabych gwiazd będących na maksymalnym zasięgu teleskopu można posłużyć się tak zwaną *metodą zerkania*. Metoda ta polega na tym, że nie patrzymy na gwiazdę wprost lecz w bok o około 10 – 20 stopni. Światło gwiazdy pada wtedy na bardziej czułą na światło (a mniej na barwę) część oka, niż przy patrzeniu wprost. Dokładność obserwacji wykonywanych tą metodą jest jednak niższa niż przy obserwacjach normalnych.

Inną przydatną metodą może być *metoda pozaogniskowa*, (ang. "out of focus"). W metodzie tej rozogniskowujemy obrazy gwiazd tak że przybierają kształt rozmytych tarczek, a następnie dokonujemy oceny jasności między gwiazdą zmienną, a gwiazdami porównania. Metodę tę możemy stosować gdy mamy trudności z dokonaniem oceny np. przy obserwacjach gwiazd zmiennych o barwie czerwonej. Oko bowiem łatwiej ocenia różnicę oświetleń dwóch świecących powierzchni niż różnicę jasności źródeł punktowych.

Również przy obserwacjach słabych gwiazd, gdy nie jesteśmy pewni, która gwiazda jest jaśniejsza, a która słabsza, możemy wspomóc się tą metodą, gdyż przy rozogniskowywaniu obrazów gwiazd, gwiazda słabsza przestanie być widoczna najpierw.

Przy obserwacjach słabych gwiazd na granicy widoczności, może nieco też dopomóc stosowanie okularów dających większe powiększenia, ponieważ przy dużych powiększeniach obserwowane tło nieba staje się ciemniejsze co ułatwia dostrzeżenie bardzo słabych gwiazd. W przypadku gdy dana gwiazda zmienna osłabnie tak dalece, że nie możemy jej dostrzec przez posiadany instrument, wtedy odnotowujemy jasność najsłabszych dostrzegalnych gwiazd porównania, zapisując jednocześnie iż zmienna była słabsza od najsłabszej gwiazdy porównania np. $\mathbf{v} < 10^m.5$.

5.) Do obserwacji gwiazd zmiennych zalecane jest używanie tego samego instrumentu i tego samego powiększenia. Jest to związane z istnieniem **błędu barwy**. Stosowanie tego samego instrumentu pozwola zachować jednorodność obserwacji i zmniejszenie wpływu tego błędu. Jeżeli jednak już musimy zmienić instrument, to warto przez pewien czas obserwować obydwie gwiazdy przez obydwa instrumenty, aby móc później skorelować jasności zmiennej widziane w obu przyrządach.

Nie należy także raczej wykonywać obserwacji podczas jasnych księżycowych nocy; dotyczy to zwłaszcza obserwacji gwiazd o czerwonej barwie (wpływ **błędu tła** i **błędu barwy**).

6.) Aby zwiększyć dokładność obserwacji należy wykonać oceny jasności posługując się kilkoma gwiazdami porównania, a z uzyskanych w ten sposób kilku jasności zmiennej wyliczamy jej jasność średnią (por. rozdział "o metodach obserwacji"). Nie wolno przy wykonywaniu ocen sugerować się podanymi na mapce jasnościami gwiazd porównania. Nie wolno także pamiętać ani sugerować się efemerydą; dotyczy to również pamiętania ocen badanej gwiazdy zmiennej wykonanych poprzednich nocy. Wszystkie wykonane oceny po wpisaniu do zeszytu obserwacyjnego należy jak najszybciej zapomnieć.

7.) Przy obserwacjach rozbłysków u gwiazd rozbłyskowych (typu UV Ceti), ze względu na krótki czas trwania zjawiska, zalecane jest korzystanie z pomocy drugiej osoby (sekretarza), która notuje oceny obserwatora i momenty czasu.

7.3 Czas

Czas jest ważnym elementem w obserwacjach gwiazd zmiennych. Momenty obserwacji dla gwiazd zmiennych muszą być odnotowywane z dokładnością odpowiednią do szybkości zmian jasności danej gwiazdy zmiennej. W związku z tym gwiazdy możemy z grubsza podzielić na cztery grupy:

1. Dla gwiazd o okresie zmienności poniżej 3 dni dokładność momentów

obserwacji nie może być gorsza od 0.001 doby (ok. 1 minuty).

2. Przy obserwacjach gwiazd pulsujących o okresach dłuższych od 3 dni i gwiazd zaćmieniowych o okresach dłuższych od 20 dni dokładość nie może być gorsza od 0.01 doby (ok. 10 minut).

3. Przy obserwacjach gwiazd typu Mira Ceti i innych gwiazd długookresowych wystarcza dokładność 0.1 doby, a nawet mniejsza.

4. Przy obserwacjach gwiazd typu UV Ceti momenty obserwacji należy podawać z dokładnością 0.1 minuty.

Momenty obserwacji wyrażamy w tzw. *czasie uniwersalnym* (UT). Aby z zegarka odczytać moment w czasie uniwersalnym wystarczy od czasu wskazywanego przez zegarek odjąć 1 godzinę w porze jesienno–zimowej (gdy obowiązuje w Polsce czas środkowoeuropejski (zimowy)) i 2 godziny w porze wiosenno–letniej (wtedy gdy obowiązuje czas wschodnioeuropejski (letni)).

8 OPRACOWANIE OBSERWACJI

Najważniejszym rezultatem obserwacji gwiazd zmiennych, jest wykreślenie krzywej zmian jasności gwiazdy zmiennej w czasie. Aby przystąpić do wykreślania krzywej musimy dokonać następującej wstępnej obróbki danych:
1. Wyliczamy jasność zmiennej z ocen stopniowych.
2. Wyznaczamy momenty obserwacji zmiennej w dobach juliańskich.
3. Dla gwiazd szybkozmiennych uwzględniamy równanie światła.

8.1 Wykreślenie krzywej zmian jasności

Mając nasze obserwacje już wstępnie opracowane, możemy przystąpić do wykreślenia krzywej zmian jasności. Na osi poziomej wykresu odkładamy czas (np. w dobach), a na osi pionowej jasność zmiennej w wielkościach gwiazdowych. Następnie odkładamy na wykresie punkty odpowiadające naszym obserwacjom. Punkty na wykresie tworzą obraz zmienności jasności gwiazdy w czasie. Możemy teraz poprowadzić przez nie linię ciągłą (aczkolwiek nie jest to konieczne), która jest szukaną krzywą zmian jasności. W przypadku gwiazd okresowych szybkozmiennych trudno jest uzyskać indywidualną krzywą zmian jasności dla poszczególnych cykli.

Aby więc uzyskać wiarygodny przebieg zmian jasności można zrzutować (jeśli tylko znamy okres zmienności gwiazdy) szereg obserwacji z sąsiednich cykli na jeden wspólny i otrzymać w ten sposób *średnią krzywą* zmian jasności. Dla gwiazd zaćmieniowych typu Algola tworzenie średniej krzywej zmian jasności, odbywa się w zasadzie tylko dla okolic minimum głównego.

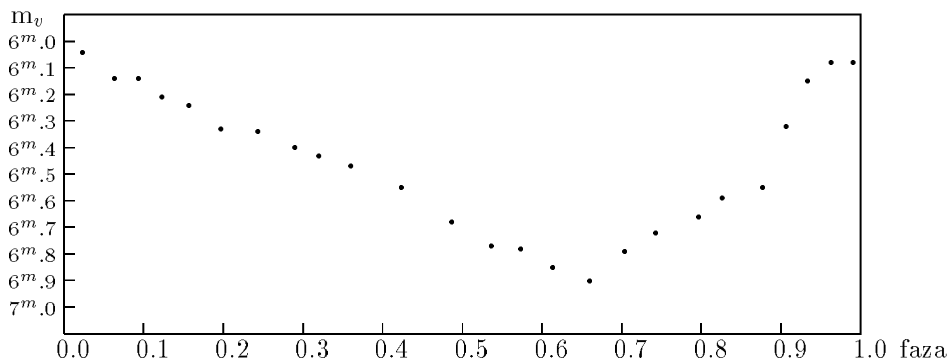
Na początek redukujemy wszystkie obserwacje do jednego cyklu zmienności, poprzez wyliczenie dla każdej obserwacji fazy f ze wzoru:

$$f_i = (T_i - T_0) - P \cdot E \qquad (7)$$

gdzie:
T_i – oznacza moment i-tej obserwacji, T_0 – dowolnie wybrany moment startowy. P – okres zmian jasności, E – największą z liczb całkowitych, spełniających powyższe równanie. Nanosimy teraz nasze sfazowane jasności na wykres, mający na osi poziomej fazę, a na osi pionowej jasność gwiazdy. Otrzymujemy w ten sposób zbiór punktów wykazuje z reguły dość duży

rozrzut, wynikający stąd, że obserwacje są obarczone błędami. Otrzymany obraz możemy poprawić, uśredniając obserwacje o zbliżonych fazach.

W zależności od ilości obserwacji, uśredniania dokonujemy w dłuższych lub krótszych przedziałach fazowych. Najlepiej jeżeli we wszystkich uśrednianych przedziałach znajduje się jednakowa liczba punktów obserwacyjnych. Poniżej podany jest przykład takiej sfazowanej i uśrednionej krzywej zmian jasności.



Zintegrowana krzywa zmian jasności X Cygni (wg J. Speila)

W przypadku gwiazd zaćmieniowych mających symetryczny kształt krzywej zmian jasności możemy, przy tworzeniu krzywej, wykorzystać niejako dwa razy obserwacje z poszczególnych gałęzi krzywej zmian jasności, stosując w tym celu *metodę kalkową* obmyśloną przez K. Kordylewskiego.

Jeżeli mamy obserwacje dla kilku minimów to znając okres gwiazdy możemy "zrzucić" je niejako na jeden wykres. Natępnie zaznaczamy nasze obserwacje na papierze milimetrowym i na kalce razem z osią czasu i jednostkami. Odwracamy kalkę na drugą stronę tak aby osie czasu pokrywały się i przesuwamy równolegle wzdłuż osi czasu, aż obserwacje pokryją się możliwie najdokładniej. Suma tych dwóch wykresów daje nam szukaną krzywą zmian jasności, z której możemy wyznaczyć minimum jasności, biorąc średnią arytmetyczną z pokrywających się momentów na osi czasu.

Przykład: Obserwacje zmiennej zaćmieniowej RZ Cassiopeae.

Poniżej zostały przedstawione obserwacje zmiennej zaćmieniowej RZ Cassiopeae. Jest to stosunkowo jasna zmienna typu Algola, o dość dużej amplitudzie zmian jasności w minimum głównym (około $1^m.5$, a więc dogodna do obserwacji amatorskich), a jednocześnie krótkim okresie orbitalnym co pozwala na uzyskanie wielu obserwacji w krótkim okresie czasu. Poniższe obserwacje wykonane zostały dla okolic pięciu minimów głównych tej gwiazdy.

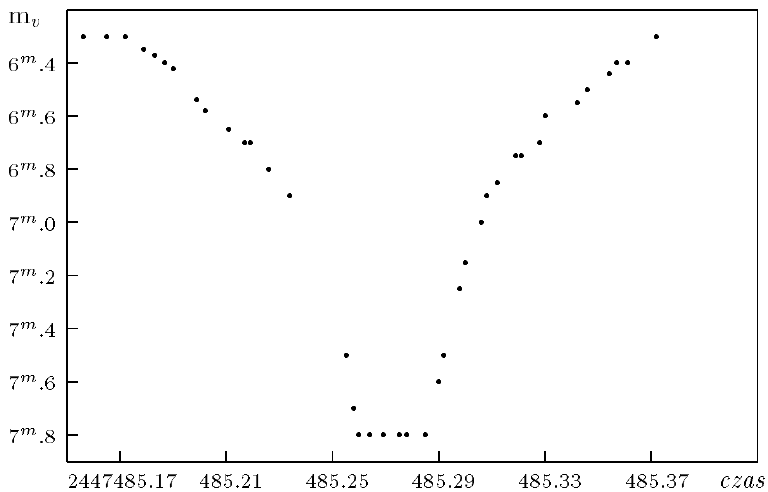
Uzyskane jasności zostały podane wraz z momentami czasu w rachubie juliańskiej już poprawionymi na równanie światła (w tym przypadku poprawka wynosiła $\Delta t = +0.^d004$).

Data J.D.	m_v	Data J.D.	m_v	Data J.D.	m_v	Data J.D.	m_v
2447436.265	7.8	2447437.39	6.42	2447455.385	7.8	2447485.255	7.5
2447436.28	7.8	2447437.399	6.54	2447455.399	7.8	2447485.269	7.8
2447436.351	6.5	2447437.411	6.65	2447455.406	7.8	2447485.298	7.25
2447436.362	6.4	2447437.419	6.70	2447455.413	7.5	2447485.306	7.0
2447436.377	6.3	2447437.426	6.8	2447473.341	7.6	2447485.321	6.7
2447437.356	6.3	2447437.434	6.9	2447473.35	7.15	2447485.328	6.7
2447437.365	6.3	2447455.308	6.4	2447473.358	6.9	2447485.342	6.55
2447437.372	6.3	2447455.323	6.58	2447473.362	6.85	2447485.354	6.44
2447437.379	6.35	2447455.338	6.7	2447473.369	6.75	2447485.361	6.4
2447437.383	6.37	2447455.379	7.7	2447473.38	6.6		

Znając okres gwiazdy wynoszący P=1.1952 doby, sprowadzamy wszystkie obserwacje na okres jednego z minimów (korzystając np. ze wzoru (7)), uporządkowując je jednocześnie względem czasu. W wyniku otrzymamy ciąg obserwacji przedstawiony w poniższej tabeli:

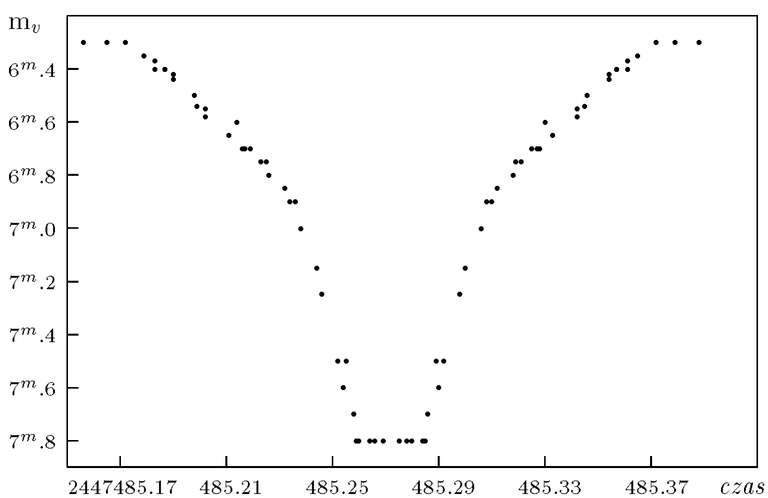
Data J.D.	m_v	Data J.D.	m_v	Data J.D.	m_v	Data J.D.	m_v
2447485.156	6.3	2447485.217	6.7	2447485.278	7.8	2447485.321	6.75
2447485.165	6.3	2447485.219	6.7	2447485.285	7.8	2447485.328	6.7
2447485.172	6.3	2447485.226	6.8	2447485.29	7.6	2447485.33	6.6
2447485.179	6.35	2447485.234	6.9	2447485.292	7.5	2447485.342	6.55
2447485.183	6.37	2447485.255	7.5	2447485.298	7.25	2447485.346	6.5
2447485.187	6.4	2447485.258	7.7	2447485.30	7.15	2447485.354	6.44
2447485.19	6.42	2447485.26	7.8	2447485.306	7.0	2447485.357	6.4
2447485.199	6.54	2447485.264	7.8	2447485.308	6.9	2447485.361	6.4
2447485.202	6.58	2447485.269	7.8	2447485.312	6.85	2447485.372	6.3
2447485.211	6.65	2447485.275	7.8	2447485.319	6.75		

Mając już obserwacje w takiej postaci, możemy przystąpić do wykreślenia krzywej zmian jasności (będzie to oczywiście średnia dla pięciu obserwowanych minimów):



Krzywa jasności zaćmienia RZ Cassiopeae

Następnie stosując opisaną powyżej metodę kalkową otrzymujemy ostateczną krzywą zmian jasności w minmum głównym z której wyliczamy moment minmum gwiazdy zaćmieniowej.

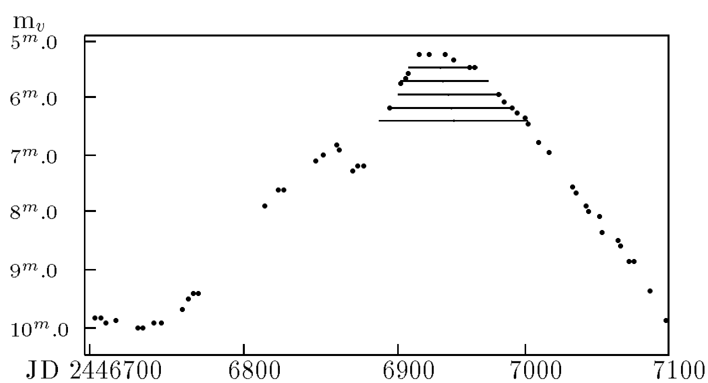


Krzywa jasności zaćmienia RZ Cassiopeae po zastosowaniu metody kalkowej

Wyznaczony z obserwacji moment minimum wyniósł J.D. 2447485.272.

8.2 Wyznaczenie ekstremum jasności gwiazd pulsujących

Jeżeli gwiazda zmienna ma niesymetryczną krzywą zmian jasności, to po wykreśleniu tej krzywej możemy wyznaczyć moment maksimum *metodą Pogsona*. W tym celu należy połączyć sąsiednie gałęzie krzywej zmian jasności równoległymi do osi czasu odcinkami, wyznaczyć ich środki i poprowadzić przez nie linię, aż do przecięcia z krzywą jasności tak jak na rysunku. Punkt przecięcia będzie przybliżonym momentem maksimum. Analogicznie postępujemy gdy chcemy wyznaczyć moment minimum jasności. Dokładność tej metody nie jest zbyt duża; nieco tylko mniejsza od $0^d.1$, ale w warunkach amatorskich z reguły wystarczająca.



Krzywa T Cephei z wyznaczonym maksimum (z obserwacji J. Speila)

9 LITERATURA

P. Parenago, B. Kukarkin, Pieremiennyje zwiezdy i metody ich nabljudienija, Moskwa, 1948.
W. Cesewicz, Metody issliedowanija pieremiennych zwiezd, Nauka, Moskwa, 1971.
L. Campbell, L. Jacchia, The story of variable stars, The Blackiston Company, Philadelphia, 1941.
J.S. Glasby, Variable stars, Harvard University Press, Cambridge, 1969.
P. Kulikowski, Poradnik miłośnika astronomii, PWN, Warszawa 1976.
M. Kubiak, Gwiazdy i materia międzygwiazdowa, PWN, Warszawa, 1994.
A. Niedzielski, Metody wizualnych obserwacji gwiazd zmiennych, Urania 5/1988 s.140
C. Scovil, The AAVSO Variable Star Atlas, Cambridge, Massachusetts, 1990.
S. Brzostkiewicz, Obserwujemy nasze niebo, Nasza Księgarnia, Warszawa, 1988.
Z. Dworak, Z astronomią za pan brat, Iskry, Warszawa, 1989.
A. Lisicki, Instrukcja dla obserwatorów gwiazd zmiennych, PTMA, Kraków 1985.

10 ZAŁĄCZNIKI

10.1 Raport obserwacyjny AAVSO

AAVSO (American Association of Variable Star Observers) jest organizacją zrzeszającą obseratorów gwiazd zmiennych z całego świata. Stowarzyszenie to powstało na krótko przed I wojną światową w USA i przez 70 lat działalności zdołało zebrać 7 milionów obserwacji gwiazd zmiennych, w ogromnej większości wizualnych.

Większość obserwacji przysyłanych do AAVSO to obserwacje takich typów gwiazd zmiennych jak: zmienne kataklizmiczne, zmienne półregularne SR, długookresowe typu Mira Ceti czy gwiazdy zaćmieniowe. Aby zostać członkiem tego towarzystwa wystarczy swoje obserwacje regularnie wysyłać do AAVSO, w formie raportu za okres miesiąca (wysyłanego najlepiej do 10 każdego miesiąca).

W drugą stronę można za ewentualną niewielką opłatą otrzymać mapki okolic gwiazd zmiennych, biuletyn AAVSO lub inne materiały i informacje dotyczące gwiazd zmiennych. Do AAVSO wysyłamy oceny dwustronne z wyliczonymi jasnościami zmiennej. Do obliczania jasności zmiennej używamy jasności gwiazd porównania pochodzących **tylko** z map lub atlasu AAVSO.

Dalszym opracowaniem obserwacji zajmuje się już AAVSO.

Oznaczenia w nagłówku formularza są następujące:

Sheet numer arkusza **of** ilość arkuszy.

Report No. numer kolejny raportu.

For month of miesiąc (January, February, March, April, May, June, July, August, September, October, November, December.)

Year rok

Observer imię, nazwisko

Street ulica (wieś) i numer domu

City miasto lub poczta

Country kraj

Zip Code kod pocztowy

Time used używany czas. Przeważnie używamy daty juliańskiej w odniesieniu do czasu uniwersalnego więc wpisujemy krótko J.D.

Instrument(s) typ i średnica instrumentu. Tutaj podajemy typ instrumentu np: binocular (lornetka), refractor (luneta soczewkowa), telescope (teleskop zwierciadlany), naked eye (gołe oko) i średnicę jego obiektywu w milimetrach lub calach. Uwagi odnośnie instrumentów lub stosowanych metod obserwacji można zawrzeć również w rubryce **remarks** – uwagi. Resztę nagłówka po prawej stronie wypełnia AAVSO.

Poniżej znajdują się rubryki, w które wpisujemy nasze obserwacje.

Designation numeryczne oznaczenie zmiennej pochodzące od jej przybliżonych współrzędnych równikowych na rok (epokę) 1900.0 (zaznaczane na mapach AAVSO u góry z lewej strony).

Variable nazwa zmiennej tj: oznaczenie literowe plus skrót łacińskiej nazwy gwiazdozbioru w którym się znajduje.

Jul. day data juliańska.

Magn. Jasność gwiazdy zmiennej w wielkościach gwiazdowych.

Comp. stars Jasności gwiazd porównania w dziesiątych częściach wielkości gwiazdowych np: $5.^m9$=59.

Remarks uwagi

Raport wysłamy na adres podany na dole strony formularza.

A oto przykład przeliczenia obserwacji i wypełnienia raportu AAVSO. Mamy następujące obserwacje trzech gwiazd długookresowych w kwietniu:

26.04.93 R Vir (86)1v5(93) $19^h.45^m$.
26.04.93 SS Vir (83)5v1(86) $19^h.48^m$.
28.04.93 SS Vir (83)5v1(86) $19^h.42^m$.
28.04.93 R Vir (86)3v5(93) $19^h.48^m$.
28.04.93 R Ser (64)1v2(74) $20^h.30^m$.

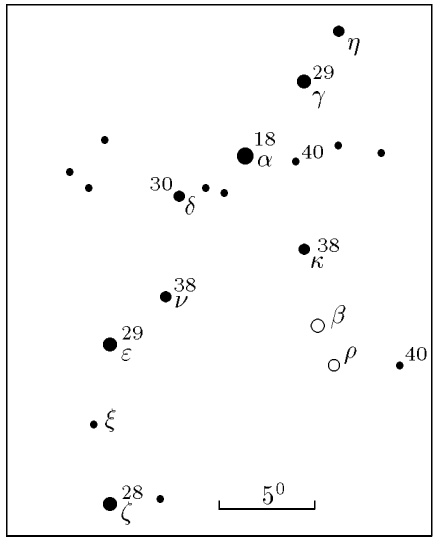
Przeliczamy moment obserwacji na datę juliańską (tutaj zaokrąglając do 0.1 doby) i wyliczamy jasność ze wzoru (1) również zaokrąglając do $0^m.1$.

2449103.4 R Vir $8^m.7$
2449103.4 SS Vir $8^m.6$
2449105.4 SS Vir $8^m.6$
2449105.4 R Vir $8^m.9$
2449105.4 R Ser $6^m.7$

Te dane wpisujemy następnie do formularza według wzrastającej rektascensji (designation). Jeżeli w danym miesiącu nie zrobiliśmy żadnych obserwacji raportu nie wysyłamy. Formularz raportu oraz mapki AAVSO okolic gwiazd zmiennych z jasnościami gwiazd porównania są zamieszczone w załączniku, a także w niektórych numerach *Uranii*.

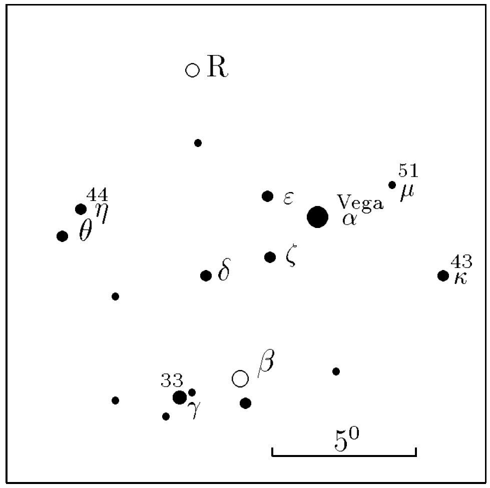
10.2 Mapki okolic gwiazd zmiennych

Poniżej zostały załączone mapki okolic kilkudziesięciu gwiazd zmiennych różnych typów. Na początku zostały umieszczone mapki gwiazd jasnych dogodnych do obserwacji dla początkujących obserwatorów. Warto również aby początkujący obserwatorzy posiadali obrotową mapę nieba pozwalającą na szybkie ustalenie pozycji gwiazd względem horyzontu w danej chwili czasu. Mapki zawierają okolice gwiazd zmiennych z zaznaczonymi jasnościami gwiazd prównania według atlasu i map AAVSO, wraz z krótkim opisem charakteru zmienności. W nawiasach przy nazwach gwiazd zostały podane oznaczenia numeryczne stosowane przez AAVSO.



β i ρ Persei

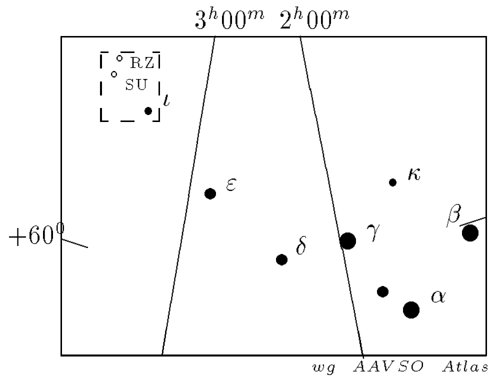
β Persei (0301+40)
$\alpha = 3^h 01^m 40^s \quad \delta = +40^0 34',2 \quad (1900.0)$
A: $2^m.13$ – $3^m.40$ V   Min=2439479.647+$2^d.86739$ D=0.14   Typ: EA
Sp. B7.7V+G8III.
Około 9^0 na południowy zachód od Mirfaka (α Per) znajduje się najwcześniej odkryta zmienna zaćmieniowa: β Persei czyli Algol. Układ ten dał nazwę licznej klasie zmiennych zaćmieniowych liczącej kilkanaście tysięcy członków. U Algola obserwujemy głębokie minimum główne (około $1^m.5$) i bardzo płytkie minimum wtórne (ok. $0^m.1$). Zaćmienia w układzie powtarzają się mniej więcej co trzy doby. Algol leży w odległości około 88 lat świetlnych.
ρ Persei (0258+38)
$\alpha = 2^h 58^m 46^s \quad \delta = +38^0 27',1 \quad (1900.0)$
A: $3^m.3$ – $4^m.0$ V   P=40^d Typ: SRb   Sp. M4III
W odległości zaledwie 2 stopni na południowy zachód od Algola znajduje się kolejna jasna gwiazda zmienna – ρ Persei, która została odkryta przez Schmidta. Jest to gwiazda półregularna, olbrzym o wyraźnej czerwonej barwie. U gwiazdy tej obserwujemy zmiany jasności z okresem około 30 – 40 dni na który nakładają się prawdopodobnie zmiany z okresem 1100 dni. Gwiazda ta znajduje się w odległości około 400 lat świetlnych. Północ u góry.

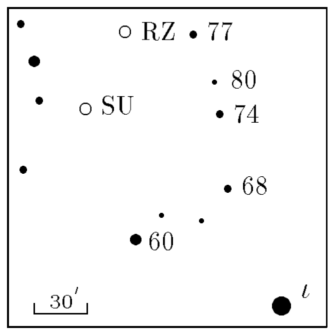


β i R Lyrae

β Lyrae (1846+33)
α=$18^h46^m.4$ δ=$+33^014',8$ (1900.0)
A: $3^m.34$ – $4^m.20$ V Min: 2398590.514+$12^d.9081434$ Typ: EB
Sp. B8p+B6
R Lyrae (1852+43)
$\alpha = 18^h52^m.3$ $\delta = +43^048',9$ (1900.0)
A: $3^m.9$ – $5^m.0$ V Max: 2435920+46^d Typ: SRb Sp. M5III

W odległości sześciu stopni na południowy wschód od Wegi (α Lyr) znajduje się jedna z najjaśniejszych zmiennych zaćmieniowych – β Lyrae. Układ ten dał również nazwę całej rodzinie gwiazd zaćmieniowych tworzących ze względu na charakterystyczną krzywą jasności typ zmiennych β Lyrae (EB). W układzie tym dwie gorące gwiazdy typu B przesłaniają się wzajemnie co 13 dni, a głębokość minimum głównego wynosi około $0^m.9$. W odległości kątowej 47" od układu znajduje się towarzysz typu widmowego B7V o jasności $7^m.8$. Również w odległości sześciu stopni od Wegi tyle że na północny wschód znajduje się jasna zmienna oznaczona jako R Lutni (R Lyr). Jest to czerwony olbrzym z klasy gwiazd zmiennych półregularnych. Amplituda zmian jasności nieco przekracza jedną wielkość gwiazdową co w powiązaniu z położeniem blisko zenitu w miesiącach letnich czyni tę zmienną dogodną do obserwacji gołym okiem lub przez niewielkie instrumenty przez większą część roku. Gwiazda znajduje się w odległości około 550 lat świetlnych. Na mapce jasności gwiazd porównania podawane są jako jedna liczba tj: (51 – $5^m.1$).



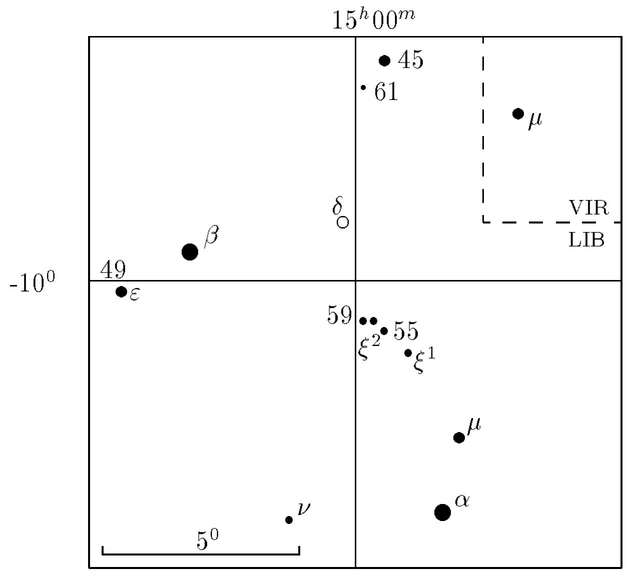


RZ i SU Cas

RZ Cassiopeae (0239+69)
$\alpha = 2^m 39^m.9 \quad \delta = +69^0 12'.9$ (1900.0)
A: $6^m.3$ - $7^m.8$ v Min: 2437143.9886 + $1^d.1952472$ D=0.17 Typ: EA
Sp. A2 V.
SU Cassiopeae
$\alpha = 2^h 43^m.0 \quad \delta = +68^0 28'.4$ (1900.0)
A: $6^m.05 - 6^m.43$ v Max: 2437645.789 + $1^d.949298$ M–m = 0.38 Typ: Cδ
Sp. F5 - F7 Ib.

RZ Cassiopeae
We wschodniej części gwiazdozbioru Kasjopei, na północny wschód od ι Cas, leżą dwie zmienne dogodne do obserwacji już przez lornetki. Odkryta przez Müllera RZ Cas należy do tej samej klasy zmiennych zaćmieniowych co i Algol, a stosunkowo duża amplituda zmian jasności w minimum głównym czyni tę gwiazdę dobrym obiektem do obserwacji dla mało doświadczonych obserwatorów. Minimum wtórne jest w tym układzie bardzo słabo zaznaczone, ma zaledwie niecałe $0^m.1$ głębokości. Czas trwania *płaskiego dna* w

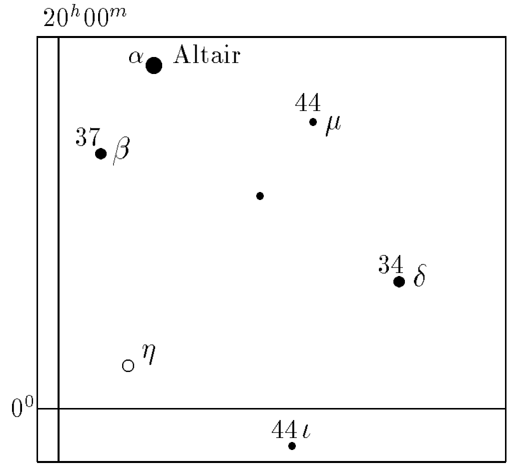
minimum głównym nie przekracza 20 minut.
SU Cassiopeae
Obok RZ Cas znajduje się szybkozmienna klasyczna cefeida SU Cas. Gwiazda ta zmienia jasność w ciągu niecałych 2 dni, ale mała amplituda zmian jasności powoduje że jest to zmienna trudna do obserwacji wizualnych. Niemniej bardziej doświadczeni obserwatorzy mogą popróbować obserwacji tej zmiennej. Wskaźnik barwy zmienia się u tej cefeidy w przedziale od +0.62 do +0.83. Obydwie gwiazdy są w Polsce gwiazdami okołobiegunowymi i mogą być obserwowane przez cały rok. Oznaczenie gwiazd porównania $77 = 7^m.7$.



δ Lib

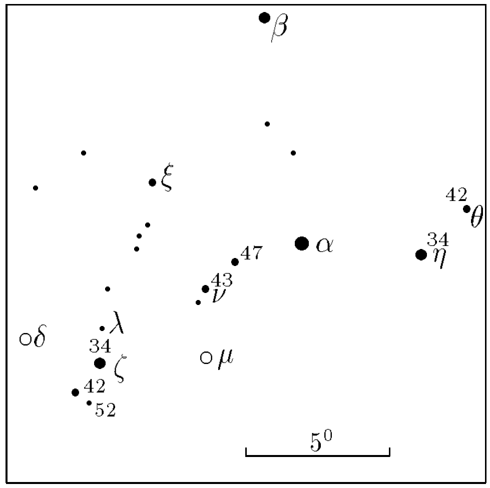
δ Librae (1455-08)
$\alpha = 14^h55^m.6 \quad \delta = \text{-}8^0.07' \quad (1900.0)$
A: $4^m.92 - 5^m.90$ V Min: $2422852.3598 + 2^d.32735297$ Typ: EA D = 0.23
Sp. A0IV-V.

W północnej części gwiazdozbioru Wagi, leży jasna zmienna zaćmieniowa: δ Librae. Gwiazda jest typową zmienną typu Algola. Jasność w minimum wtórnym wynosi $5^m.01$. Najlepszym okresem do obserwacji tej zmiennej jest wiosna i lato, kiedy gwiazdozbiór Wagi góruje nad południowym horyzontem.



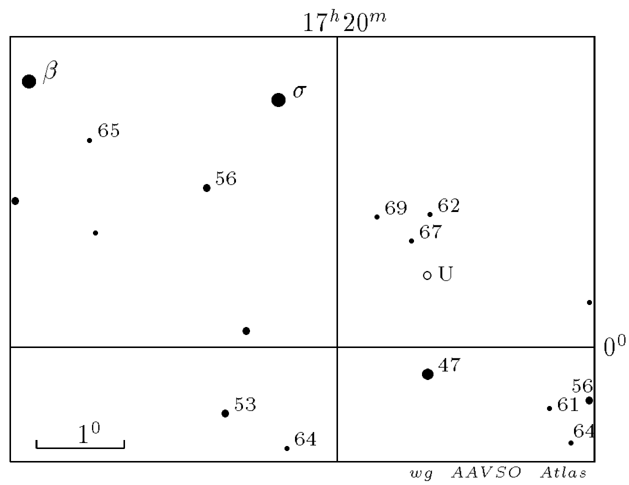
η Aquilae

η Aquilae (1947+00)
$\alpha = 19^h52^m \quad \delta = +1^000^m \quad (2000.0)$
A: $3^m.48 - 4^m.39$ V   Max: $2436084.656+7.^d176641$ Typ: Cδ M–m = 0.32
Sp. F6Ib–G4Ib.
Około osiem stopni na południe od najjaśniejszej gwiazdy w gwiazdozbiorze Orła – Altaira, znajduje się jedna z jaśniejszych cefeid η Aquilae. Zmienna ta została odkryta w roku 1784 przez Piggota. Ustalił on iż okres gwiazdy wynosi $7^d4^h38^m$ co niewiele różni się od wartości obecnej. Amplituda zmian jasności nie przekracza jednej wielkości gwiazdowej, a wskaźnik barwy zmienia się od +0.58 do +1.04. Oznaczenie jasności gwiazd porównania $37=3^m.7$



δ i μ Cephei

δ Cephei (2225+57)
$\alpha = 22^h25^m.5 \quad \delta = 57^0 54',2 \quad (1900.0)$
A: $3^m.48 - 4^m.37$ v   Max: $2436075.445 + 5^d.366341$ M–m = 0.25   Typ: Cδ
Sp. F5Ib – G1Ib
W odległości $9^0.5$ na południowy wschód od alfy Cefeusza i około $2^0.5$ na wschód od ζ Cefeusza leży jasna cefeida: δ Cefeusza. Gwiazda ta jest żółtym pulsującym nadolbrzymem, pulsującym z okresem około 5.4 doby. Jest to gwiazda okołobiegunowa, może być zatem obserwowana przez cały rok. W odległości 41" od zmiennej znajduje się towarzysz typu widmowego B7IV o jasności $6^m.3$ i już przez lornetkę pryzmatyczną można rozseparować składniki. Ze względu jednak na małą odległość składników oceniamy sumaryczną jasność układu.
μ Cephei (2140+58)
$\alpha = 21^h40^m.5 \quad \delta = 58^0 19',3 \quad (1900.0)$
A: $3^m.6 - 5^m.1$ v   Typ: SRc   Sp. M2Iae
W odległości niecałych 5 stopni na południowy wschód od alfy Cefeusza znajduje się ciekawa zmienna półregularna μ Cephei zwana również Erakis. Jest to czerwony pulsujący chłodny nadolbrzym o kilku nakładających się okresach 730, 900 i 4675 dni.
Obydwie gwiazdy są gwiazdami okołobiegunowymi i można je obserwować przez cały rok. Na mapce północ u góry.



U Oph

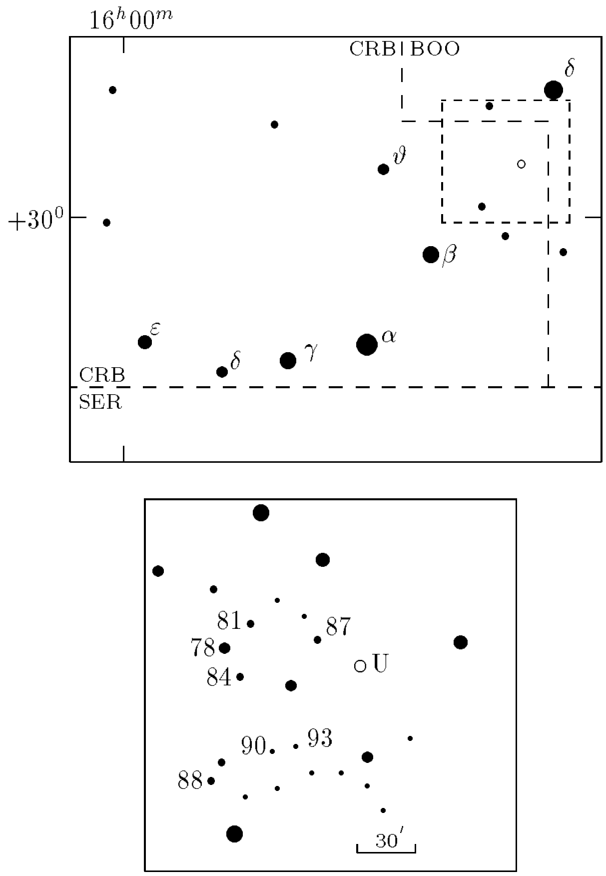
U Ophiuchi (1711+01)

$\alpha = 17^h11^m.5 \quad \delta = +1^0 19' \quad (1900.0)$

A: $5^m.88$ – $6^m.58$ V Min: 2408279.641 + $1^d.6773460$ Typ: EA D = 0.17

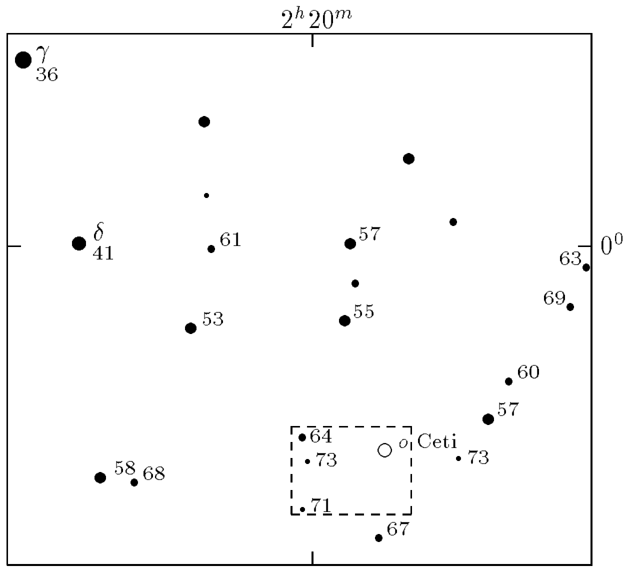
Sp. B4n + B5n.

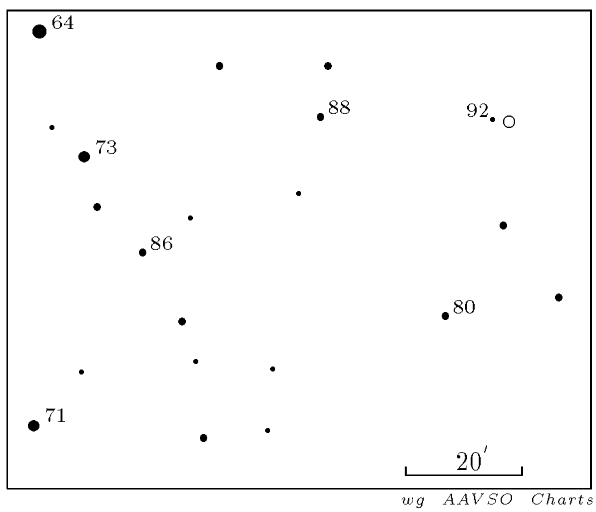
W środkowej części gwiazdozbioru Wężownika blisko równika niebieskiego leży, odkryta przez B. A. Goulda, jasna zmienna zaćmieniowa U Oph. U gwiazdy tej obserwujemy minima jasności o prawie jednakowej głębokości. Jasność w minimum wtórnym wynosi bowiem $6^m.48$. Oprócz tego obserwuje się sinusoidalne zmiany okresu orbitalnego. Zmienną najdogodniej jest obserwować w miesiącach letnich.



U CrB

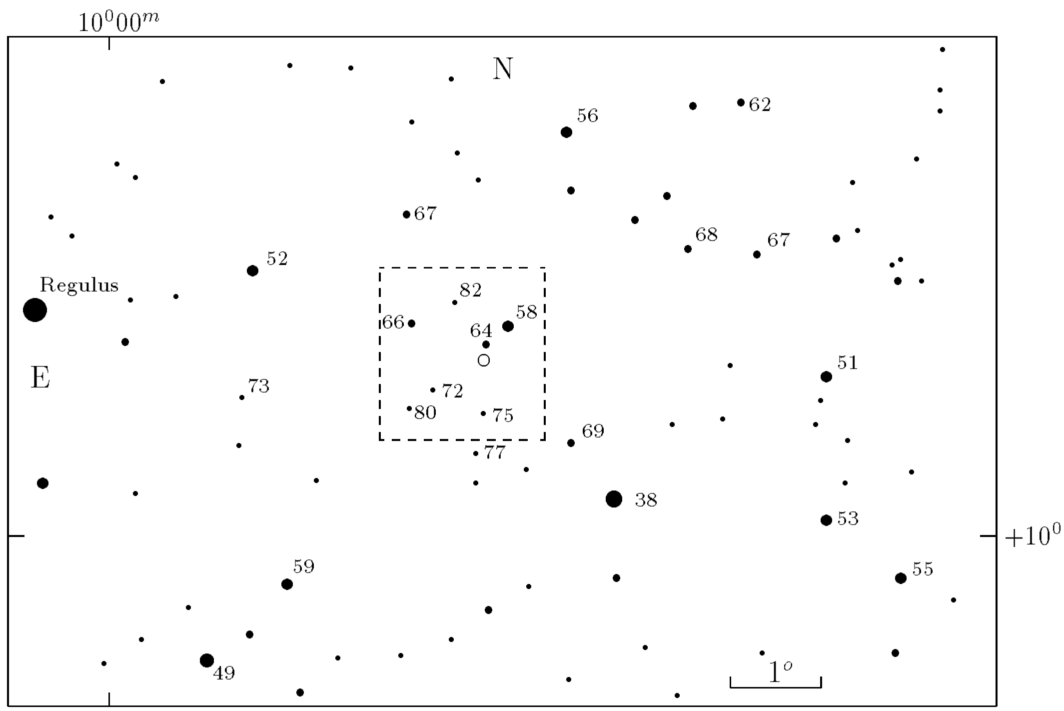
U Coronae Borealis (1514+32)
$\alpha = 15^h14^m.1 \quad \delta = +32^000' \quad (1900.0)$
A: $7^m.7 - 8^m.8$ V   Min: $2416747.964 + 3^d.45220416$ Typ: EA   D = 0.11
Sp. B5.
Na pograniczu gwiazdozbiorów Korony Północnej i Wolarza, w odległości dwóch stopni na południe od δ Wolarza, znajduje się zmienna zaćmieniowa typu Algola: U CrB. Gwiazda ta wykazuje nieregularne zmiany okresu, których przyczyny nie są znane. Najlepszym okresem do obserwacji tej zmiennej są miesiące wiosenno-letnie.

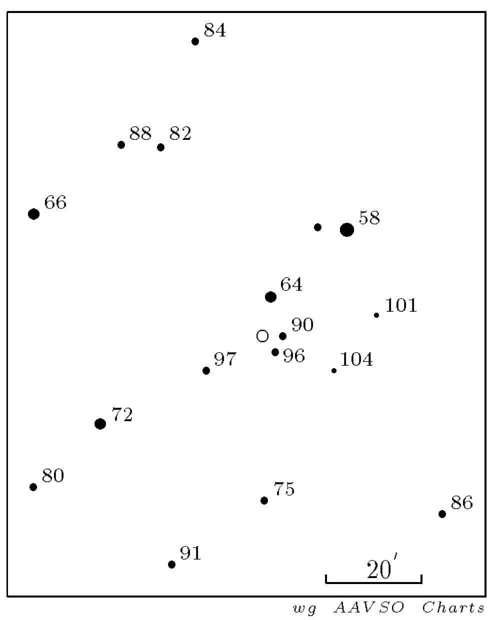

2^h20^m
γ
36
δ
41
61
57
0^0
63
69
53
55
60
57
64
o Ceti
73
73
58
68
71
67


64
88
92
73
86
80
71
20′
wg AAVSO Charts

o Cet

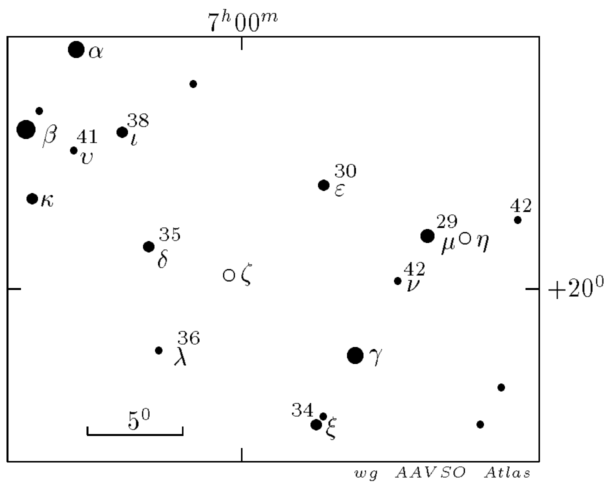
o Ceti (0214-03)
$\alpha = 2^h16^m.8 \quad \delta = -3^012' \quad (1950.0)$
A: $2^m.0 - 10^m.1$ V Max: 2444839+$331^d.96$ Typ: M M–m = 0.38
Sp. M5e – M9e
Gwiazdę tę zwaną również Mira Ceti odkrył w 1596 roku D. Fabricius. Dostrzegł on ją ponownie w 1609 roku, ale dopiero w 1638 r. J. Holwarda podjął jej systematyczne obserwacje. Mira Ceti jest najjaśniejszą na niebie przedstawicelką klasy zmiennych długookresowych osiągając czasami drugą wielkość gwiazdową. Średnia jasność zmienia się typowo w granicach $3^m.4$ – $9^m.4$, a temperatura fotosfery od 2640^0 K do 1920^0 K. W odległości kątowej zaledwie $0''.6$ od Miry znajduje się słaby towarzysz typu widmowego Be, będący również gwiazdą zmienną (VZ Cet, $9^m.5$ – $12^m.0$). Jest to prawdopodobnie biały karzeł na którego przepływa materia z Miry. Cały układ znajduje się w odległości około 250 lat świetlnych. Najlepsze warunki do obserwacji to okres jesień- zima, gdy gwiazdozbiór Wieloryba jest widoczny nad południowym horyzontem.


10^h00^m
N
E
Regulus
56
62
67
52
68
67
82
66
58
64
73
72
80
75
69
51
77
38
53
$+10^0$
59
55
49
1°


84
88
82
66
58
64
101
90
97
96
104
72
80
75
86
91
20′
wg AAVSO Charts

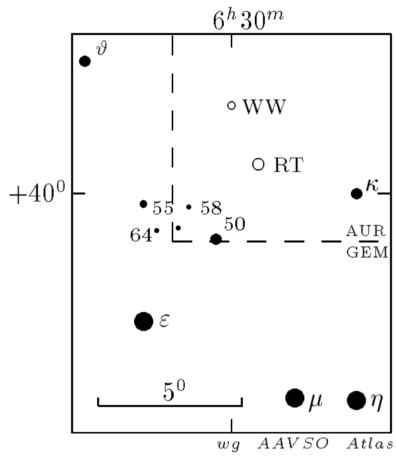
R Leo

R Leonis (0942+11)
$\alpha = 9^h 42^m.2 \quad \delta = +11^0 54' \quad (1900.0)$
A: $4^m.4$ – $11^m.3$ v   Max: 2437339 + $312^d.57$ Typ: M   M–m = 0.43
Sp. M6.5e–M9e
W odległości około 5^0 na zachód od Regulusa (α Leo), znajduje się jasna miryda: R Leonis. Zmienna została odkryta przez J. A. Kocha w 1782 roku i jest jedną z najlepiej zbadanych zmiennych długookresowych. Średnio w maksimum osiąga $5^m.8$, a w minimum $10^m.0$ dzięki czemu nawet w minimum jasności może być obserwowana przez niewielkie teleskopy amatorskie.



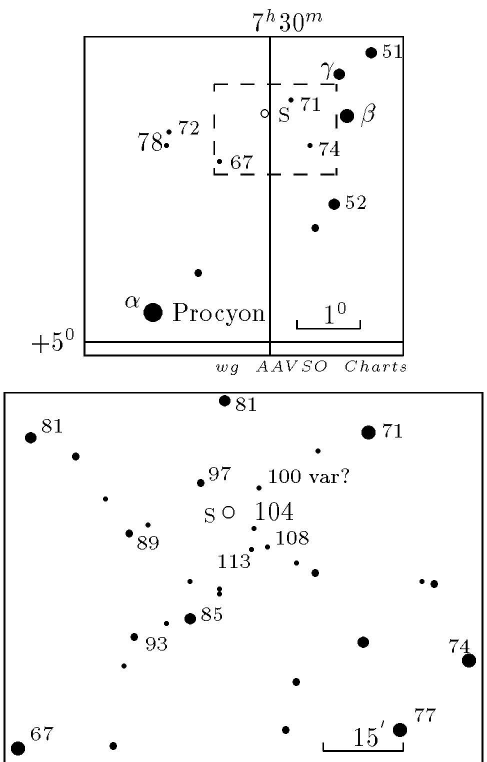
ζ i η Geminorum

ζ Geminorum (0658+20)
$\alpha = 6^h58^m11^s$ $\delta = +20^0 43'.0$ (1900.0)
A: $3^m.68 - 4^m.16$ V Max=2434416.78+10^d.15082 M–m = 0.50
Typ: Cδ Sp. F7Ib – G3Ib
Mniej więcej w centrum gwiazdozbioru Bliźniąt znajduje się jedna z najjaśniejszych cefeid na niebie. W okresie około 10 dni zmienia swoją jasność o około pół wielkości gwiazdowej. W odległości kątowej 96" znajduje się towarzysz o jasności 8^m.
η Geminorum (0608+22)
$\alpha = 6^h08^m50^s$ $\delta = +22^0 32'.1$ (1900.0)
A: $3^m.27 - 3^m.9$ v Min=2437725+232^d.9 D=0.05 Typ: SRb(E)
Sp. M3III
W połowie odległości między Aldebaranem a Polluksem leży ciekawa, jasna gwiazda zmienna – η Geminorum. Jest to gwiazda zaćmieniowa spektroskopowo podwójna, a główny składnik – czerwony olbrzym – jest także zmienną półregularną. Prędkość radialna wykazuje zmiany z okresem 2984 dni, a epoki najgłębszych minimów (zaćmień) dane są przez elementy:
Min = 2429355+2984^d. Układ jest odległy od Słońca o około 250 lat świetlnych. Oznaczenie jasności gwiazd porównania: 36=3^m.6



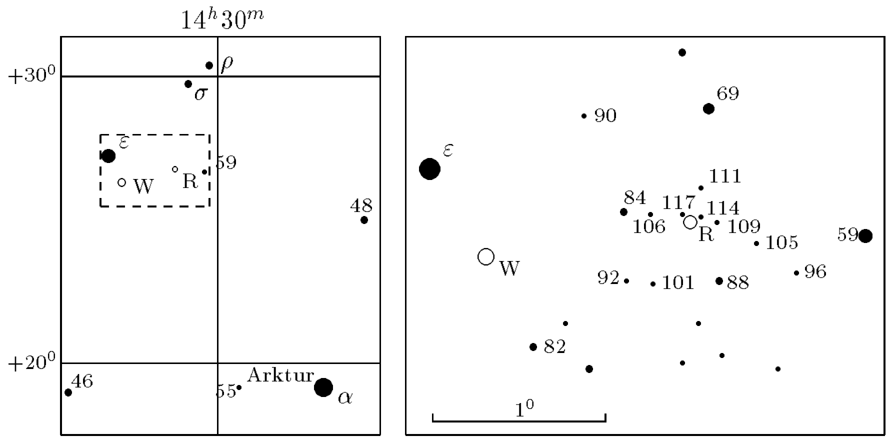
WW i RT Aur

WW Aurigae (0625+32)
$\alpha = 6^h25^m.9 \quad \delta = +32^0 31'.5 \quad (1900.0)$
A: $5^m.6 - 6^m.25$ v Min: 2432945.53930 + 2^d.52501922 D=0.10 Typ: EA
Sp. A7 V + A7 V
WW Aurigae
We wschodniej części gwiazdozbioru Woźnicy, znajdują się blisko siebie, dwie jasne gwiazdy zmienne. Są to WW i RT Aur. WW Aurigae jest zmienną zaćmieniową podobną do Algola. Jasność w minimum wtórnym wynosi $6^m.10$ i jest tylko o $0^m.15$ większa od jasności w minimum głównym. Linia apsyd układu najprawdopodobniej rotuje z okresem równym 40 000 okresów orbitalnych. Epoka minimum wtórnego 2432945.53910 + 2.52501880·(E + 0.5).
RT Aurigae(0622+30)
$\alpha = 6^h22^m.1 \quad \delta = +30^0 33'.3 \quad (1900.0)$
A: $5^m.06 - 5^m.83$ v Max: 2420957.466 + 3^d.728261 M-m=0.27 Typ: Cδ
Sp. F5.5–G9 Ib
Zmienna ta należy do klasycznych cefeid. Szybko zmienia jasność z okresem niecałych czterech dni i ma dosyć asymetryczną krzywą jasności. Jej jasność nigdy nie spada poniżej szóstej wielkości gwiazdowej i dzięki temu może być obserwowana gołym okiem w czasie całego cyklu. Wskaźnik barwy zmienia się od +0.42 do +0.81. Najlepszym okresem do obserwacji tych zmiennych są miesiące zimowe. Oznaczenie gwiazd porównania 50=5^m.0



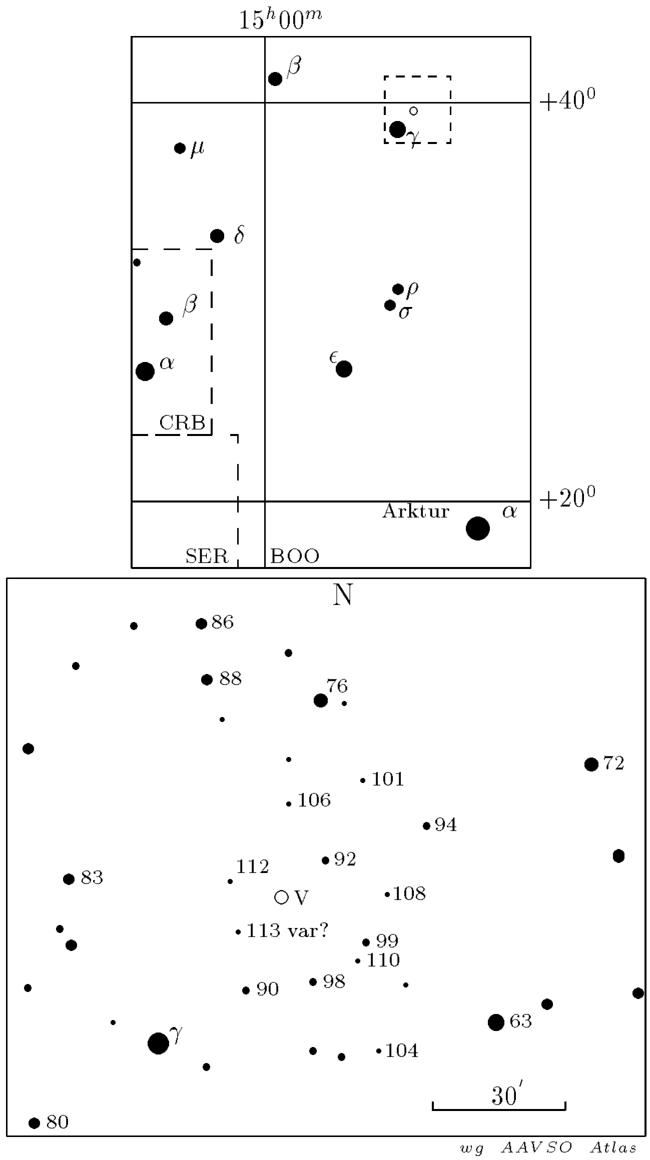
S CMi

S Canis Minoris (0727+08)
α=$7^h27^m.3$ δ=$+8^0 31'.9$ (1900.0)
A: $6^m.6$ – $13^m.2$ v Max: 2434844 + $332^d.2$ M–m = 0.49
Typ: M Sp. M6e – M8
Na niebie zimowym w gwiazdozbiorze Małego Psa, kilka stopni powyżej Procyona i w odległości zaledwie 1.5 stopnia na wschód od β CMi leży jedna z jaśniejszych miryd – S Canis Minoris. Gwiazda ta została odkryta jeszcze w ubiegłym stuleciu przez angielskiego miłośnika astronomii J. H. Hinda. I chociaż czasami w maksimum osiąga szóstą wielkość gwiazdową to jej średnia jasność waha się między $7^m.5$ a $12^m.6$. Oznaczenie gwiazd porównania 71=$7^m.1$



R i W Bootis

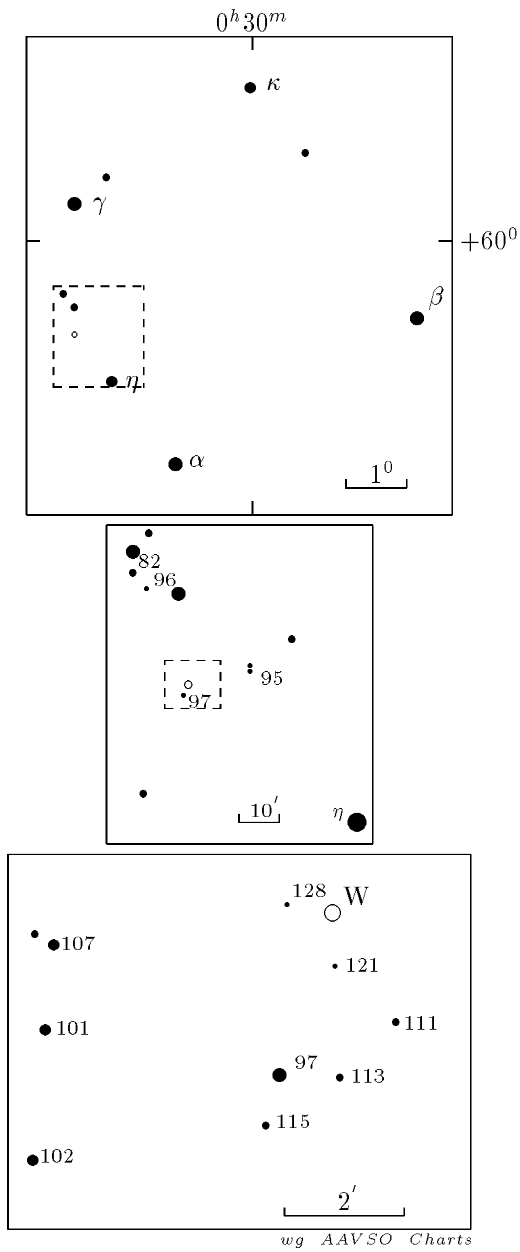
R Bootis (1432+27)
$\alpha = 14^h37^m \quad \delta = +26^044' \quad (2000.0)$
A: $6^m.2$ – $13^m.1$ v   Max: $2444518{+}223^d.40$ Typ: M   M–m = 0.46
Sp. M3e – M8e.
W gwiazdozbiorze Wolarza w odległości około $1^0.5$ na zachód od ε Bootis znajduje się pierwsza odkryta w tym gwiazdozbiorze gwiazda zmienna. Jest to zmienna długookresowa pulsująca z okresem około siedmiu i pół miesiąca. Chociaż niekiedy jej jasność w maksimum osiąga 6^m to średnio wynosi $7^m.2$, zaś w minimum $12^m.3$.
W Bootis (1439+26)
$\alpha = 14^h43^m \quad \delta = +26^032' \quad (2000)$
A: $4^m.7$ – $5^m.4$ V   P=450:^{d} Typ: SRb?   Sp.M2 – M4III
Niedaleko R Bootis i tylko $44'$ od gwiazdy ε Bootis znajduje się znacznie jaśniejsza od R Bootis zmienna – W Bootis. Gwiazda ta jest pulsującym czerwonym olbrzymem z amplitudą nie przekraczającą jednej wielkości gwiazdowej. Mimo że gwiazda jest dostępna obserwacjom okiem nieuzbrojonym jest raczej słabo zbadana. Zmienna należy prawdopodobnie do klasy zmiennych półregularnych ze słabo zaznaczonym okresem 450 dni. Najkorzystniejszym okresem do obserwacji jest wiosna gdyż wtedy gwiazdozbiór Wolarza góruje wysoko nad horyzontem.



15h00m
+40°
+20°
β
μ
δ
β
α
CRB
ρ
σ
ε
γ
Arktur
α
SER
BOO
N
86
88
76
72
101
106
94
92
112
83
V
108
113 var?
99
110
90
98
63
γ
104
30′
80
wg AAVSO Atlas

V Bootis

V Bootis (1425+39)
α=14^{h}29^m.8 δ=+38^{0}52$'$ (2000.0)
A: 7.^{m}0 – 12.^{m}0 v Max: 2444780 + 258^d M–m = 0.49
Typ: SRa Sp. M5.5e
W odległości 43$'$ na północny zachód od gwiazdy γ Bootis znajduje się interesująca zmienna V Bootis. Należy ona do klasy zmiennych półregularnych o dość wyraźnie zaznaczonym okresie 8 miesięcy. Zwraca tutaj uwagę dosyć duża jak na tę klasę zmiennych maksymalna amplituda zmian jasności, choć zwykle zmiany są mniejsze 7.^{m}5 – 10.^{m}7. Na krzywej zmian jasności obserwujemy wyraźnie określone maksima, a pomiędzy nimi jasność gwiazdy pozostaje prawie stały. Najdogodniejszymi miesiącami do obserwacji są miesiące wiosenne gdyż wtedy gwiazdę tę możemy obserwować bardzo blisko zenitu.



W Cassiopeae

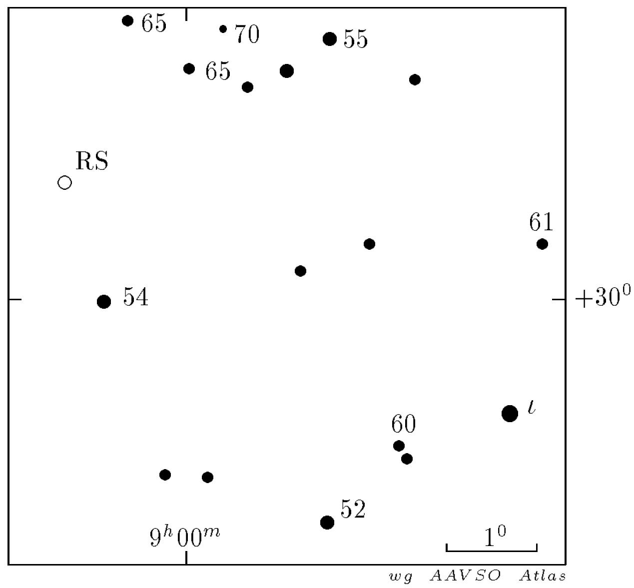
W Cassiopeae (0049+58)

α=$0^h54^m.9$ δ=$+58^0 34'$ (2000.0)

A: $7.^m8$-$12.^m5$ v Max: 2444209 + $405^d.57$ M–m = 0.46

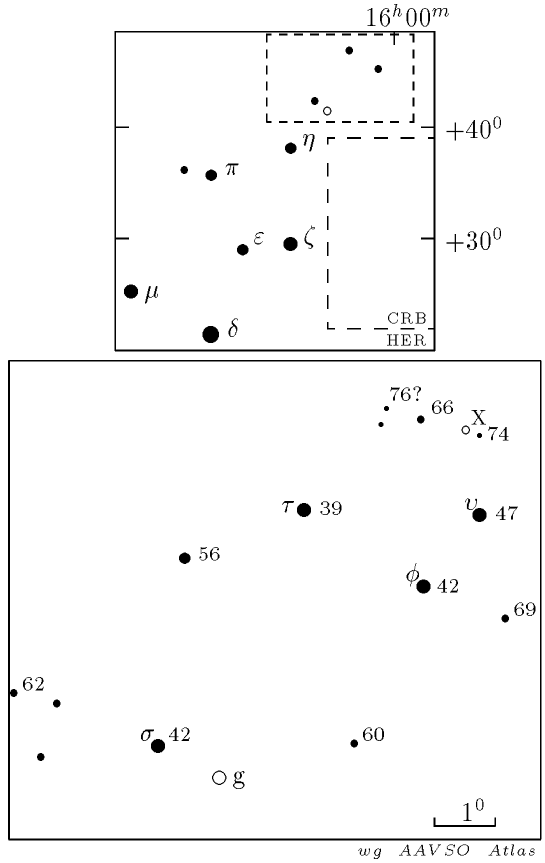
Typ: M Sp. C7,1e

Mniej więcej w połowie odległości między alfą a γ Kasjopei znajduje się zmienna typu Mira Ceti oznaczona jako W Cassiopeae. Jak na gwiazdę typu Mira zmienna ta ma stosunkowo niedużą amplitudę zmian jasności. Nie jest to jednak typowa przedstawicielka tej klasy gwiazd, co widać także w widmie. Widmo tej gwiazdy zaliczamy do widm gwiazd określanych jako gwiazdy węglowe co oznacza że obserwujemy w nim pasma związków węgla CN, CO, C_2. Średnia amplituda zmian jasności zawiera się w granicach $8.^m8$ – $11.^m.8$. W Polsce gwiazda ta jest gwiazdą okołobiegunową i jest dostępna obserwacjom przez cały rok.



RS Cancri

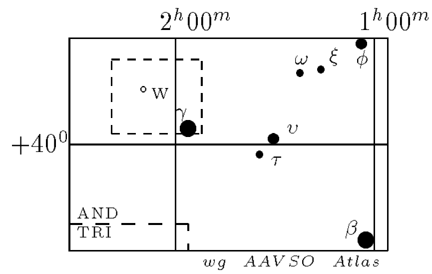
RS Cancri (0904+31)
$\alpha = 9^h10^m.6 \quad \beta = +30^0 58' \; (2000.0)$
A: $5^m.3$ – $6^m.8$ v   P=120:   Typ: SRc?   Sp. M6eIb–II(S)
W północno-wschodniej części gwiazdozbioru Raka znajduje się jedna z jaśniejszych zmiennych półregularnych. Gwiazda ma nieregularną krzywą zmian jasności z bardzo słabo zaznaczonym okresem 120 dni. Ponadto średnia jasność zmienia się prawdopodobnie z okresem około 1700 dni. Gwiazda jest dostępna obserwacjom już przez nieduże lornetki w miesiącach zimowo–wiosennych.

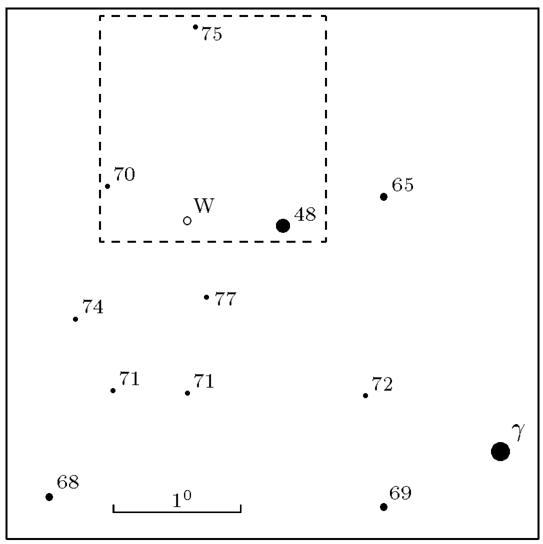


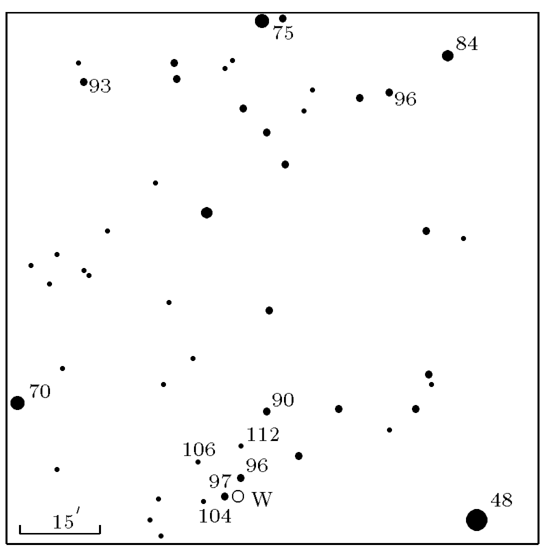
g i X Her

g Herculis (1625+42)
$\alpha = 16^h28^m.6 \quad \delta = +41^0 53' \quad (2000.0)$
A: $4.^m2$ - $5.^m7$ v P: 70^d: Typ: SRb Sp. M6 IIIe
g Herkulesa jest jedną z najjaśniejszych obserwowanych zmiennych półregularnych. Jej jasność nigdy nie spada poniżej szóstej wielkości gwiazdowej, może być zatem obserwowana gołym okiem podczas całego cyklu. Gwiazda pulsuje ze słabo zaznaczonym okresem około 70 dni. Ponadto średnia jasność zmienia się z okresem około 900 dni.
X Herculis (1559+47)
$\alpha = 16^h02^m.7 \quad \delta = +47^0 17' \quad (J.2000)$
A: $5.^m8$ - $7.^m2$ v P=$95^d.0$ Typ: SRb Sp. M6e
Kolejna zmienna półregularna znacznie jednak słabsza od g Herculis leży w sąsiedztwie gwiazd τ i ϕ Herculis w odległości siedmiu stopni od g Herculis.

Gwiazda ta reprezentuje podobny charakter zmienności co i g Herculis łącznie z wielkością amplitudy zmian jasności. Ma tylko nieco dłuższy i bardziej wyraźny okres zmian jasności. Średnia jasność tej gwiazdy zmienia się z okresem około 746 dni. Na mapce północ u góry.

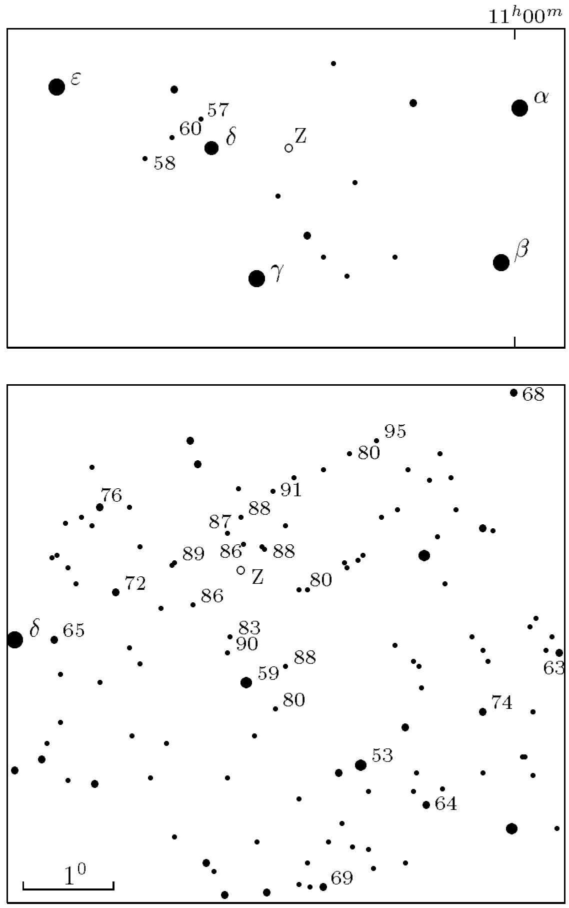

2h00m
1h00m
+40°
W
γ
ω
ξ
φ
υ
τ
β
AND
TRI
wg AAVSO Atlas


75
70
W
48
65
74
77
71
71
72
γ
68
1°
69


75
84
93
96
70
90
112
106
96
97
W
104
48
15′

W And

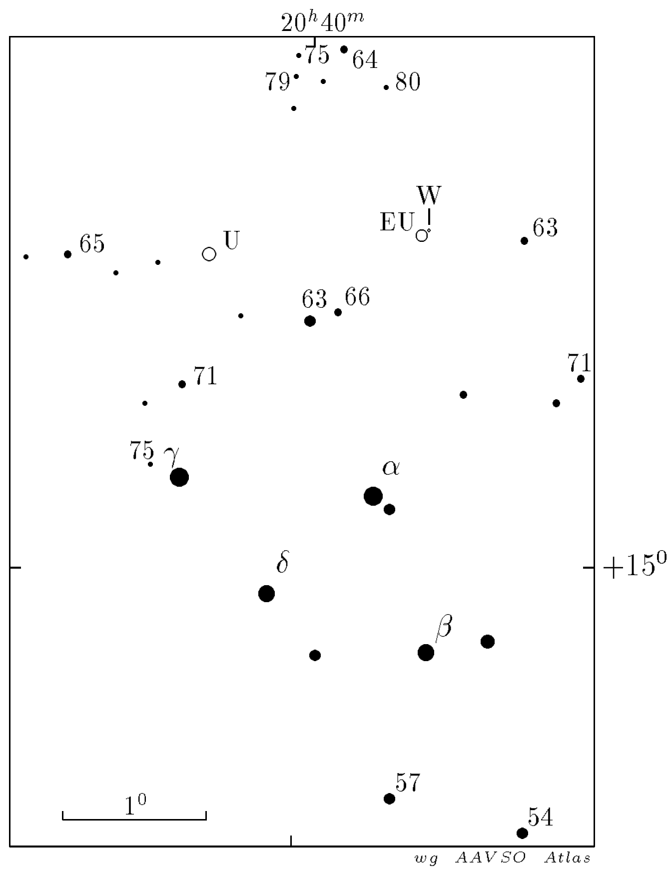
W Andromedae (0211+43A)
$\alpha = 2^h11^m.2 \quad \delta = +43^0 51' \quad (1900.0)$
A: $6^m.7$ – $14^m.5$ v   Max: $2438401{+}396^d.91$ Typ: M   M–m = 0.42
Sp. S6.1e(M7e)
We wschodniej części gwiazdozbioru Andromedy, w odległości kątowej około 3 stopni, leży odkryta przez amerykańskiego astronoma amatora Adersona zmienna długookresowa W Andromedae. W And należy podobnie jak χ Cyg do gwiazd cyrkonowych i podobnie jak ona charakteryzuje się dużą amplitudą zmian jasności wizualnej. Chociaż czasami w maksimum osiąga szóstą wielkość gwiazdową to średnio jej jasność zmienia się pomiędzy $7^m.4$ – $13^m.7$. Na mapce północ u góry.



wg AAVSO Atlas

Z UMa

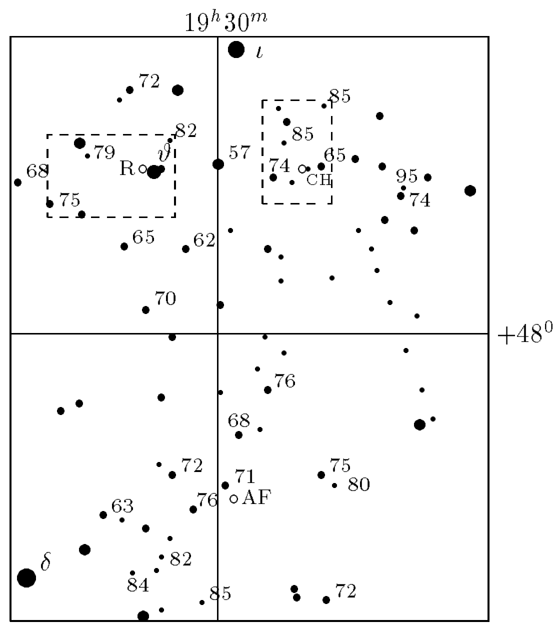
Z Ursae Majoris (1151+58)
$\alpha = 11^h53^m.9 \quad \delta = +58^009' \quad (1950.0)$
A: $6^m.2 - 9^m.4$ V P=$195^d.5$ Typ: SRb Sp. M5IIIe
W gwiazdozbiorze Wielkiej Niedźwiedzicy, w odległości kątowej niecałych 3^0 od δ UMa znajduje się odkryta przez A.S. Kinga, zmienna półregularna Z Ursae Majoris. Krzywa zmian jasności przypomina nieco krzywą zmiennych typu RV Tau, czasami przerywaną okresami nieregularnych zmian o mniejszej amplitudzie. Z UMa jest gwiazdą okołobiegunową, dzięki czemu jest dostępna obserwacjom przez cały rok.



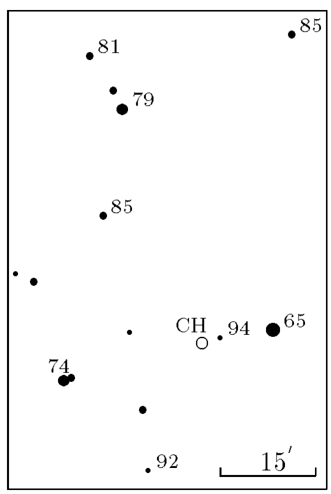
U i EU Delphini

U Delphini (2040+17)
α=$20^h40^m.9$ δ=$+17^0 44'$ (1900.0)
A: 5.6 – 7.5 v P: 110^d Typ: Lb Sp. M5 II – III
W północnej części gwiazdozbioru Delfina, znajdują się dwie zmienne dogodne do obserwacji już przez lornetki. Wcześniej odkryta, U Delphini jest czerwonym olbrzymem, pulsującym z dającym się wyróżnić okresem 110 dni, a ponadto średnia jasność zmienia się z okresem około 1100 dni.
EU Delphini (2033+17B)
α=$20^h33^m.3$ δ=$+17^0 55'$ (1900.0)
A: 5.8 – 6.9 v Max: 2435794 + $59^d.5$ Typ: SRb Sp. M6 III
W odległości dwóch stopni na zachód od U Delphini, leży druga gwiazda zmienna podobnego typu. Jest to również czerwony olbrzym, należący do zmiennych półregularnych. Gwiazda ma dosyć wyraźnie zaznaczony okres

zmian jasności, wynoszący około 60 dni. Obydwie gwiazdy jest najdogodniej obserwować w latem i jesienią. Bardzo blisko EU Delphini w odległości zaledwie niecałych $4'$ łuku leży zmienna zaćmieniowa W Delphini (9 wielkości gwiazdowej poza minimami). Oznaczenia gwiazd porównania: 75=$7^m.5$

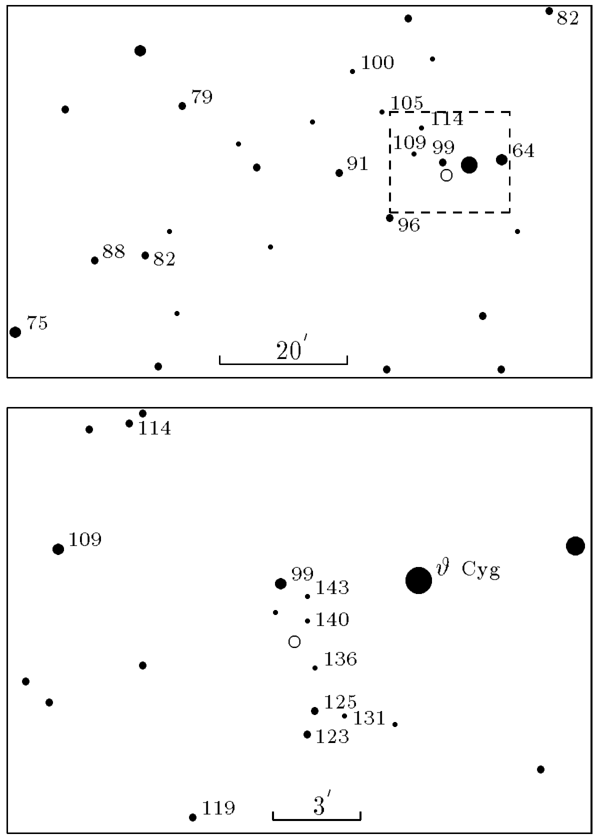


19^h30^m
ι
72
85
82
85
79
ϑ
R
57
65
68
74
CH
95
74
75
65
62
70
$+48^0$
76
68
75
72
71
80
63
76
AF
δ
82
84
85
72



81
85
79
85
CH
94
65
74
92
15′

AF i CH Cyg



wg AAVSO Charts

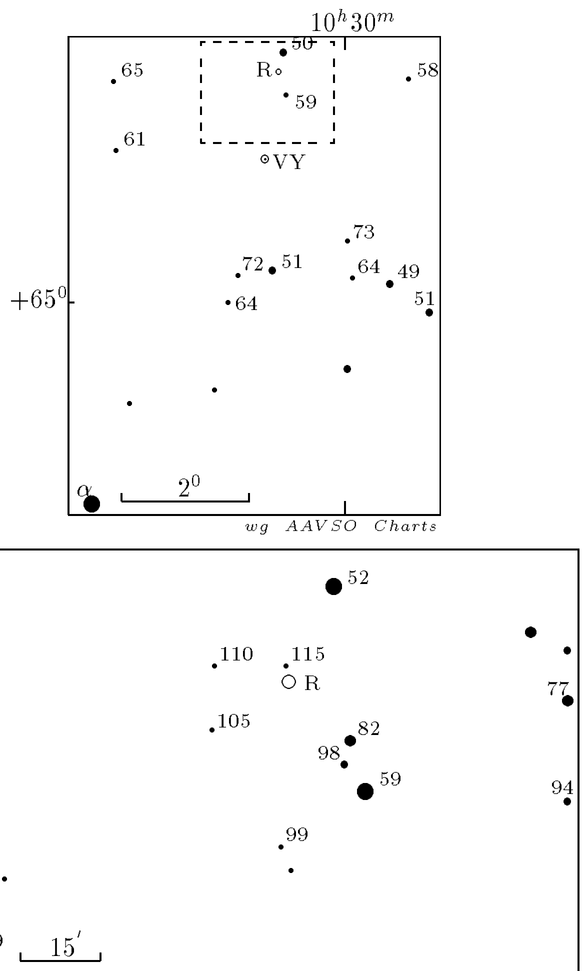
R Cyg

R Cygni (1934+49)
$\alpha = 19^h 35^m.5 \quad \delta = +50^0 05' \quad (1950.0)$
A: $6^m.1$ – $14^m.4$ V Max: 2444595 + $426^d.45$ Typ: M M–m = 0.35
Sp. S2.9e–S6.9e
W północno-zachodniej części gwiazdozbioru Łabędzia znajduje się odkryta przez N. Pogsona, dość jasna miryda: R Cyg. Zmienna znajduje się w odległości kątowej zaledwie $4'$ na wschód od jasnej gwiazdy ϑ Cyg, której blask może utrudniać obserwacje. Średnia amplituda zmian jasności waha się między $7^m.4$, a $13^m.9$.

AF Cygni (1927+45)
$\alpha = 19^h 28^m.7 \quad \delta = +46^0 03' \quad (1950.0)$
A: $6^m.4$ – $8^m.2$ v P=$92^d.5$ Typ: SRb Sp. M5e–M7

W odległości niecałych trzech stopni od gwiazdy δ Cyg, leży odkryta przez Espina, zmienna półregularna AF Cygni. Zmienna wykazuje dosyć regularne zmiany jasności z okresem około 95 dni, przerywane jednak kilkuletnimi okresami nieregularnych zmian o mniejszej amplitudzie. Wykryto ponadto zmiany jasności średniej z okresem około 960 dni.

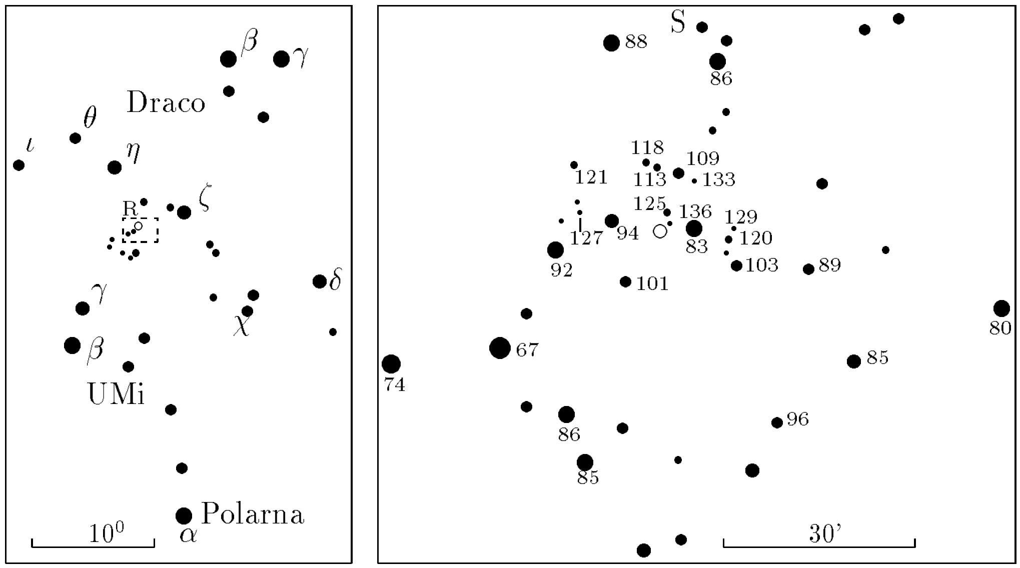
CH Cygni (1921+50)
$\alpha = 19^h 23^m.2 \quad \delta = +50^0 09' \quad (1950.0)$
A: $5^m.6 - 9^m.3$ v P=(97^d) Typ: ZAnd Sp. M7IIIab+Be
W odległości około 2 stopni na zachód od ϑ Cyg znajduje dosyć jasna i ciekawa zmienna CH Cygni. Odkryta w latach dwudziestych, początkowo była klasyfikowana jako zmienna półregularna o okresie około 97 dni. Jednakże po zaobserwowaniu w latach 60-tych, kilku gwałtownych pojśnień (wybuchów), dokładniejsze obserwacje jasności i widma, pokazały iż CH Cygni jest gwiazdą symbiotyczną, składającą się z chłodnego czerwonego olbrzyma pulsującego z okresem około 97 dni i gorącego składnika (białego karła) na który spada materia z otoczki czerwonego olbrzyma, powodując nieregularne zmiany jasności (wybuchy). W 1990 roku gwiazda osiągnęła jasność $9^m.3$ najgłębsze dotychczas obserwowane minimum. CH Cygni jest gwiazdą okołobiegunową i może być obserwowana niemalże przez cały rok.



R i VY UMa

R Ursae Majoris (1037+69)
α=10^{h}37^m.6 $\quad$ δ=+69^{0}18^m.0 $\quad$ (1900.0)
A: 6^m.5 – 13^m.7 v $\quad$ Max: 2438386 + 301^d.84 $\quad$ M–m = 0.39
Typ: M $\quad$ Sp. M3e – M6e
Około siedmiu stopni na północ od alfy Wielkiej Niedźwiedzicy, w północnej części tego gwiazdozbioru znajduje się odkryta przez Pogsona dosyć jasna miryda – R UMa. Średnia jasność gwiazdy waha się między 7^m.5 a 13^m.0. Dzięki temu że zmienna leży tylko w odległości 21^0 od bieguna jest dogodna do obserwacji przez cały rok.

VY Ursae Majoris (1038+67)
α=$10^h 38^m.1$ δ=$+67^0 56'.1$ (1900.0)
A: $5^m.9$ – $7^m.0$ V Typ: Lb Sp. N0 (C6.3)
Niecałe dwa stopnie na południe od R UMa leży odkryta przez Fearnleya zmienna nieregularna VY UMa. Maksymalna amplituda zmian jasności wynosi nieco ponad jedną wielkość gwiazdową, ale zwykle jest mniejsza, około 0.6 wielkości gwiazdowej. Bardziej doświadczeni obserwatorzy mogą spróbować obserwacji tej zmiennej. Ponieważ gwiazda ta jest w Polsce gwiazdą okołobiegunową można ją śledzić przez cały rok i uzyskać pełną roczną krzywą zmian jasności.



R Draconis

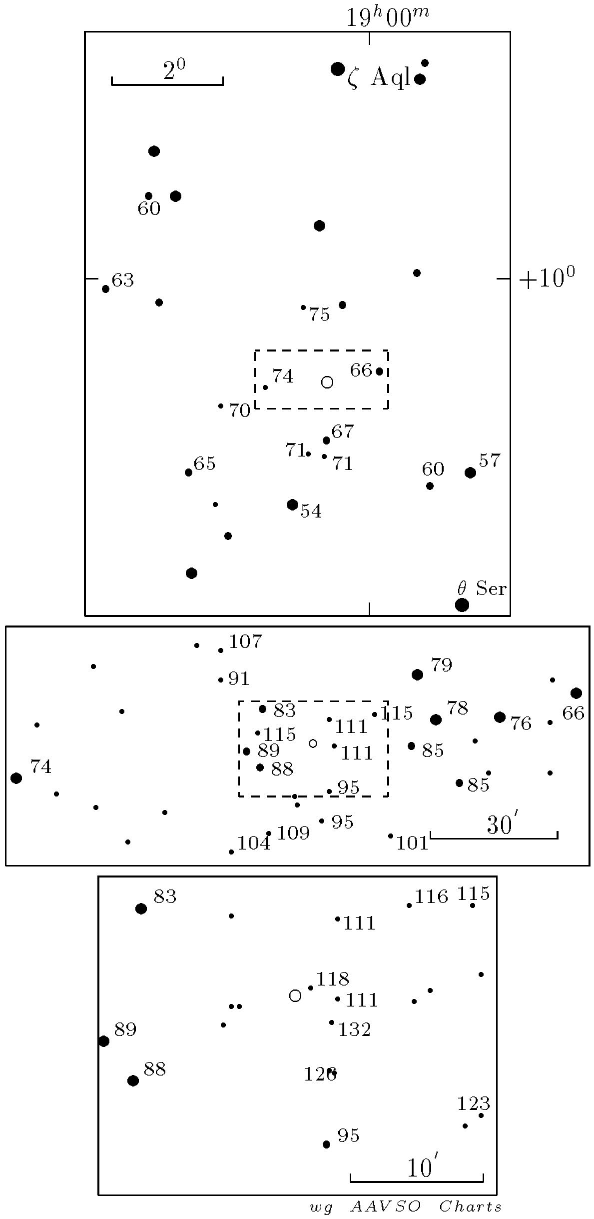
R Draconis (1632+66)

α=16^{h}32^m.7 δ=+66^{0}45$'$ (2000.0)

A: 6^m.7 – 13^m.0 v Max: 2442059+245^d.47 Typ: M M–m = 0.45

Sp. M5e – M9e

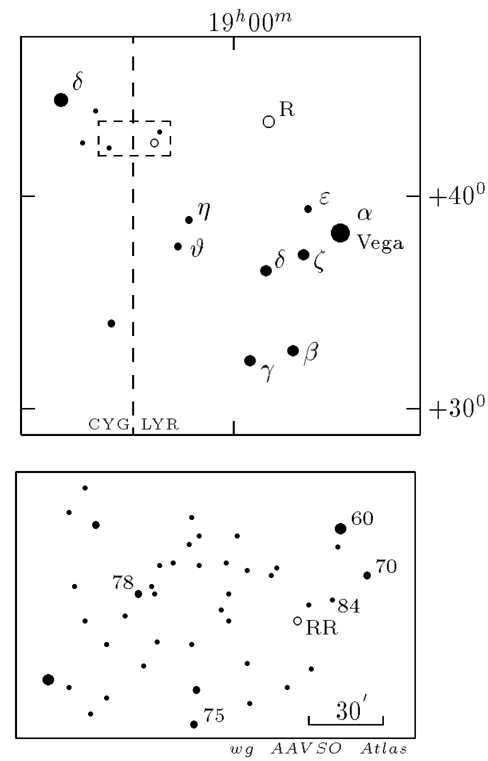
W gwiazdozbiorze Smoka w odległości 4^0 na zachód od ζ Draconis leży jedna z jaśniejszych miryd – R Draconis. Zmienna została odkryta w 1876 roku przez norweskiego astronoma C.T.H. Geelmuydena w obserwatorium w Oslo. Mimo że czasami osiąga w maksimum szóstą wielkość gwiazdową to jej średnia jasność w maksimum wynosi 7^m.6, a w minimum średnio 12^m.4. Ponieważ gwiazda leży tylko niecałe 24^0 od bieguna, zatem jest dogodna do obserwacji przez cały rok co umożliwia wykreślenie pełnej krzywej zmian jasności. Oznaczenie jasności gwiazd porównania: 85=8^m.5



19^h00^m
2^0
ζ Aql
60
63
$+10^0$
75
74
66
70
67
71
71
65
60
57
54
θ Ser
107
91
79
83
115
111
115
78
76
66
89
111
85
74
88
95
85
95
30′
109
104
101
83
116
115
111
118
111
89
132
88
120
123
95
10′
wg AAVSO Charts

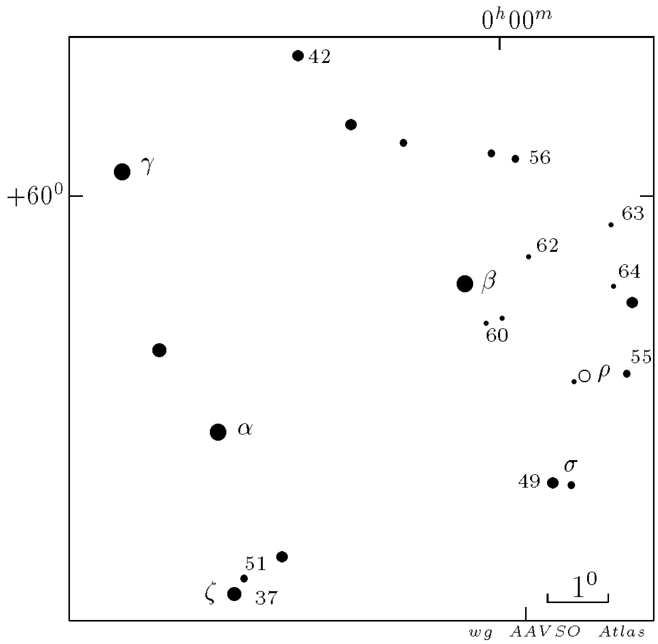
R Aquilae

R Aquilae (1901+08)
$\alpha = 19^h 01^m.5 \quad \delta = +8^0 04'.7 \quad (1900.0)$
A: $5^m.5$ – $12^m.0$ v   Max: 2443458 + $284^d.2$ M–m = 0.42   Typ: M
Sp. M5e–M8e
Na Drodze Mlecznej, w gwiazdozbiorze Orła, znajduje się jedna z jaśniejszych miryd, odkryta w ubiegłym stuleciu przez Argelandera – R Aql. Od momentu odkrycia jej okres stale się skraca z 346^d do 280^d w ciagu 130 lat. Chociaż czasami w maksimum może być widoczna gołym okiem, to średnio jej jasność zawiera się między $6^m.1$ a $11^m.5$. Średni typ widmowy w maksimum wynosi M6.5e.



RR Lyr

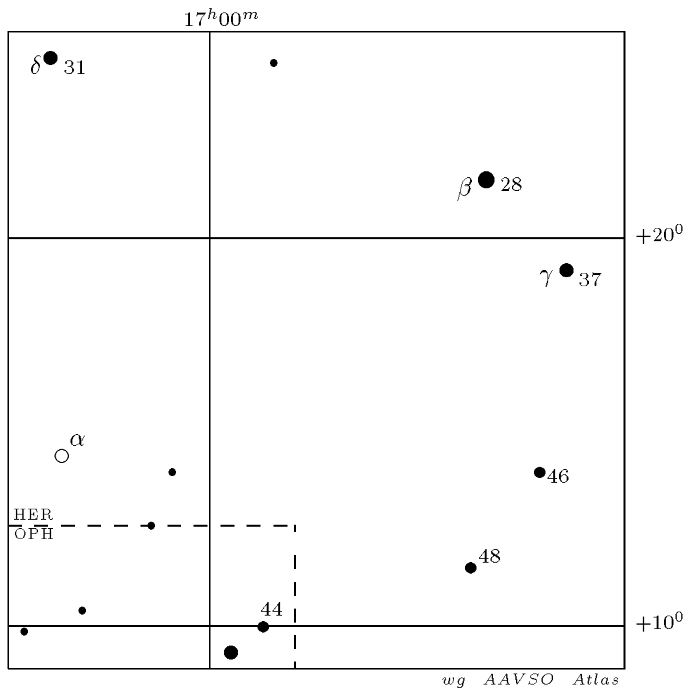
RR Lyrae (1922+42)
$\alpha = 19^h22^m.3 \quad \delta = +42^035' \quad (1900.0)$
A: $7^m.06 - 8^m.12$ V Max: 2438215.377 + $0^d.566830$ Typ: RRab
M–m = 0.19 Sp. A8 – F7
W północno-wschodniej części gwiazdozbioru Lutni. W odległości około sześciu stopni od jasnej zmiennej R Lyr, znajduje się najjaśniejsza przedstawicielka licznej klasy gwiazd pulsujących: RR Lyrae. Gwiazda ta jest szczególnie interesująca ze względu na występujący u niej silny *efekt Błażki*, który polega na periodycznych zmianach amplitudy i fazy kolejnych maksimów jasności. Wskutek tego efektu, wysokość maksimum zmienia się w przedziale aż $0^m.6$, a minumum zaledwie około $0^m.1$. Okres tych zmian wynosi $40^d.812289$. Stwierdzono także iż gwiazda posiada silne pole magnetyczne. Choć RR Lyr można obserwować niemal przez cały rok, to najlepsze warunki do jej obserwacji występują latem gdy zmienna góruje blisko zenitu.



ρ Cassiopeae

ρ Cassiopeae (2349+56)
$\alpha = 23^h54^m.4 \quad \delta = +57^0 30' \quad (2000)$
A: $4^m.1$ – $6^m.2$ v P=320^d Typ: SRd Sp. F8Iap – K0 0-Iap
W odległości niecałych trzech stopni na południowy zachód od β Cassiopeae, na Drodze Mlecznej leży ciekawa jasna zmienna ρ Cassiopeae. Jest to żółto–pomarańczowy nadolbrzym o wielkiej jasności absolutnej. Zwykle zmiany jasności u tej gwiazdy zachodzą w granicach $4^m.1$ – $5^m.1$, a widmo zmienia się od F5 do K5 (w minimum). W listopadzie 1945 rozpoczął się spadek jasności trwający do września roku następnego kiedy to zmienna osiągnęła najniższą odnotowaną jasność $6^m.2$ (J.D. 2432070, M2). Potem nastąpił stopniowy wzrost jasności i w lipcu 1947 nastąpił powrót do pierwotnej jasności. Nie jest jasne co spowodowało takie osłabienie jasności. Być może, jak sądzą niektórzy, gwiazda jest układem zaćmieniowym o bardzo długim okresie orbitalnym i obserwowane osłabienie było efektem zaćmienia, a może nie jest wcale gwiazdą półregularną, a raczej zmienną typu R Coronae Borealis. Z analiz spektrogramów wykonanych w latach 1955 – 60 wynika ponadto, że gwiazda jest otoczona mgławicą rozszerzającą się z prędkością około 40 km/s.

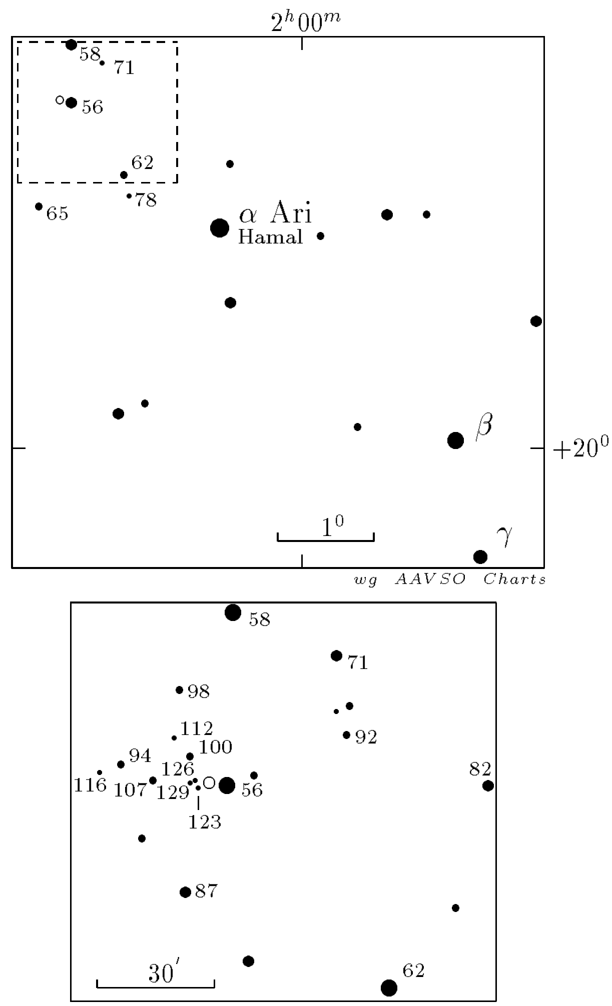
Zmienna jest w dalszym ciągu intensywnie badana i dalsze obserwacje są pożądane. ρ Cassiopeae jest gwiazdą okołobiegunową i jest dostępna obserwacjom przez cały rok. Oznaczenie jasności gwiazd porównania 51=$5^m.1$



α Her

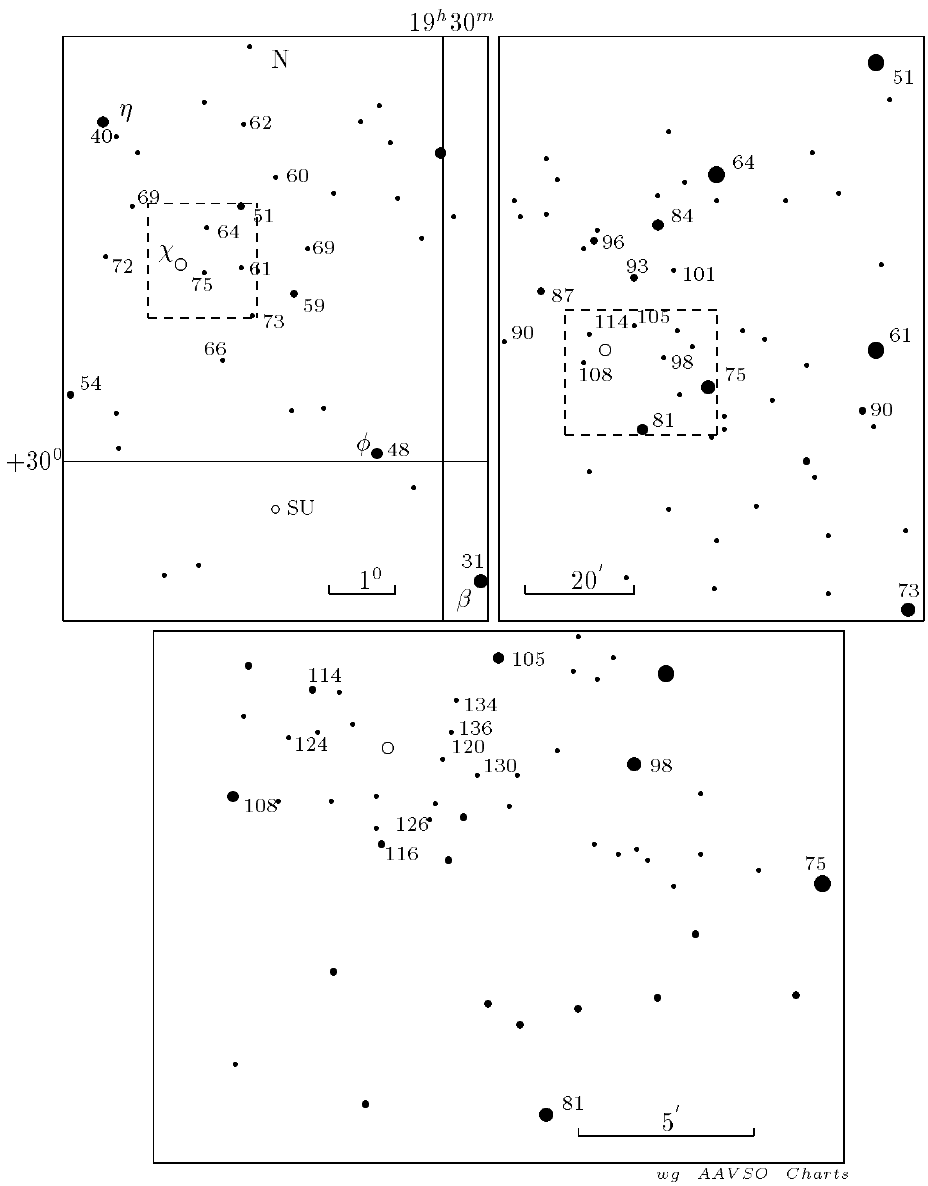
α Herculis (1710+14)
$\alpha = 17^h10^m.1 \quad \delta = +14^030^m.3 \quad (1900.0)$
A: 3.0 – 4.0 v P: $\pm 100^d$ Typ: SRc Sp. M5 II-Ib
W południowym rejonie gwiazdozbioru Herkulesa, blisko granicy z Wężownikiem, około 5^0 na zachód od α Oph, leży jasna zmienna półregularna α Her znana też jako Ras Algheti. Jest to zmienna półregularna, dogodna do obserwacji okiem nieuzbrojonym, lub przez lornetki. Zmiany jasności są dosyć wolne i niezbyt wielkie. Na sześcioletni cykl powolnych zmian o amplitudzie około $0^m.5$, nakładają się zmiany o okresie od 50 do 130 dni i amplitudzie od $0^m.3$ do $1^m.0$. Już w niewielkiej lunecie widzimy, że jaśniejsza gwiazda ma towarzysza o jasności $5^m.4$ i typie widmowym F8 II-III, położonym w odległości 4".5. Towarzysz ten jest również gwiazdą podwójną, a niewidoczny składnik obiega ją z okresem 51.6 dnia. Z pomiarów interferometrycznych wynika ponadto że główny składnik ma średnicę 680 razy większą niż Słońce, a cały ten potrójny układ jest zanurzony w ogromnej gazowej otoczce pochodzącej od głównego składnika, mającej promień 200 000 razy większy od Słońca i ekspandującej z prędkością około 10 km/s. W czasie obserwacji oceniamy

oczywiście sumaryczną jasność układu. Cały system leży w odległości 694 lat świetlnych.


2^{h}00^m
58
71
56
62
78
65
α Ari
Hamal
β
+20^0
1^0
γ
wg AAVSO Charts
58
71
98
112
100
92
94
126
82
116
107
129
56
123
87
30$'$
62

R Ari

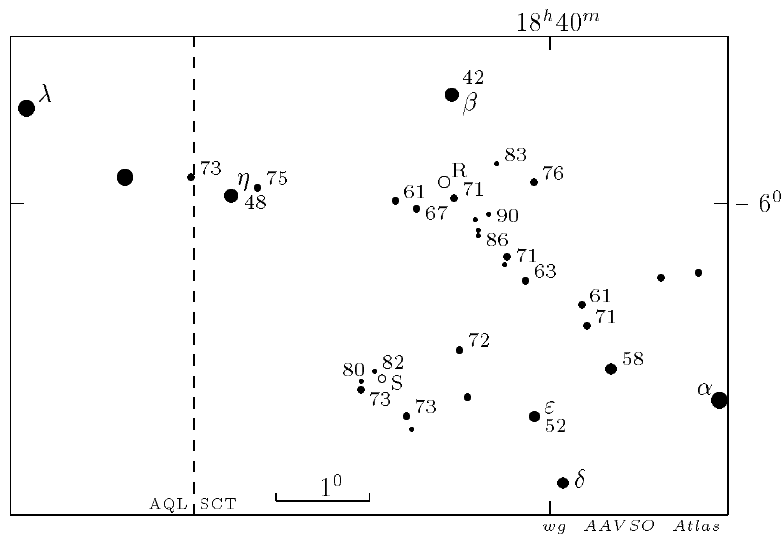
R Arietis (0210+24)
$\alpha = 2^h 10^m.4 \quad \delta = +24^0 35'.5 \quad (1900.0)$
A: $7^m.5$ – $13^m.7$ v   Max: 2437598 + $186^d.80$ M–m = 0.45   Typ: M
Sp. M3e – M6
W północno zachodniej części gwiazdozbioru Barana, w odległości około 2 stopni od Hamala (α Ari) i tylko 5.5 minuty kątowej od 21 Ari, znajduje się szybka (jak na gwiazdę tej klasy) zmienna typu Mira Ceti – R Arietis. Gwiazda ta została odkryta przez Argelandera i dokonuje pełnego cyklu w ciągu zaledwie sześciu miesięcy, tak że jest możliwe wyznaczenie dwóch maksimów jasności w roku. Mimo, że zmienna osiąga czasami w maksimum siódmą wielkość gwiazdową to średnio jej jasność zmienia się w zakresie od $8^m.2$ do $13^m.2$.



19^h30^m
N
η
40
62
60
69
51
64
χ
72
75
61
69
59
73
66
54
$+30^0$
φ
48
SU
31
1^0
β
51
64
84
96
93
101
87
90
114
105
61
108
98
75
90
81
20′
73
105
114
134
136
124
120
130
98
108
126
116
75
81
5′
wg AAVSO Charts

χ Cygni

χ Cygni (1946+32)
$\alpha = 19^h 46^m.7 \quad \delta = +32^0 39'.6 \quad (1900.0)$
A: $3^m.3$ – $14^m.2$ v Max: 2438037 + $406^d.84$ M–m = 0.41 Typ: M
Sp. S7.1e – S10.1e
Niedaleko Albireo (β Cyg), leży znana miryda χ Cygni. Gwiazda ta charakteryzuje się dużą wizualną amplitudą zmian jasności, prawie 11 wielkości gwiazdowych. Jej średnia amplituda zmian jasności zawiera się między $5^m.2$, a $13^m.4$. Często na gałęzi rosnącej krzywej zmian jasności, obserwujemy chwilowe zatrzymanie jasności, które czasami pokrywa się z maksimum co powoduje, że wtedy obserwujemy dwa oddzielne, bliskie maksima rozdzielone płytkim minimum. Wyjątkowo duża amplituda jest spowodowana niską temperaturą gwiazdy, która wynosi 2240 K w maksimum i 1640 K w minimum jasności.

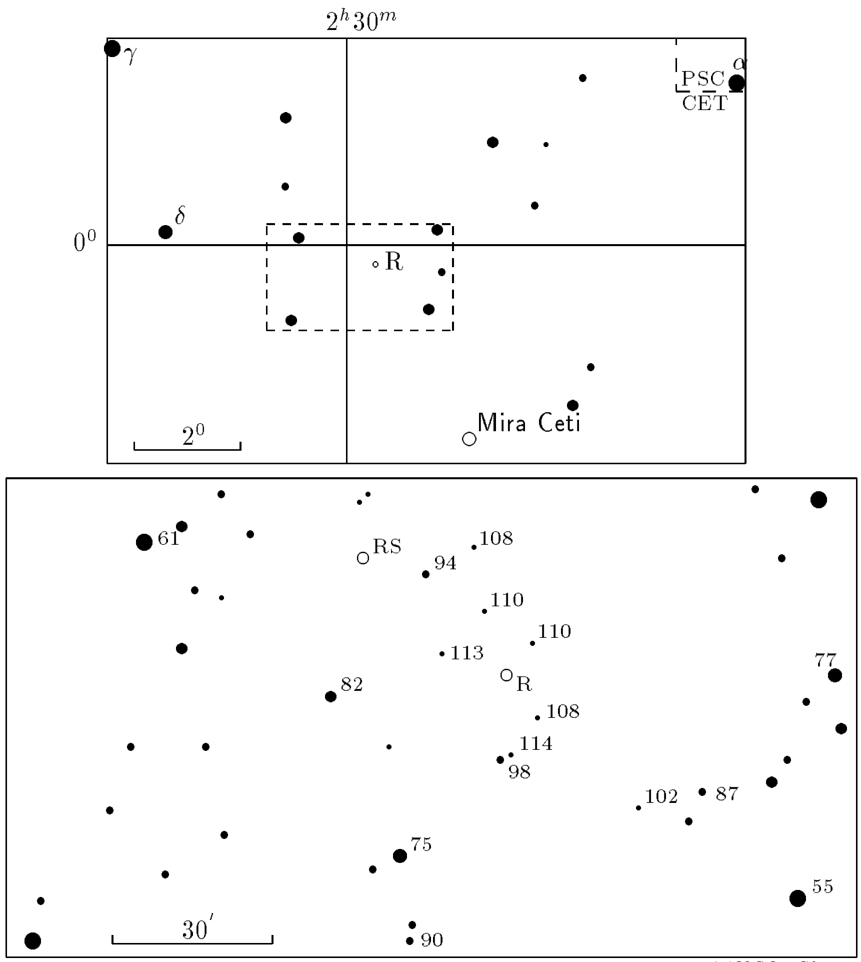


R i S Sct

R Scuti (1842-05)
$\alpha = 18^h44^m.8 \quad \delta = -5^0 46' \quad (1950.0)$
A: $4^m.2 - 8^m.6$ V   Min: $2444872 + 146^d$ Typ: RVa   Sp. G0Iae–K2p(M3)Ib
W gwiazdozbiorze Tarczy, 1 stopień na południe od β Scuti, w pobliżu jasnej gromady otwartej M11, leży jasna i ciekawa zmienna R Scuti. Odkryta przez E. Pigotta, zmienia jasność w sposób półregularny, ale z wyraźnie zaznaczonym okresem około 140–150 dni. Krzywa zmian jasności przypomina nieco krzywą gwiazd zaćmieniowych typu β Lyrae, choć przyczyny zmienności są zupełnie inne. W pobliżu maksimum jasności zmienna wykazuje widmo nadolbrzyma typu G, podczas gdy w minimum jest ono bardziej zbliżone do widma chłodnego nadolbrzyma typu M. R Scuti jest na tyle jasna że można ją obserwować już przez lornetki, a najlepszy okres widoczności przypada w miesiącach letnich.

S Scuti (1844-08)
$\alpha = 18^h44^m.9 \quad \delta = -8^0 01' \quad (1900.0)$
A: $6^m.3 - 7^m.6$ v   P=$148^d.0$ Typ: SR   Sp. N3(C5,4)
W odległości 2 stopni na wschód od ε Scuti i niecałe 2 stopnie na południe od gromady otwartej M11, leży zmienna półregularna S Scuti. Gwiazda, mimo że dosyć jasna, jest raczej słabo zbadana na co ma niewątpliwie wpływ jej niskie położenie nad horyzontem dla obserwatorów na półkuli północnej. Chociaż maksymalna amplituda zmian jasności przekracza jedną wielkość

gwiazdową to zwykle zmiany są mniejsze; około $0^m.2 - 0^m.6$. Bardziej doświadczeni obserwtorzy mogą spróbować obserwacji tej zmiennej. Najlepszym okresem do obserwcji są miesiące letnie, gdy gwiazdozbiór Tarczy góruje nad południowym horyzontem.



wg AAVSO Charts

R i RS Cet

R Ceti (0220-00)

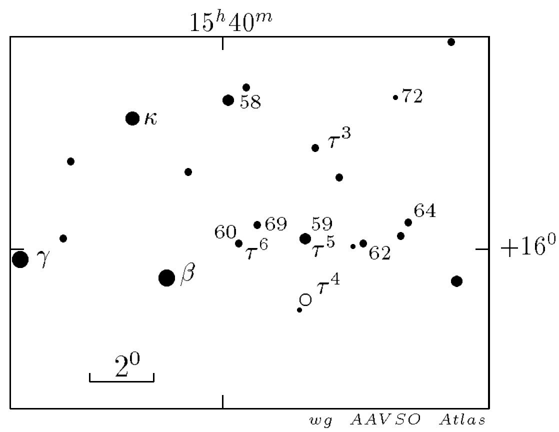
$\alpha = 2^h 20^m.9 \quad \delta = -0^0 38' \quad (1900.0)$

A: $7^m.2$ – 14^m v Max: 2436293 + $166^d.24$ M–m = 0.43

Typ. M Sp. M4e:–M6e

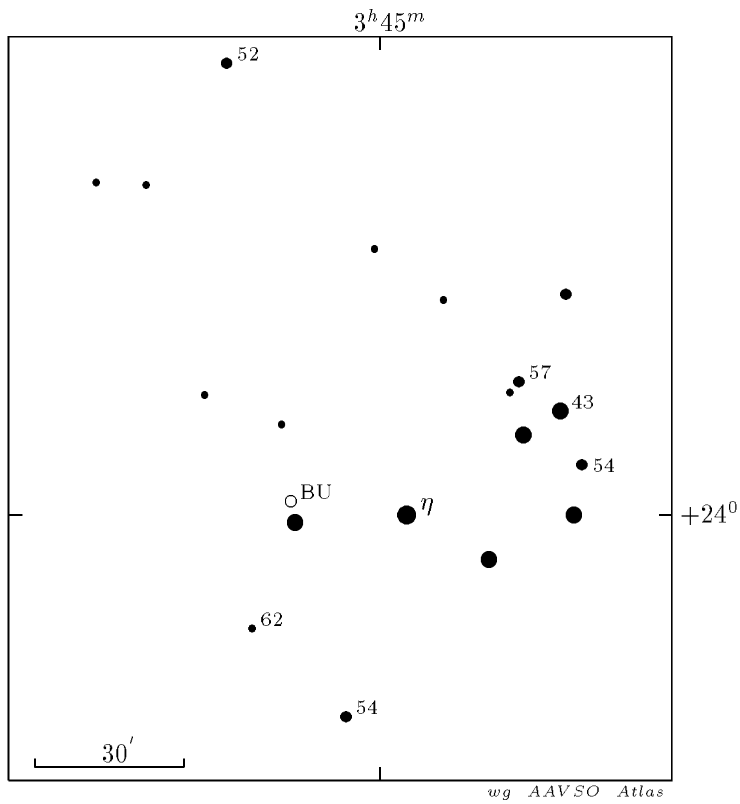
Około trzech stopni na północny wschód od zmiennej długookresowej Mira Ceti, leży druga słabsza zmienna tej klasy. Chociaż czasami zmienna osiąga w maksimum siódmą wielkość gwiazdową to średnio jej jasność zmienia się między $8^m.1$ a $13^m.1$. Najlepszym okresem do obserwacji tej zmiennej jest okres jesień–zima, gdy gwiazdozbiór Wieloryba jest widoczny nad południowym horyzontem.

RS Ceti (0222-00)
$\alpha = 2^h22^m.9 \quad \delta$=-$0^0 14'$ (1900.0)
A: $7^m.9$ – $8^m.6$ V Typ. SR: Sp. G2
Zaledwie w odległości 0.6 stopnia na północny wschód od R Cet, leży słabo zbadana zmienna RS Cet. Gwiazda ta jest prawdopodobnie zmienną półregularną, ale niewielka liczba wykonanych obserwacji nie pozwala na dokładniejsze jej zbadanie. Gwiazda jest łatwo osiągalna przez większe lornetki i bardziej doświadczeni obserwatorzy mogą spróbować śledzenia zmian jasności tej zmiennej.



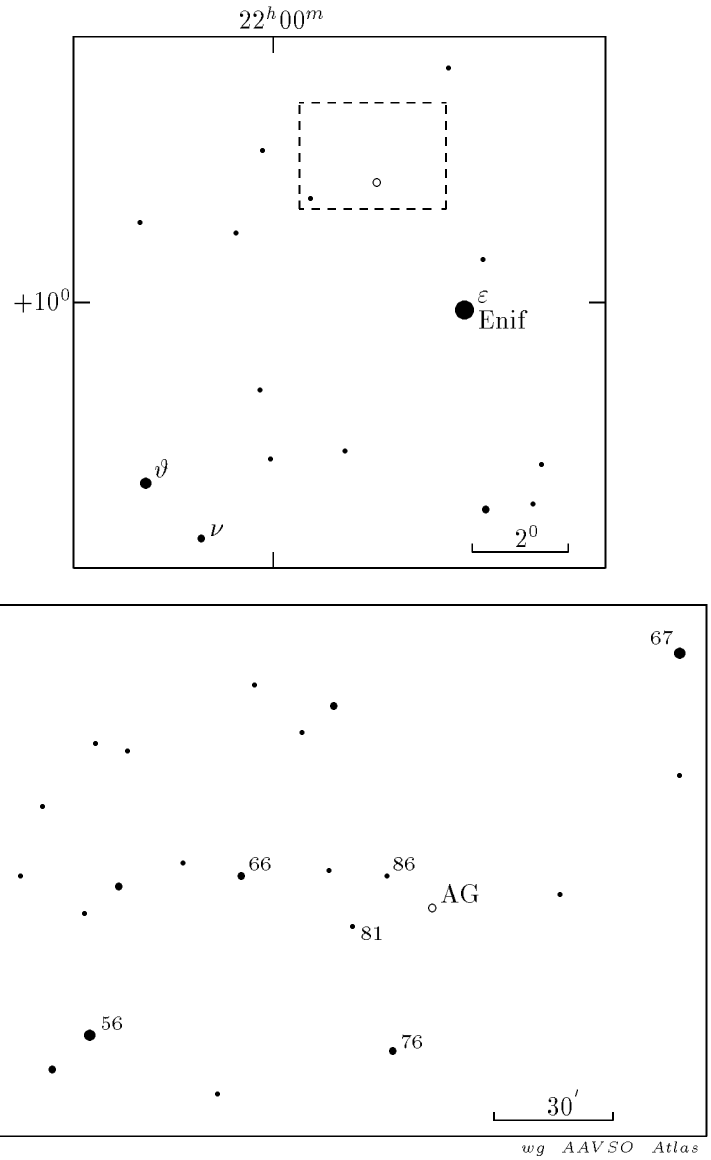
τ^4 Serpentis

τ^4 Serpentis (1531+15)
$\alpha = 15^h31^m.8 \quad \delta = 15^0 25'.9 \quad (1900.0)$
A: $5^m.9$ – $7^m.1$ V   Typ: Lb(SR)   Sp. M5IIb – M5IIIa
W gwiazdozbiorze Węża, a dokładniej w jego głowie, niedaleko zmiennej R Serpentis, o 3^0 na zachód od gwiazdy β Serpentis znajduje się zmienna czerwonej barwy τ^4 Serpentis. Zmienną tę najdogodniej jest obserwować wiosną i latem przy użyciu niewielkich instrumentów (lornetek). Gwiazda zmienia swoją jasność nieregularnie z amplitudą nieco przekraczającą jedną wielkość gwiazdową. Jasność fotograficzna zawiera się między $7^m.5$ a $8^m.9$. Jak do tej pory nie ma zgodności co do typu zmienności tej gwiazdy. Początkowo była klasyfikowana jako gwiazda nieregularna, potem zaliczono ją do gwiazd wolnozmiennych typu L, a niektórzy zaliczają ją do gwiazd półregularnych (SR). Zmienna leży w odległości około 1000 lat świetlnych. Na mapce północ u góry.



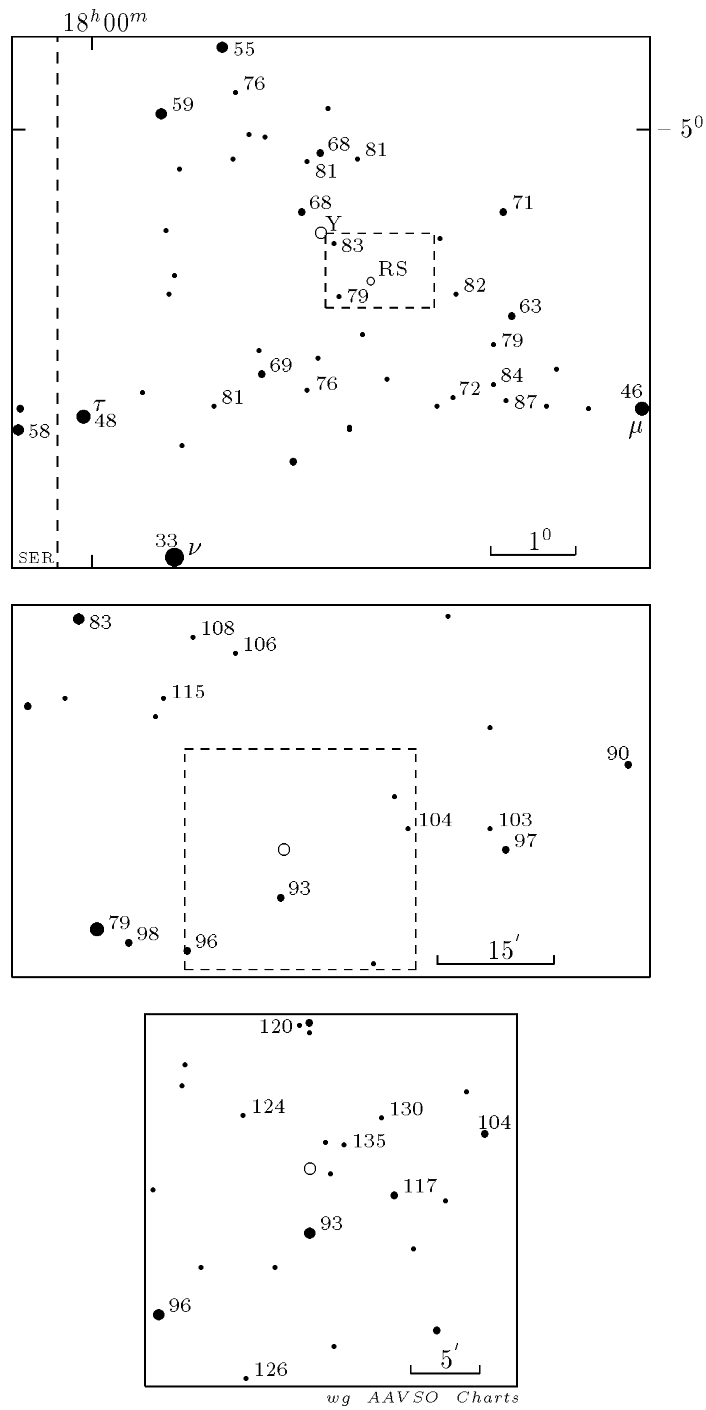
BU Tau

BU Tauri (0343+23)
$\alpha = 3^h 43^m.2 \quad +23^0 50' \quad (1900.0)$
A: $4^m.77$ – $5^m.50$ V Typ: γC Sp. B8IV–V
W gromadzie otwartej Plejady znajduje się jasna zmienna należąca do zmiennych typu γ Kasjopei o nazwie Plejone. Zmiany jasności mają charakter nieregularny, zwykle o amplitudzie nie przekraczającej $0^m.5$. Zmienna jest prawdopodobnie gwiazdą podwójną spektroskopową o długim okresie orbitalnym.


22^h00^m
$+10^0$
ε
Enif
ϑ
ν
2^0
67
66
86
AG
81
56
76
$30'$
wg AAVSO Atlas

AG Peg

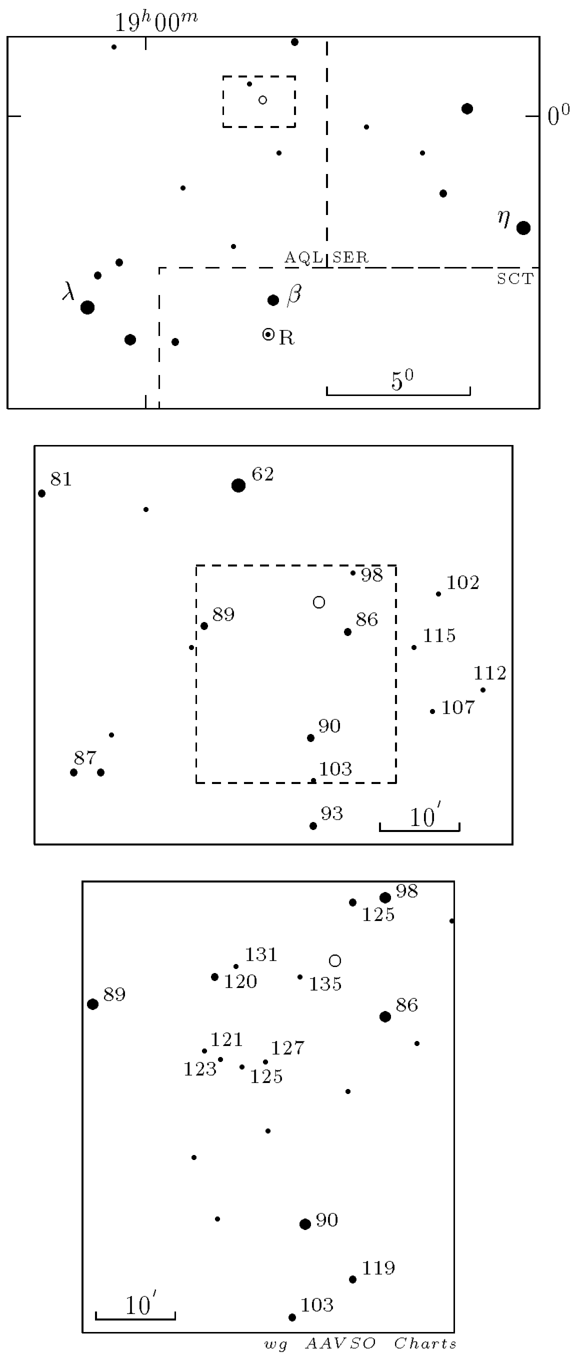
AG Pegasi (2146+12)
$\alpha = 21^h46^m.2 \quad \delta = +12^0 10' \quad (1900.0)$
A: 6.0 – 9.4 v   P = 800^d?   Typ: Z And   Sp. WN6+M1-3II-III
W gwiazdozbiorze Pegaza w odległości około $3^0.5$ stopnia od Enifa (ε Peg), znajduje się jasna zmienna symbiotyczna AG Pegasi. Gwiazda ta okryta została przez W. G. Fleminga. W roku 1820 miała jasność $9^m.4$. W roku 1870 zmienna gwałtownie pojaśniała osiągając w maksimum szóstą wielkość gwiazdową. Przez następne pięćdziesiąt lat gwiazda miała widmo typu Be. W 1922 roku widmo gwiazdy przybrało wygląd charakterystyczny dla chłodnych olbrzymów typu M. Obecnie jest gwiazdą ósmej wielkości gwiazdowej i zmienia powoli jasność z okresem około 800 dni. AG Pegasi jest układem podwójnym składającym się z chłodnego czerwonego olbrzyma i gorącego składnika, którym jest najprawdopodobniej biały karzeł . Okres orbitalny układu wynosi 827 dni.


18h00m
55
76
59
− 5°
68
81
81
68
71
Y
83
RS
82
79
63
79
69
84
76
72
87
81
46
τ
48
58
μ
33
ν
SER
1°
83
108
106
115
90
104
103
97
93
79
98
96
15′
120
124
130
104
135
117
93
96
126
5′
wg AAVSO Charts

Y i RS Oph

Y Ophiuchi (1747-06)
$\alpha = 17^h 47^m.3 \quad \delta = -6^0 07' \quad (1900.0)$
A: $5^m.9$ – $6^m.5$ V   Max: 2439853.30 + $17^d.12413$ Typ: Cδ M–m = 0.44
Sp. F8Ib – G3Ib
W odległości około czterech stopni na północny zachód od gwiazdy ν Wężownika leży jasna cefeida Y Ophiuchi. Zmienna ta ma nietypową krzywą zmian jasności jak na cefeidę o okresie 17 dni. Stwierdzono także iż w jasności fotograficznej moment maksimum wypada o $0^d.28$ wcześniej niż w jasności wizualnej. Wskaźnik barwy B–V zmienia od +1.25 do +1.52.

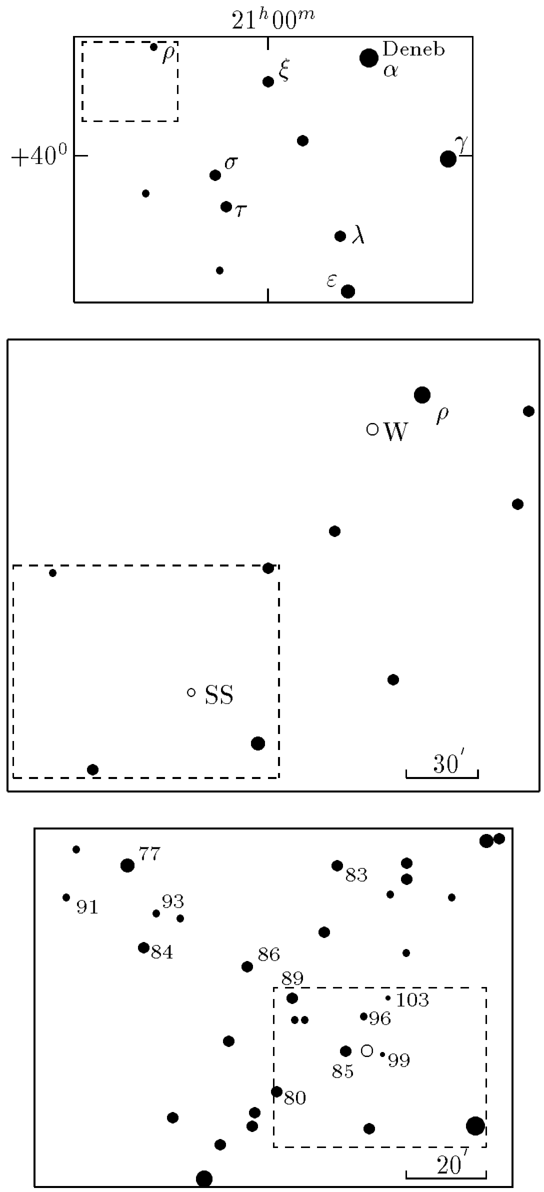
RS Ophiuchi (1744-06)
$\alpha = 17^h 44^m.8 \quad \delta = -6^0 41' \quad (1900.0)$
A: $4^m.3$ – $12^m.5$ V   Typ: Nr   Sp. Ocp+M2:
W odległości kątowej 1^0 od cefeidy Y Oph, znajduje się ciekawa zmienna RS Ophiuchi. RS Ophiuchi należy do nielicznej klasy nowych powrotnych. Dotychczas zaobserwowano cztery jej wybuchy w 1898, 1933, 1958 i 1967 roku. Jej pierwszy wybuch nie był bezpośrednio obserwowany; dopiero kilka lat później W. G. Fleming przeglądając stare zdjeęcia nieba obejmujące okolice zmiennej, zauważył iż gwiazda o dotychczasowej jasności około 12^m zwiększyła nagle jasność do $7^m.7$. Niewielka ilość zdjęć z tego okresu nie pozwoliła na wykreślenie pełnej krzywej zmian jasności. Chociaż w maksimum RS Oph osiąga 4^m to zmienna szybko słabnie i po upływie około miesiąca od momentu maksimum, jej jasność spada do mniej więcej 9^m. Najlepszym okresem do obserwacji tej zmiennej są miesiące wiosenno-letnie.



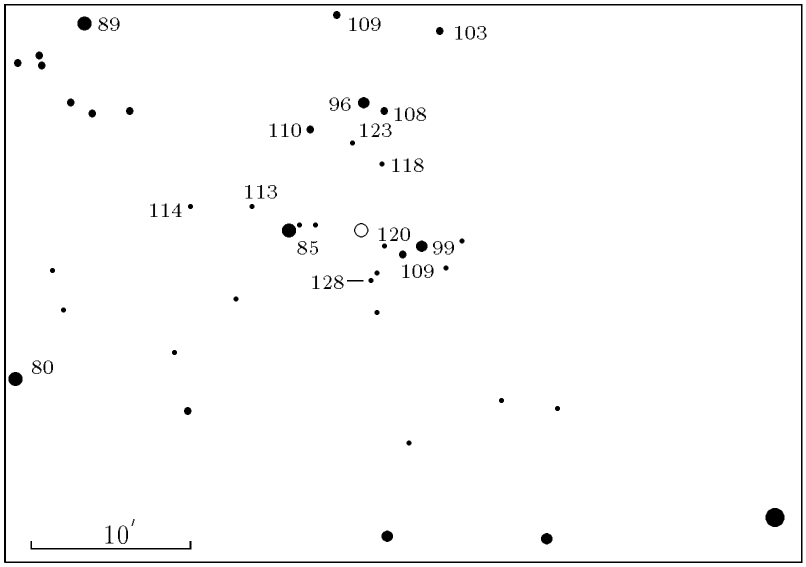
19h00m
0°
η
AQL SER
SCT
λ
β
R
5°
81
62
98
102
89
86
115
112
107
90
87
103
93
10′
98
125
131
120
135
89
86
121
127
123
125
90
119
103
10′
wg AAVSO Charts

V603 Aql

V603 Aquilae (1843+00)
$\alpha = 18^h 43^m.8 \quad \delta = 0^0 28' \quad (1900.0)$
A: $-1^m.4$ – 12^m V Typ: N Sp. sdBe(Q)
Gwiazda ta wybuchła jako nowa w 1918 roku i była najjaśniejszą nową w XX stuleciu, osiągając w maksimum jasność Syriusza $-1^m.4$. Obecnie jej jasność waha się między $11^m.3$ a $11^m.6$. Zmienna jest gwiazdą podwójną spektroskopową o okresie $0^d.13854$. Najdogodniejszym okresem do obserwacji są miesiące letnie, kiedy gwiazdozbiór Orła góruje nad południowym horyzontem.



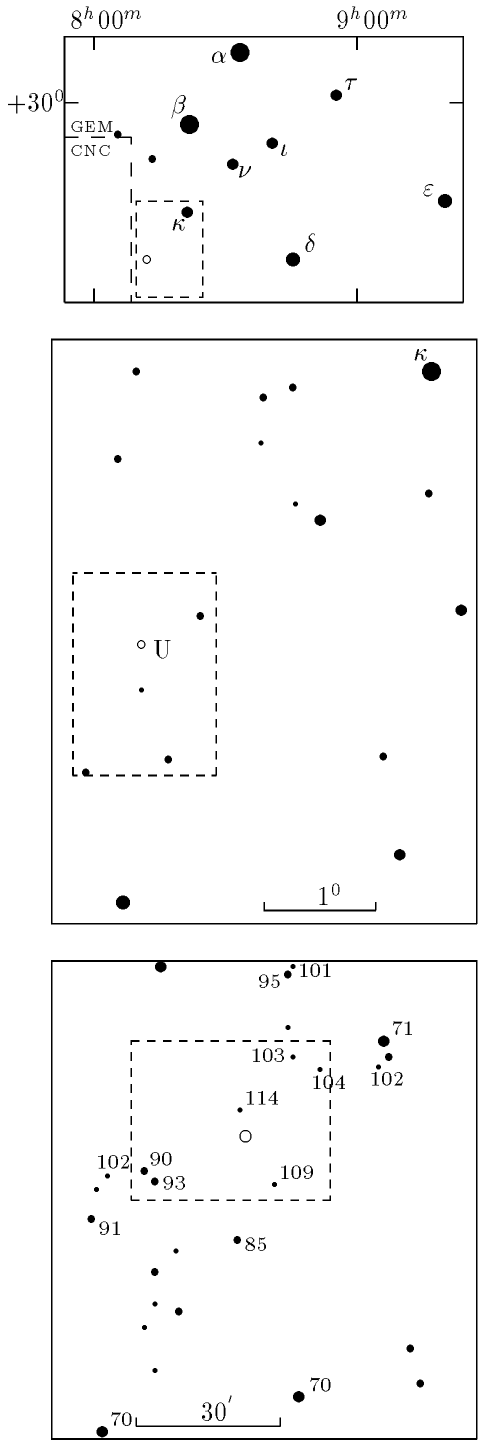
21^h00^m
$+40^0$
Deneb
α
ρ
ξ
γ
σ
τ
λ
ε
ρ
W
SS
30′
77
83
91
93
84
86
89
103
96
85
99
80
20′

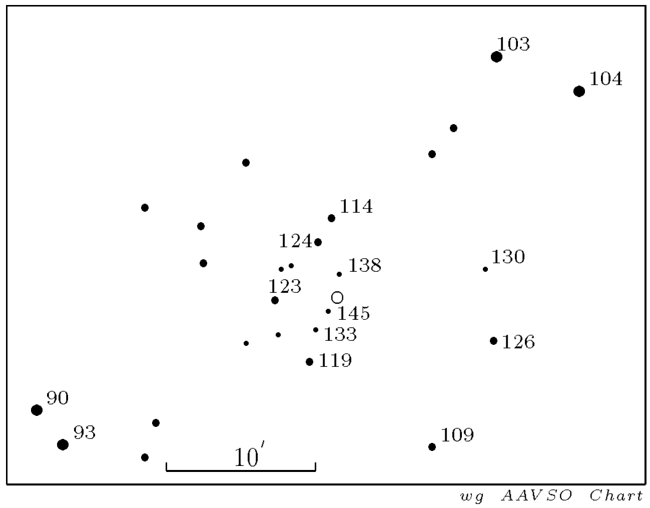


wg AAVSO Chart

SS Cyg

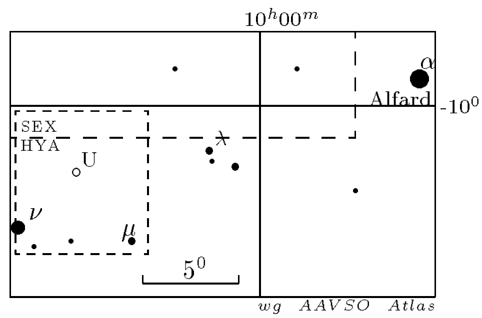
SS Cygni (2138+43)
$\alpha = 21^h 38^m.8 \quad \delta = +43^0 08' \quad (1900.0)$
A: $8^m.2$ - $12^m.4$ v P=($50^d.1$) Typ: UG Sp. A1–dG5ep
W gwiazdozbiorze Łabędzia, w odległości kątowej około 3^0 na południowy wschód od gwiazdy ρ Cyg znajduje się, odkryta przez Wellsa w 1896 roku, jedna z najjaśniejszych nowych karłowatych: SS Cygni. Normalnie jsaność gwiazdy oscyluje wokół 12^m, a co 1–2 miesiące mają miejsce wybuchy o amplitudzie około czterech magnitudo i czasie trwania około 20 dni. Zmienną można obserwować przez większą część roku, a najlepsze warunki obserwacyjne występują w miesiącach letnich, gdy zmienna góruje blisko zenitu.

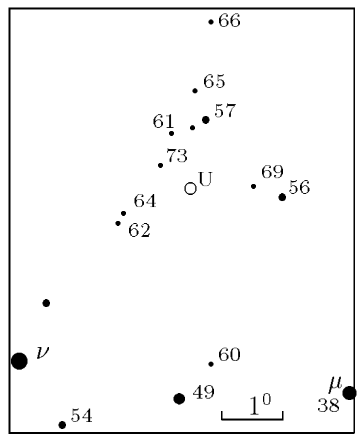

8^h00^m
9^h00^m
α
τ
$+30^0$
β
GEM
CNC
ι
ν
ε
κ
δ
κ
U
1^0
95
101
71
103
104
102
114
102
90
93
109
91
85
70
70
$30'$



U Gem

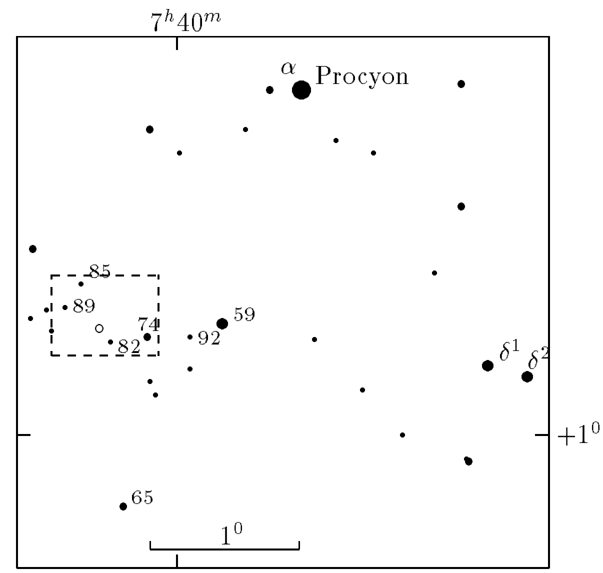
U Geminorum (0749+22)
$\alpha = 7^h 49^m.2 \quad \delta = +22^0 16' \quad (1900.0)$
A: $8^m.2$ – $14^m.9$ v P=($103^d.0$) Typ: UG Sp. dBe+dK
We wschodniej części gwiazdozbioru Bliźniąt znajduje się jedna z najjaśniejszych nowych karłowatych: U Geminorum. Gwiazda została po raz pierwszy zauważona w grudniu 1855 roku przez J.H. Hinda, gdy była w pobliżu maksimum jasności. Po upływie około trzech tygodni jej jasność zmalała poniżej 12 wielkości gwiazdowej. W marcu następnego roku dostrzegł jej kolejne pojaśnienie N. Pogson. Obserwacje przeprowadzone w następnych latach pokazały iż została odkryta zmienna należąca do nieznanej dotychczas klasy. Normalnie jasność gwiazdy oscyluje około czternastej wielkości gwiazdowej, a co 3–4 miesiące mają miejsce wybuchy o amplitudzie około 5 wielkości gwiazdowych i czasie trwania kilku tygodni. Gwiazda jest ponadto zmienną zaćmieniową o okresie $0^d.1769$ i głębokości minimów około $0^m.7$

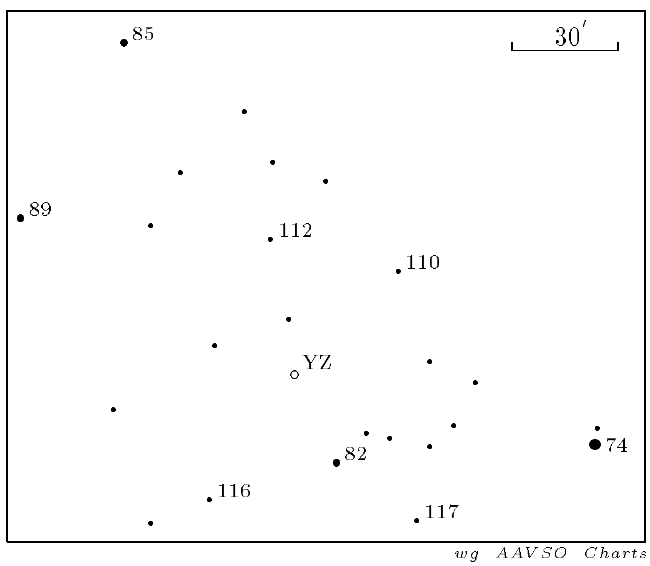




U Hya

U Hydrae (1032-12)
$\alpha = 10^h 32^m.6 \quad \delta = \text{-}12^0 51'.9$ (1900.0)
A: $4^m.3$ – $6^m.5$ v P: $\pm 450^d$ Typ: SRa Sp. N2 Ib (C7.3)
Około 15^0 stopni na wschód od Alfarda, alfy Hydry, znajduje się jedna z jaśniejszych gwiazd półregularnych U Hydrae. Gwiazda ta, odkryta przez B. A. Goulda, jest mimo swej jasności, gwiazdą dosyć słabo zbadaną, głównie ze względu na swoje położenie nisko nad horyzontem dla obserwatorów na półkuli północnej i niekorzystny okres najlepszej widoczności, przypadający na miesiące zimowe i wiosenne, gdy dni pogodnych jest raczej mało. Mimo iż maksymalna amplituda wynosi ponad dwie wielkości gwiazdowe, z reguły zmiany jasności są mniejsze i zawierają się między $4^m.9$ a $5^m.8$. Oznaczenie gwiazd porównania $38=3^m.8$.


7^h40^m
α Procyon
85
89
74
59
92
82
δ^1
δ^2
$+1^0$
65
1^0


85
30′
89
112
110
YZ
74
82
116
117
wg AAVSO Charts

YZ CMi

YZ Canis Minoris (0739+03)
$\alpha = 7^h 39^m.5 \quad \delta = +3^0 48' \quad (1900.0)$
A: $8^m.6$ – $12^m.93$ B   Typ: UV   Sp. M4.5Ve
W gwiazdozbiorze Małego Psa, w odległości kątowej około 2 stopni na południowy wschód od Procyona, znajduje się jedna z ciekawszych zmiennych rozbłyskowych. Podczas rozbłysku, w ciągu 1–2 minut gwiazda jaśnieje o jedną do kilku wielkości gwiazdowych, aby po natępnych 2–3 minutach okresu maksymalnej jasności, przerywanej często nieregularnymi fluktuacjami, powrócić w ciągu 6–8 minut do jasności sprzed rozbłysku. Czas trwania całego zjawiska nie przekracza kilkunastu minut. Nieperiodyczność rozbłysków i bardzo krótki czas ich trwania powoduje, iż gwiazda jest trudna do wizualnych obserwacji w warunkach amatorskich.

10.3 Gwiazdozbiory widoczne w Polsce

Nazwa łacińska	Nazwa polska	Skrót	Okres najlepszej widoczności
Andromeda	Andromeda	And	wrzesień – listopad
Aquarius	Wodnik	Aqr	sierpień – październik
Aquila	Orzeł	Aql	lipiec – wrzesień
Aries	Baran	Ari	październik – grudzień
Auriga	Woźnica	Aur	listopad – styczeń
Bootes	Wolarz	Boo	maj – lipiec
Camelopardalis	Żyrafa	Cam	cały rok
Cancer	Rak	Cnc	styczeń – marzec
Canis Major	Wielki Pies	CMa	grudzień – luty
Canis Minor	Mały Pies	CMi	grudzień – luty
Canes Venatici	Psy Gończe	CVn	marzec – maj
Capricornus	Koziorożec	Cap	lipiec – wrzesień
Cassiopeia	Kasjopeja	Cas	cały rok
Cepheus	Cefeusz	Cep	cały rok
Cetus	Wieloryb	Cet	wrzesień – listopad
Coma Berenices	Warkocz Bereniki	Com	marzec – maj
Corona Borealis	Korona Północna	CrB	maj – lipiec
Corvus	Kruk	Crv	marzec – maj
Crater	Puchar	Crt	luty – kwiecień
Cygnus	Łabędź	Cyg	lipiec – wrzesień
Delphinus	Delfin	Del	lipiec – wrzesień
Draco	Smok	Dra	cały rok
Equleuus	Źrebię	Equ	lipiec – wrzesień
Eridanus	Erydan	Eri	listopad – styczeń
Gemini	Bliźnięta	Gem	grudzień – luty
Hercules	Herkules	Her	maj – lipiec
Hydra	Waż Wodny	Hya	luty – kwiecień
Lacerta	Jaszczurka	Lac	sierpień – październik
Leo	Lew	Leo	luty – kwiecień
Leo Minor	Mały Lew	LMi	luty – kwiecień
Lepus	Zając	Lep	grudzień – luty
Libra	Waga	Lib	kwiecień – czerwiec
Lynx	Ryś	Lyn	grudzień – luty
Lyra	Lutnia	Lyr	czerwiec – sierpień
Monoceros	Jednorożec	Mon	grudzień – luty
Ophiuchus	Wężownik	Oph	maj – lipiec
Orion	Orion	Ori	grudzień – luty

Nazwa łacińska	Nazwa polska	Skrót	Okres najlepszej widoczności
Pegasus	Pegaz	Peg	sierpień – październik
Perseus	Preseusz	Per	październik – styczeń
Pisces	Ryby	Psc	wrzesień – listopad
Sagitta	Strzała	Sge	czerwiec – sierpień
Saggitarius	Strzelec	Sgr	czerwiec – sierpień
Scorpius	Skorpion	Sco	maj – lipiec
Scutum	Tarcza	Sct	maj – lipiec
Serpens	Wąż	Ser	maj – lipiec
Sextans	Sekstans	Sex	luty – kwiecień
Taurus	Byk	Tau	listopad – styczeń
Triangulum	Trójkąt	Tri	wrzesień – listopad
Ursa Major	Wielka Niedźwiedzica	UMa	cały rok
Ursa Minor	Mała Niedźwiedzica	UMi	cały rok
Virgo	Panna	Vir	marzec – maj
Vulpecula	Lisek	Vul	czerwiec – sierpień

10.4 Nomogram Zwieriewa