



W numerze:

- News... wiadomości ze świata gwiazd zmiennych
- Kalendarium... mirydy na II kwartał 2011 r.
- Gwiazdne kataklizmy... nowe i supernowe w I kwartale 2011 r.
- Poradnik obserwatora
- Gwiazdy zmienne zaćmieniowe... ruch linii absyd
- Nasze obserwacje... kosmiczne fajerwerki XXI wieku
- Aktywność słoneczna
- Galeria zmiennych

Fot: μ Cep - odległa od nas o nieco ponad 5 tysięcy lat świetlnych gwiazda zmienna półregularna, znajdująca się w gwiazdozbiore Cefeusza. Jest jedną z największych i najjaśniejszych gwiazd naszej Galaktyki, swym blaskiem 350 000 razy przewyższa Słońce. Zmienna ta pulsuje w przedziale między 3,45 a 5,1 mag, z dwoma nakładającymi się na siebie okresami zmienności, wynoszącymi 730 oraz 4400 dni.

Powyższe zdjęcie zostało wykonane przez Henryka Kowalewskiego w dniu 23.10.2006 r.

PROXIMA

Biuletyn informacyjny
obserwatorów gwiazd
zmiennych

Wydawca: Krzysztof Kida
Tropy Elbląskie 3, 82-310 Elbląg

Redakcja, opracowanie
graficzne i skład:
Krzysztof Kida

Zespół redakcyjny:
Krzysztof Kida,
Bogdan Kubiak,
Marian Legutko,
Stanisław Świerczyński

Współpraca:
Adam Derdzikowski
Tomasz Krzyt,

Email:
proxima@astronomica.pl

Strona www:
[http://www.astronomica.pl/
proxima.html](http://www.astronomica.pl/proxima.html)

Biuletyn wydawany w wersji
elektronicznej (format PDF)

W numerze:

- o **Słowo wstępu**.....str. 2
- o **News**.....str. 3
- o **Kalendarium**
Mirydy na II kwartał 2011 r.str. 6
- o **Gwiazdne kataklizmy**
Gwiazdy nowe w I kwartale 2011 r.str. 8
Supernowe w I kwartale 2011 r.str. 10
- o **Poradnik obserwatora**
Systematyczne błędy podczas
obserwacji gwiazd zmiennychstr. 11
Gwiazdy, które można obserwować
gołym okiem (cz. III)str. 16
R Hydrae.....str. 18
- o **Gwiazdy zmienne zaćmieniowe**
Ruch linii apsydstr. 20
- o **Nasze obserwacje**
Kosmiczne fajerwerki XXI wieku.....str. 26
- o **Aktywność słoneczna**
Wyznaczanie współrzędnych heliograficznych
plam słonecznych.....str. 28
Raport o aktywności Słońca
za I kwartał 2011 roku;str. 30
- o **Galeria zmiennych**str. 32

Wszelkie prawa zastrzeżone. Żadna część tej publikacji nie może być reprodukowana w żadnej formie ani żadną metodą bez pisemnej zgody redakcji.

Słowo wstępu

Rozpoczynając prace nad czwartym już numerem naszego biuletynu uświadomiłem sobie jak szybko płynie czas. Publikując go zamykamy tym samym pełny cykl roczny naszego wydawnictwa. A numer ten jest jednocześnie dość wyjątkowy i nieco rozszerzony. Doceniając bowiem znaczenie kilkudziesięcioletniej pracy obserwacyjnej Pana Ryszarda Cnoty, który odszedł od nas w zeszłym roku, publikujemy jego obszerny materiał na temat systematycznych błędów podczas obserwacji gwiazd zmiennych. Został on wprawdzie napisany już kilka lat temu, ale ani trochę nie stracił na swej istotności.

Obserwatorium Astronomiczne na Suhorze zaprasza natomiast do współpracy przy wyznaczaniu minimów gwiazd zmiennych zaćmieniowych w ramach programu GZZ. W związku z tym dr Waldemar Ogłóza z Katedry Astronomii Uniwersytetu Pedagogicznego w Krakowie przygotował artykuł o ruchu linii absyd wraz z listą proponowanych do obserwacji gwiazd.

W dziale „News” Marian Legutko jak zwykle przedstawia ciekawostki ze świata zmiennych, tym razem o wybuchu zmiennej kataklizmicznej NSV1436, niecodziennym błysku gamma zaobserwowanym przez satelitę Swift oraz wyjątkowo jasnej supernowej SN2008am w Warkoczu Bereniki.

W „Kalendarium” Bogdan Kubiak w dalszym ciągu zachęca do obserwacji miryd, które w II kwartale bieżącego roku powinny osiągnąć maksima swoich jasności, a w „Poradniku obserwatora”, kontynuując materiał o zmiennych możliwych do obserwacji gołym okiem, podaje kilka istotnych informacji o gwiazdach delta Sco i alfa Her. Tomasz Krzyt natomiast przedstawia materiał o jednej z najjaśniejszych zmiennych typu Mira Ceti – R Hydrae.

W „Gwiazdnych kataklizmach” publikujemy krótkie podsumowanie o nowych i supernowych I kwartału 2011 r., a w cyklu „Nasze obserwacje” Stanisław Świerczyński przygotował materiał na temat dwóch ciekawych gwiazd wybuchowych z 2001 r.

A na koniec dział „Aktywność słoneczna”, będąca owocem współpracy z Towarzystwem Obserwatorów Słońca w Żychlinie oraz jak zwykle mała galeria zmiennych.

Życzę miłej lektury!

Krzysztof Kida, Elbląg,
15 kwiecień 2011 r.

NEWS

NSV 1436

28 marca około godz. 23 UT belgijski astronom Eddy Muyllaert zaobserwował wybuch zmiennej kataklizmicznej NSV 1436. Był to pierwszy jasny rozbłysk tej gwiazdy od roku 1948. W chwili odkrycia wybuchu obiekt miał jasność 13,49 mag (CV). Już kilka godzin później Michael Linnolt potwierdził aktywność gwiazdy, szacując jej (wizualną) jasność na 12,8 mag.

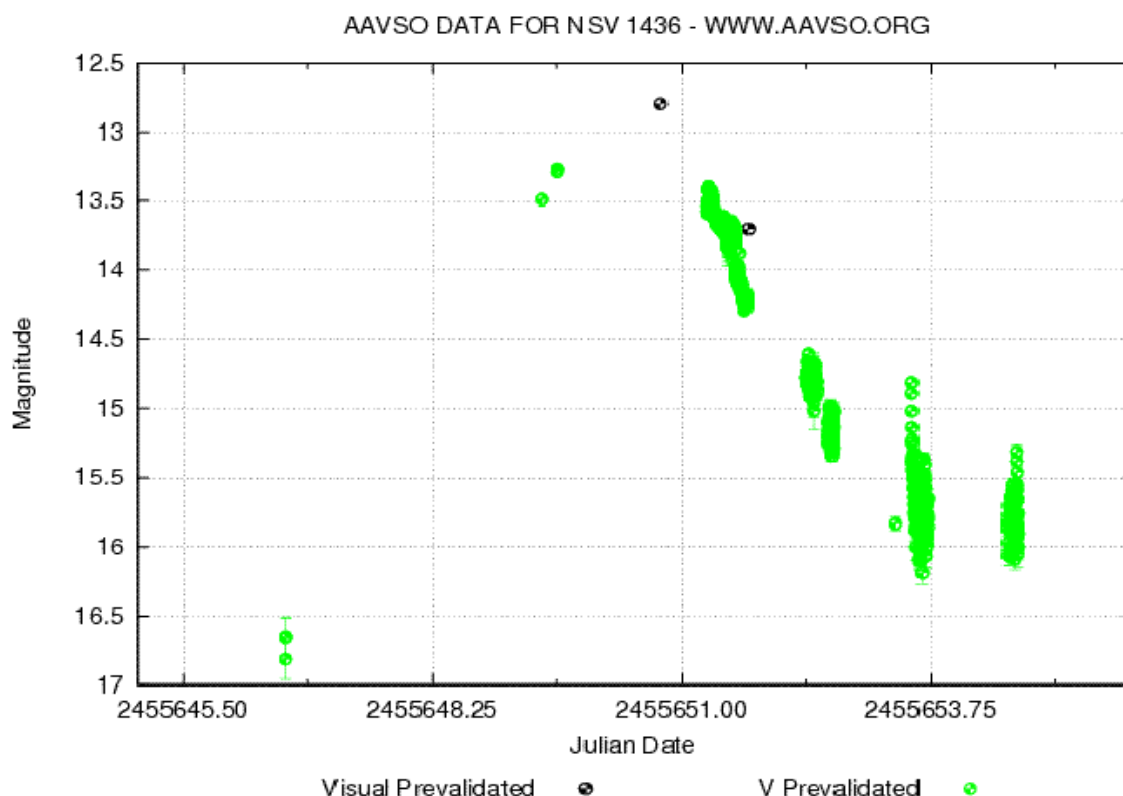
NSV 1436 leży na tle gwiazdozbioru Perseusza, niecałe 3 stopnie na zachód od jasnej gwiazdy ϵ Per. Obiekt ten w naszych szerokościach geograficznych nigdy nie zachodzi, niemniej aktualnie warunki obserwacyjne nie są sprzyjające. Około północy zmienną możemy znaleźć na wysokości około 10° nad północno-zachodnim horyzontem. Współrzędne obiektu: $\alpha = 04^h 02^m 39^s.02$, $\delta = +42^\circ 50' 46''.0$. W minimum jasność obiektu wynosi 19,17 Vmag. W maksimum jego blask może wzrosnąć do ok. 11 Vmag. Gwiazda ta jest znanym źródłem promieniowania X. Zmienną zalicza się do typu UG. Tyle, że takie jej klasyfikowanie wcale nie musi być właściwe!

Już 2 lutego, a następnie 9-10 marca M. Linnolt zaobserwował mniejsze wybuchy gwiazdy, kiedy na krótko osiągnęła ona ok. 14,5 mag, po czym jej blask spadał poniżej 16 mag.

Silny rozbłysk z 28 marca także nie trwał zbyt długo. Już 31 marca zmienna miała jasność poniżej 14 mag. Blask opadał szybko, ale z wyraźnymi, gwałtownymi skokami jasności. Według niektórych badaczy szybkość spadku jasności jest zbyt duża jak na klasyczną nową karłowatą i raczej przypomina zachowanie polarów pośrednich (ang. intermediate polars; natężenie pola magnetycznego w granicach $10^3 - 10^5$ T). Zwrócono uwagę na podobieństwo krzywej blasku NSV 1436 do krzywej HT Cam. Z kolei częstotliwość jasnych wybuchów upodabnia ją do gwiazd typu WZ Sge.

Ze względu na wspomnianą niedużą częstotliwość wybuchów i ogólnie niewielką ilość danych obserwacyjnych, NSV 1436 jest słabo poznaną zmienną. Na pewno obserwacjom amatorskim nie sprzyja niska jasność obiektu. Pierwszy zaobserwowany jej wybuch miał miejsce w roku 1925 (F.E. Ross).

Na rysunku 1 pokazano krzywą blasku NSV 1436 podczas jej aktualnego wybuchu.



Rys. 1 Krzywa blasku NSV 1436 w dniach 25 marca – 5 kwietnia na bazie obserwacji AAVSO

Fig. 1 NSV 1436 light curve on 25th March – 5th April, based on AAVSO Quick Look data

Źródła:

AAVSO Alert Notice 434 (<http://www.aavso.org/aavso-alert-notice-434>)

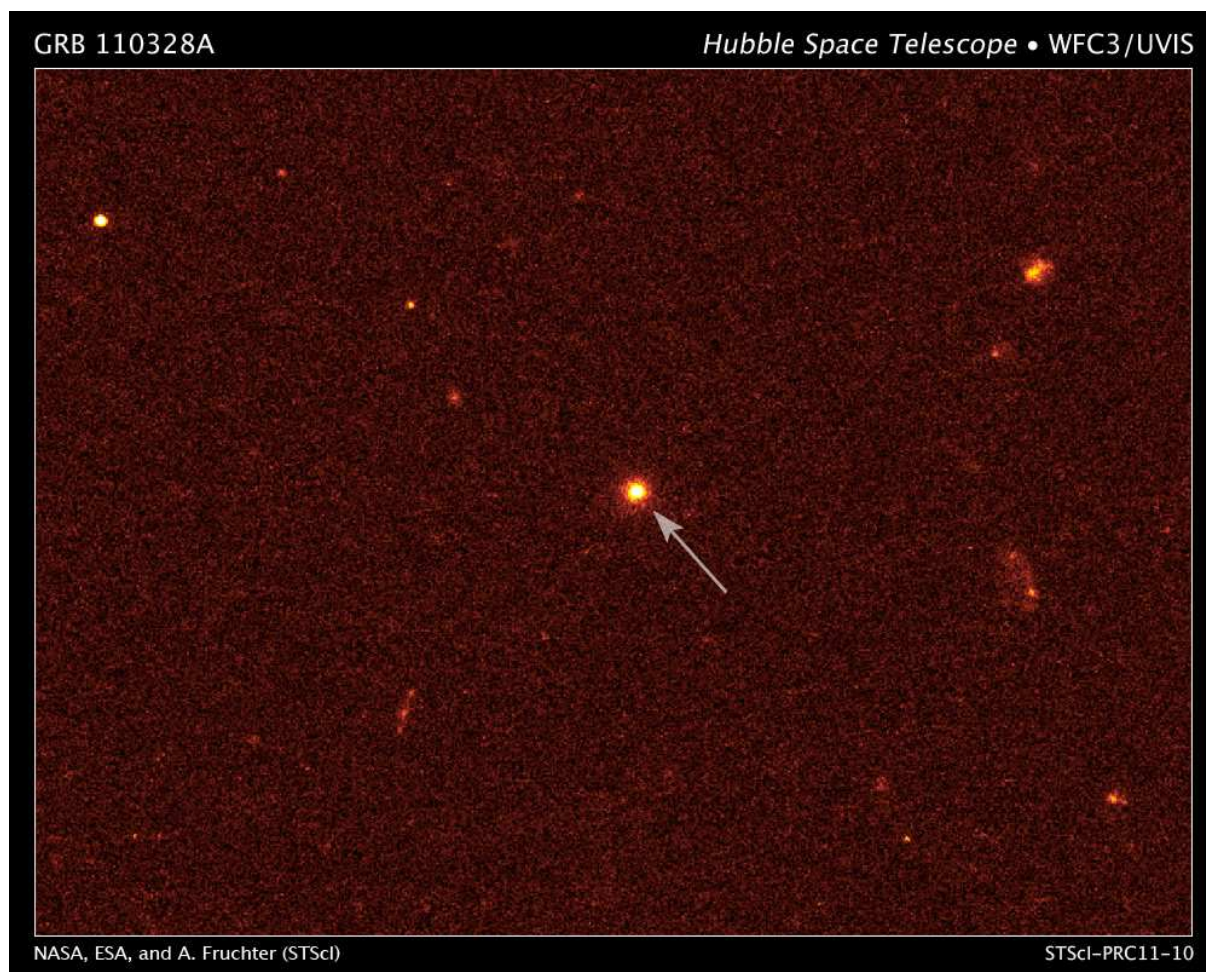
<http://www.aavso.org/vsx/index.php?view=detail.top&oid=40060>

Listy dyskusyjne „VSNet-alert” i „VSNet-outburst”.

*Marian Legutko (LMT)
AAVSO, PTMA O/Gliwice*

Niecodzienny rozbłysk gamma

Rozbłyski gamma, choć obserwowane na całym niebie codziennie, same w sobie nie są zjawiskami, które nazwać moglibyśmy „klasycznymi”. Wiążą się one z najbardziej energetycznymi zjawiskami we Wszechświecie. Niemniej rozbłysk zarejestrowany 28 marca należy do najosobliwszych z dotąd obserwowanych. W śledzenie zjawiska od początku zaangażowane są orbitalne obserwatoria: Swift, Teleskop Kosmiczny Hubble’a oraz teleskop rentgenowski Chandra.



Rys. 2 GRB 110328A. (NASA, ESA, and A. Fruchter (STScI))

Jako pierwszy, silny rozbłysk na tle konstelacji Smoka zauważył satelita NASA/ASI/STFC Swift. Od pierwszej chwili obiekt wyglądał na silne źródło promieniowania X oraz gamma. W wyniku ogłoszonego alertu obserwacyjnego szybko określono pozycję obiektu, pokrywającą się z położeniem słabej galaktyki. Na obrazie uzyskanym przez HST 4 kwietnia ukazała się galaktyka oddległa o ok. 3,8 mld lat świetlnych. Dzięki obserwacjom wykonanym za pomocą trójki orbitalnych obserwatoriów – HST, Chandra, Swift – uściślono pozycję źródła rozbłysku na centrum galaktyki.

W kolejnych dniach rozbłyskujący obiekt wykazał wiele cykli zmienności. Pojawiał się, zanikał, a przede wszystkim – trwał zdecydowanie dłużej niż jakiekolwiek znane dotąd źródło rozbłysku gamma! Zwykle czas trwania rozbłysku wynosi od ułamków sekund do kilku godzin. GRB 110328A – bo tak oznakowano rozbłysk gamma w konstelacji Smoka – obserwowany był ponad tydzień.

W jaki sposób wyjaśnia się ten niezwykle rozbrzysk promieniowania gamma? Otóż według najpopularniejszej hipotezy za zjawisko odpowiedzialna jest kosmiczna katastrofa w jądrze odległej galaktyki. Do znajdującej się tam supermasywnej czarnej dziury zanadto zbliżyła się orbitująca wokół niej gwiazda. Gigantyczne siły pływowe rozerwały gwiazdę, a jej materia zaczęła opadać na czarną dziurę wzdłuż osi magnetycznej. Oś magnetyczna, podobnie jak na Ziemi, nie pokrywa się z osią rotacji. Podobne zjawisko obserwujemy także w przypadku pulsarów, co powoduje charakterystyczne pulsy radiowe i in., dzięki którym pulsary obserwujemy. To samo dotyczy GRB 110328A. Kiedy biegun magnetyczny, „zasilany” rozgrzaną materią rozerwanej gwiazdy jest skierowany w stronę Ziemi, obserwujemy napływ wysokoenergetycznego promieniowania. Gdy oś magnetyczna jest odchyłona względem ziemskiego obserwatora, strumień promieniowania słabnie.

Co ciekawe, obserwacje na falach radiowych z wykorzystaniem VLBA (Very Long Baseline Array) oraz radioteleskopu w Effelsbergu, na falach o częstotliwości podstawowej 8.46 GHz wykazały istnienie źródła promieniowania w pozycji zbliżonej do skatalogowanych obiektów GCN 11836, 11848, 11853, 11854, 11886 i GCN 11881. Wyniki obserwacji nie są jednak na tyle precyzyjne, aby z większą dokładnością określić położenie źródła promieniowania i jednoznacznie powiązać je z GRB 110328A.

Źródła:

<http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2011/10/full/>

<http://www.spacetelescope.org/announcements/ann1108/>

<http://chandra.harvard.edu/photo/2011/grb110328/>

The Astronomer's Telegram (<http://www.astronomerstelegram.org>) ATEL #3269

*Marian Legutko (LMT)
AAVSO, PTMA O/Gliwice*

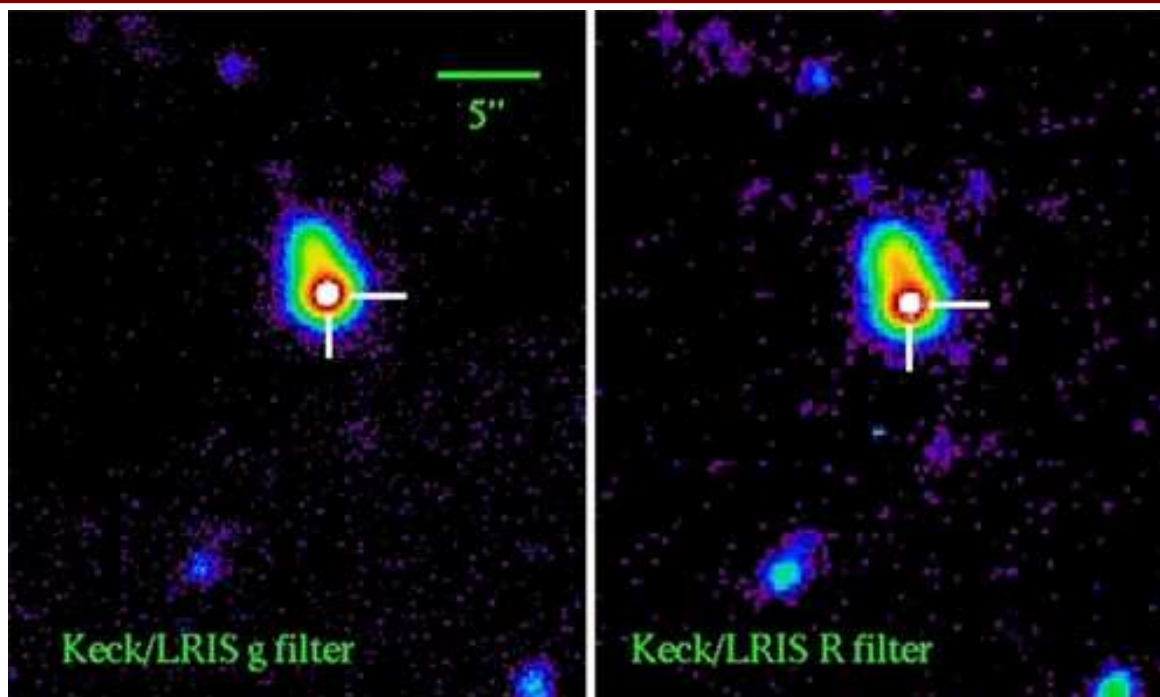
Super-jasna supernowa

10 stycznia 2008 roku w anonimowej galaktyce w Warkoczu Bereniki odkryta została supernowa, skatalogowana następnie jako SN 2008am. Odkrycia dokonano z użyciem 18-calowego zrobotyzowanego teleskopu ROTSE IIIb w Obserwatorium McDonalda, należącego do Uniwersytetu Teksańskiego w Austin. Supernowa znajduje się w odległości 3,7 mld lat świetlnych od Ziemi.

Jak wykazały pomiary, w maksimum blasku SN 2008am świeciła 100 mld razy jaśniej niż Słońce. Bez wątpienia był to jeden z najjaśniejszych wybuchów supernowych, jakie kiedykolwiek obserwowano.

Zespół odkrywców pod kierownictwem Emmanouil'a Chatzopoulos'a i J. Craig'a Wheeler'a tłumaczy niezwykle jasność obiektu jako efekt oddziaływania materii wyrzuconej podczas eksplozji supernowej z materią, która została wyrzucona z gwiazdy wcześniej w ostatnich etapach ewolucji oraz z otaczającym ją gazem. Uczeni określają ten model zjawiska jako „model interakcji okołogwiazdowej” (ang. circumstellar interaction). Według nich progenitorem supernowej był błękitny nadolbrzym – bardzo masywna gwiazda zmienna, która przed eksplozją w sposób wybuchowy pozbywała się swojej materii.

Podobny obiekt znaleźć możemy na naszym własnym galaktycznym podwórku. Jest nim znana gwiazda nieba południowego η Carinae (eta Kila). Uczeni sądzą, że właśnie takie masywne obiekty są progenitorami nowej klasy supernowych, określanych skrótem SLSN (super-luminous supernovae, czyli super-jasnych supernowych).



Rys. 3 Supernowa SN 2008am (D. Perley & J. Bloom/W.M. Keck Observatory)

Źródła:

http://keckobservatory.org/news/keck_telescope_images_super-luminous_supernova/

<http://mcdonaldobservatory.org/news/releases/2011/0328.html>

<http://www.astrosurf.com/snweb2/index.html>

*Marian Legutko (LMT)
AAVSO, PTMA O/Gliwice*

KALENDARIUM

Mirydy na II kwartał 2011 r.

Poniżej przedstawiam zestawienie mir na podstawie biuletynu AAVSO, które w najbliższych 3 miesiącach osiągną maksima jasności. Wg kolejności mamy nazwę gwiazdy, średnią amplitudę, przewidywaną datę maksimum, okres zmienności oraz kilka krótkich informacji na temat miry. Należy pamiętać, że daty maksimów są przybliżone i rzeczywisty czas maksimów może odbiegać nawet o kilkanaście dni w obie strony.

KWIECIEŃ

T CAS; 7.9-11.9; 23 kwiecień; 444.83d

Do końca sierpnia powinna być jaśniejsza od 11 mag. Jest gwiazdą okołobiegunową, widoczną praktycznie całą noc.

R LEP; 6.8-9.6; 14 kwiecień; 427.07d

W tym okresie bardzo trudna w obserwacji, można spróbować dostrzec ją w godzinach wieczornych nisko nad południowo zachodnim horyzontem.

W CNC; 8.2-14.1; 10 kwiecień; 393.22d

Dogodna do obserwacji w godzinach wieczornych. Do końca czerwca jej jasność powinna być powyżej 11 mag.

U VIR; 8.2-13.1; 30 kwiecień; 206.64d

Dobrze widoczna wieczorem. Do końca czerwca jej jasność powinna być wyższa niż 11 mag.

RS VIR; 8.1-13.9; 1 kwiecień; 353.95d

Widoczna praktycznie całą noc. Do końca czerwca jej jasność powyżej 11 mag.

RS LIB; 7.5-12.0; 21 kwiecień; 217.65d

W naszej bazie są tylko 3 oceny dla tej gwiazdy. Do końca czerwca jej jasność powinna się utrzymać powyżej 11 mag. Obecnie najlepiej ją obserwować w drugiej części nocy.

W CrB; 8.5-13.5; 16 kwiecień; 238.4d

Widoczna praktycznie przez całą noc, do końca czerwca jej jasność powinna przekraczać 11 mag.

W HER; 8.3-13.5; 18 kwiecień; 280.03d

Widoczna praktycznie przez całą noc, do końca czerwca jej jasność powinna się utrzymać powyżej 11 mag. Znajduje się w pobliżu W CrB.

RS HER; 7.9-12.5; 13 kwiecień; 219.7d

Widoczna przez całą noc, do końca czerwca powinna mieć jasność powyżej 11 mag.

T HER; 8.0-12.8; 14 kwiecień; 164.98d

Również widoczna praktycznie całą noc, ale najlepiej obserwować ją w drugiej części nocy. Do końca maja jej jasność powinna być wyższa niż 11 mag.

R CYG; 7.5-13.9; 18 kwiecień; 426.45d

Gwiazda okołobiegunowa, łatwa w lokalizacji i obserwacji. Najlepiej ją obserwować w drugiej części nocy. Do końca sierpnia jej jasność powinna być powyżej 11 mag.

MAJ**R LEO; 5.8-10.0; 23 maj; 309.95d**

Bardzo dobre warunki do obserwacji zbliżającego się maksimum w najbliższych miesiącach. Bardzo popularna i przyjemna w obserwacji mira.

S UMa; 7.8-11.7; 19 maj; 225.87d

Zmienna okołobiegunowa, dostępna do obserwacji całą noc, do końca sierpnia powinna być jaśniejsza od 11 mag.

R BOO; 7.2-12.3; 19 maj; 223.4d

Popularna i przyjemna w obserwacji mira, dostępna w najbliższych miesiącach do obserwacji praktycznie przez całą noc. Do końca lipca powinna być jaśniejsza od 11 mag.

R SGR; 7.3-12.5; 17 maj; 269.84d

Niezbyt często obserwowana. Najlepsze warunki do jej obserwacji są nad ranem. Do końca sierpnia powinna być jaśniejsza od 11 mag.

U CYG; 7.2-10.7; 16 maj; 463.24d

Zmienna okołobiegunowa, widoczna praktycznie całą noc. Dość łatwa w lokalizacji.

R VUL; 8.1-12.6; 24 maj; 136.73d

Niezbyt często obserwowana mira o krótkim okresie zmienności. Najlepiej ją obserwować w drugiej części nocy.

R CAS; 7.0-12.6; 14 maj; 430.46d

Przyjemna w obserwacji mira okołobiegunowa. Do końca listopada powinna być jaśniejsza od 11 mag.

Czerwiec**X CAM; 8.1-12.6; 16 czerwiec; 143.56d**

Zmienna okołobiegunowa. Między majem a lipcem powinna być jaśniejsza od 11 mag.

R LYN; 7.9-13.8; 23 czerwiec; 378.75d

Zmienna okołobiegunowa, w najbliższych miesiącach może być trudna w obserwacji ze względu na niskie położenie. Między kwietniem a wrześniem powinna być jaśniejsza od 11 mag.

W LYR; 7.9-12.2; 6 czerwiec; 197.88d

Łatwa w lokalizacji i przyjemna w obserwacji mira. Między kwietniem a sierpniem powinna być jaśniejsza od 11 mag.

RY OPH; 8.2-13.2; 12 czerwiec; 150.41d

Najlepiej obserwować ją w drugiej części nocy. Między majem a lipcem powinna być jaśniejsza od 11 mag.

RT AQL; 8.4-14.0; 23 czerwiec; 327.11d

Najlepiej obserwować ją w drugiej części nocy. Między majem a sierpniem powinna być jaśniejsza od 11 mag. Trudna w obserwacji ze względu na niewielką jasność i dużą liczbę gwiazd w pobliżu. Niezbyt często obserwowana.

Na podstawie biuletynu AAVSO na rok 2011

Bogdan Kubiak

GWIEZDNE KATAKLIZMY

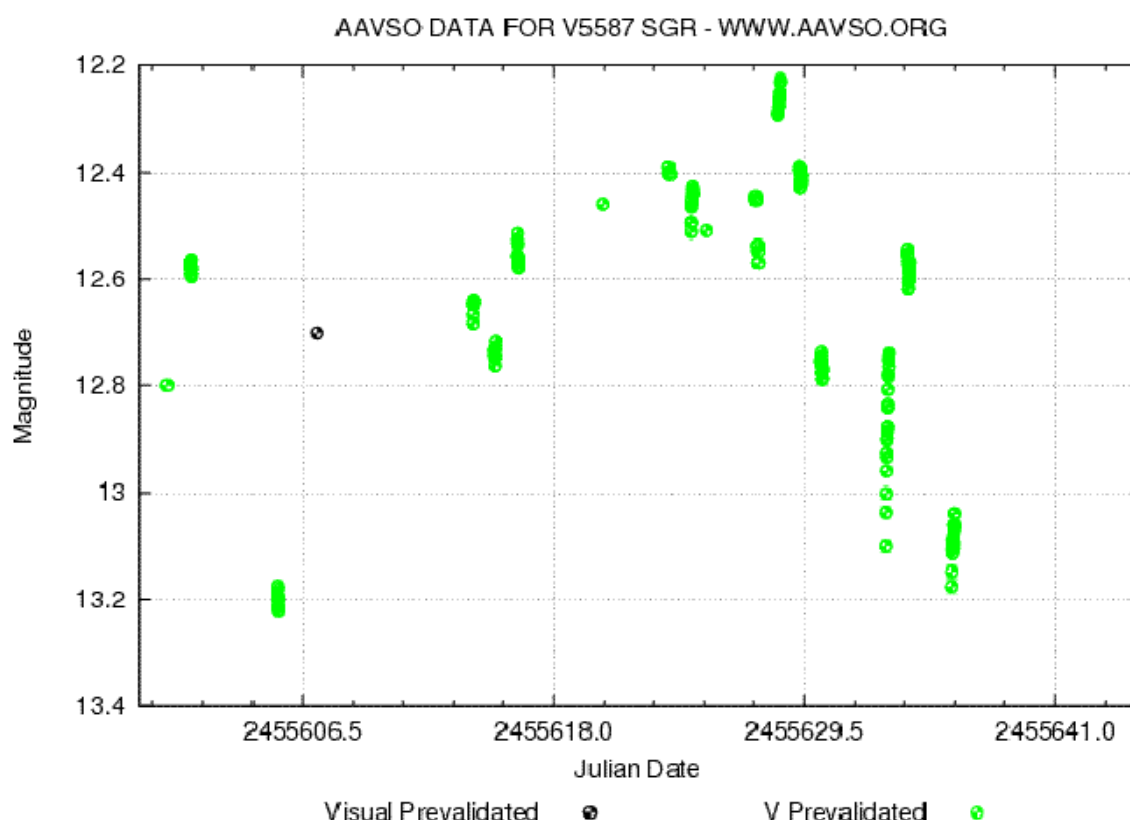
Gwiazdy nowe w I kwartale 2011

W pierwszym kwartale 2011 roku zaobserwowano dwie (względnie) jasne nowe. Wybuchy miały miejsce na tle gwiazdozbioru Strzelca.

Nowa Strzelca 2011 = V5587 Sgr

27 stycznia 2011, około 13.11 UT S. Kiyota (Tsukuba, Japonia), używając 25-cm teleskopu wyposażonego w kamerę CCD ST-8XE zaobserwował nowy obiekt w tle konstelacji Strzelca, w miejscu o współrzędnych: $\alpha = 17^h 47^m 46^s$, $\delta = -23^\circ 35' 12''$. Według odkrywcy obiekt w paśmie V wykazywał jasność 12,38 mag.

Niestety, położenie tej zmiennej nie pozwoliło obserwatorom z terenu Polski na jej obserwacje. Kilku obserwatorom na świecie udało się jednak uchwycić nową, a wykonane oceny jasności przesać do AAVSO. Wynikiem ich pracy jest krzywa blasku (rys. 1) z okresu 7 lutego - 25 marca. Na prezentowanym wykresie uwzględniono tylko oceny CCD-V i wizualne z bazy AAVSO Quick Look.



Rys. 1. Krzywa blasku V5587 Sgr na podstawie danych AAVSO.

Wykorzystano oceny wizualne oraz CCD w paśmie V.

Fig. 1. V5587 Sgr light curve, based on AAVSO data.

Visual and V-band CCD estimations used.

W ostatnich dniach stycznia i na początku lutego japońscy obserwatorzy szacowali jasność zmiennej na poziomie 11,2 - 11,5 mag (CCD bez filtrów).

5 lutego ukazał się Cykularz Międzynarodowej Unii Astronomicznej nr 9196 (IAUC No. 9196), w którym ogłoszono przypisanie pierwszej tegorocznej nowej w Strzelcu oznaczenie katalogowe V5587 Sgr.

Nowa Strzelca 2011#2 = V5588 Sgr

28 marca na stronie Transient Objects Confirmation Page (TOCP) ukazała się informacja o odkryciu potencjalnej nowej - drugiej w tym roku w Strzelcu. Kilka godzin później AAVSO rozesłało AAVSO Special Notice #237, w którym podano szczegółowsze dane na temat odkrycia.

27 marca, około godz. 20UT astronomowie japońscy - Koichi Nishiyama, Kurume, Japan, and Fujio Kabashima zarejestrowali nowy obiekt w miejscu o współrzędnych:

$$\alpha = 18^{\text{h}}10^{\text{m}}21^{\text{s}}.35$$

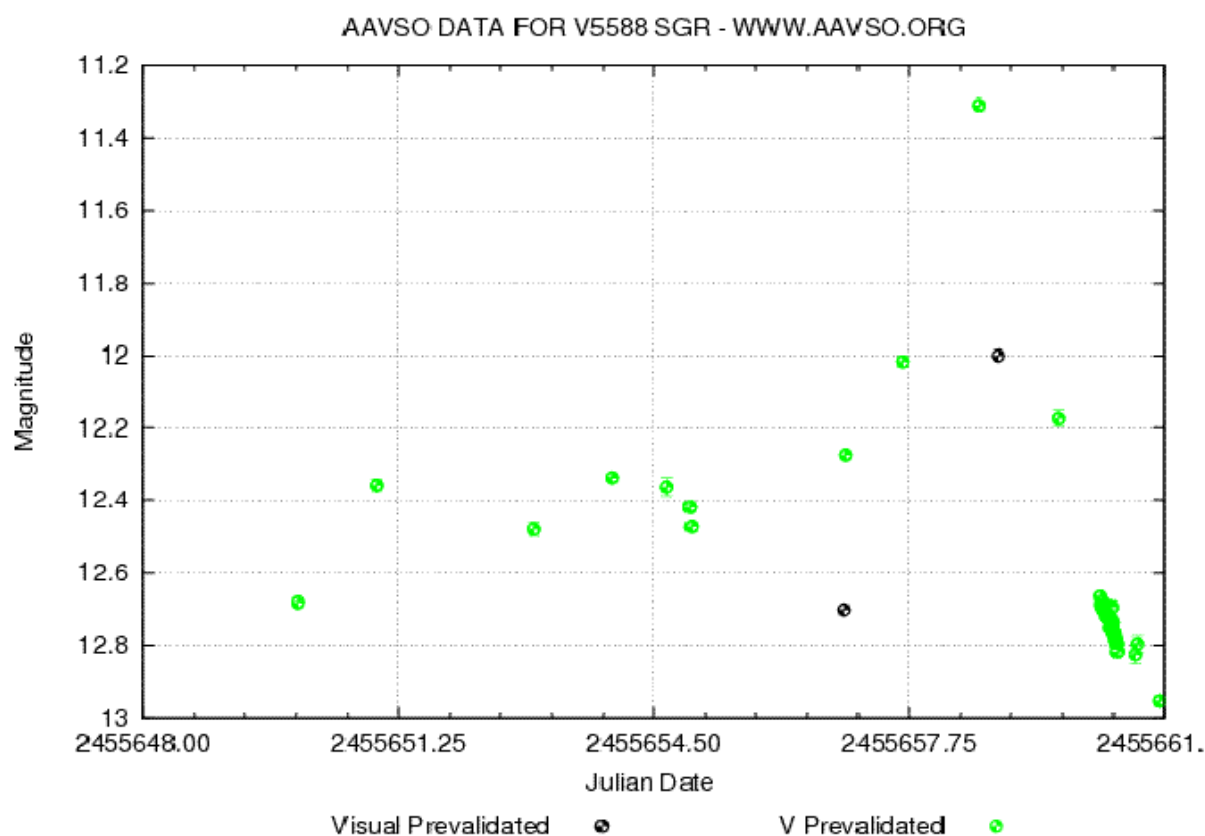
$$\delta = -23^{\circ}05'30''.6$$

Na dwu obrazach CCD bez filtrów nowy obiekt miał jasność 11,7 mag. Położenie zmiennej nie sprzyjało obserwatorom z terenu Polski.

28 marca A. Arai, M. Nagashima, T. Kajikawa oraz C. Naka uzyskali widmo obiektu, na podstawie którego stwierdzili, że obiekt jest klasyczną nową.

Od chwili odkrycia jasność zmiennej powoli opadała.

Na rysunku 2 przedstawiono krzywą blasku V5588 Sgr = N Sgr 2011#2 na podstawie danych wizualnych oraz CCD-V zebranych w bazie AAVSO, w okresie 28 marca - 10 kwietnia.



Rys. 2. Krzywa blasku V5588 Sgr na podstawie danych AAVSO.

Wykorzystano oceny wizualne oraz CCD w paśmie V.

Fig. 2. V5588 Sgr light curve, based on AAVSO data.

Visual and V-band CCD estimations used.

W Cykularzu Międzynarodowej Unii Astronomicznej o numerze 9203, wydanym 30 marca, ogłoszono nadanie drugiej tegorocznej nowej w Strzelcu katalogowe oznaczenie V5588 Sgr.

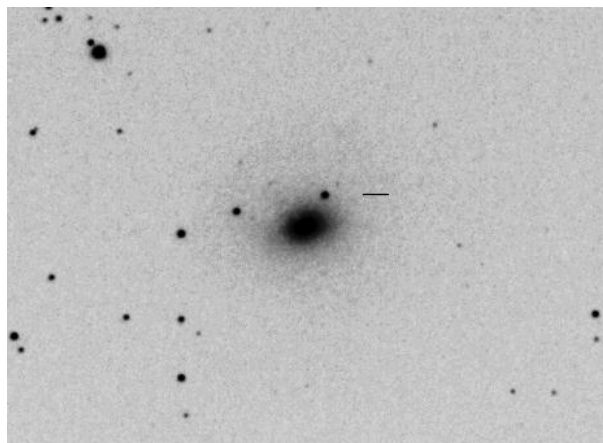
*Marian Legutko (LMT),
PTMA O/Gliwice, AAVSO*

Supernowe w I kwartale 2011

Początek roku 2011 stał pod znakiem dość jasnych supernowych. W pierwszym kwartale zostało odkrytych ponad 210 supernowych w innych galaktykach, a 8 z nich osiągnęło jasność 15 magnitudo i wyższą. Tymi gwiazdami są:

SN 2011B (Vmax: 12,8 mag, N); SN 2011E (Vmax: 14,8 mag, S); SN 2011K (Vmax: 14,8 mag, S); SN 2011aa (Vmax: 13,9 mag, N); SN 2011ae (Vmax: 13,0 mag, S); SN 2011ao (Vmax: 13,9 mag, N); SN 2011at (Vmax: 13,5 mag, S); SN2011bg (Vmax: 14,8 mag, N).

Co jest interesujące, wszystkie z tych gwiazd (nawet te położone po południowej stronie równika niebieskiego) były dostępne do obserwacji z terenu naszego kraju. Jednak ze względu na dogodne warunki obserwacyjne tylko dwie z nich znalazły się w sferze szczególnego zainteresowania obserwatorów na świecie i o nich nakreślię kilka słów.



Fot. 1 SN2011B, fot. Krzysztof Kida

SN 2011B

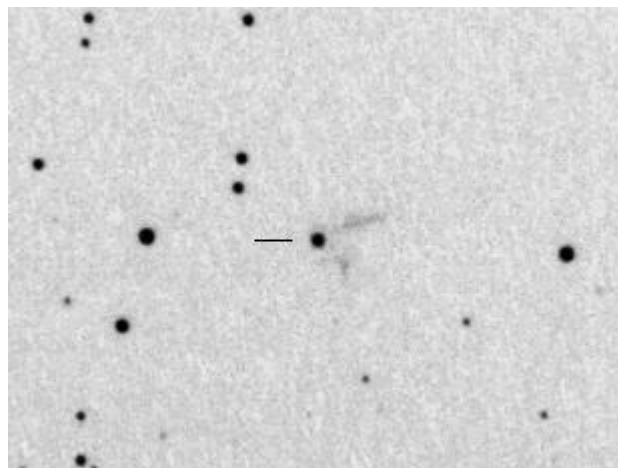
5 stycznia znany łowca supernowych z Japonii, K. Itagaki, odkrył supernową w galaktyce NGC 2655. W momencie odkrycia obiekt miał jasność 17,5 mag. Pozycja obiektu: R.A. = 08:55:48.50 Decl.= +78:13:02.7 (31.7" na wschód i 21.4" na południe od jądra galaktyki). Supernowa otrzymała oznaczenie SN2011B, wkrótce okazało się, że gwiazda nadal jaśnieje, a jej typ określono na Ia. Eksplozje supernowych typu Ia uwalniają najwięcej energii spośród wszystkich znanych rodzajów supernowych. Gwiazda w Polsce była widoczna na wieczornym niebie i ostatecznie osiągnęła jasność większą

niz 13 mag, była więc dość łatwo dostępna dla wizualnych obserwacji. Obecnie jej jasność oscyluje w granicach 16 mag.

SN 2011aa

Supernowa SN2011aa typu Ia w słabej (14,8 mag) ale ciekawej galaktyce UGC3609 w gwiazdozbiórze Żyrafy została odkryta 6 lutego przez Jack'a Newtona i Tim'a Picketta. Gwiazda osiągnęła jasność 13,9 mag, ale zaczęła dość szybko spadać i obecnie ma mniej niż 15,5 mag.

Galaktyka UGC3609 to w rzeczywistości dwie oddziałujące na siebie grawitacyjnie galaktyki, prawdopodobnie zderzające się ze sobą. Supernowa pojawiła się w obszarze, w którym oddziałują ze sobą najsilniej, w obszarze zderzenia.



Fot. 2 SN2011aa, fot. Krzysztof Kida

SN 2011ao

Na wzmiankę zasługuje również supernowa SN2011ao, która została odkryta 3 marca w galaktyce IC2973 (gwiazdozbiór Wielkiej Niedźwiedzicy). Odkrywcami są A. Kroes, Jack Newton i Tim Puckett. Jest to supernowa typu Ia, a obecnie jej jasność kształtuje się na poziomie 14,5 mag. Na świecie odnotowano kilkadziesiąt obserwacji tej supernowej, nie mam informacji, że obserwował ją ktokolwiek w Polsce.

*Krzysztof Kida, Elbląg
AAVSO ID - KKY*

PORADNIK OBSERWATORA

Systematyczne błędy podczas obserwacji gwiazd zmiennych.

Przy wizualnych obserwacjach jasności gwiazd zmiennych występują najrozmaitsze błędy. Ogólne rozróżnia się wśród nich trzy następujące rodzaje:

- błędy "grube",
- błędy przypadkowe,
- błędy systematyczne.

Błędy "grube" powstają zazwyczaj z nieuwagi i niestaranności obserwatora. Zdarzyć się może np., że obserwator pomyli gwiazdę zmienną z gwiazdą porównania i przy ocenie jasności popełni "grubą" pomyłkę. Pomyłkę taką można łatwo zauważyć na wykresie opracowując obserwację. Punkt obarczony takim błędem będzie leżał z dala od innych obserwacji. Oceny obarczone błędem "grubym" dadzą się wyodrębnić i po odrzuceniu, nie wpłyną na ogólny rezultat obserwacji. Błędy grube ponadto zdarzają się bardzo rzadko.

Inną klasę błędów stanowią **błędy przypadkowe**, których eliminacja jest niemożliwa. Przyczyny tych błędów są bardzo różnorodne i często się zmieniają. Dlatego działanie tych przyczyn ma charakter przypadkowy i nie wiemy nigdy, kiedy przyczyny te zwiększają, a kiedy zmniejszają rzeczywistą wartość obserwowanej przez nas wielkości. Wpływ błędów przypadkowych może być znacznie zmniejszony przez zwiększenie ilości obserwacji.

Bardziej szczegółowo należy omówić błędy systematyczne. Błędy te wpływają na wynik w określony sposób, dają się więc zauważyć i w rezultacie można, a nawet trzeba je wyeliminować.

Błędy systematyczne wynikają z pewnych charakterystycznych właściwości oka obserwatora, używanego do obserwacji instrumentu oraz warunków zewnętrznych. Przy obserwacjach gwiazd zmiennych błędy systematyczne mogą mieć wpływ na ogólną formę krzywej jasności lub zmieniać jej amplitudę. Błędy systematyczne są bardzo trudne do wykrycia. W celu stwierdzenia błędów systematycznych pożytecznymi mogą być specjalne laboratoryjne przyrządy dla badania obserwacji w zależności od właściwości oka. Badania laboratoryjne nie wykazują jednak pełnego zakresu błędów systematycznych gdyż nie można przewidzieć wszystkich warunków występujących podczas obserwacji gwiazd. Jeżeli mamy duży ciąg obserwacji jakiegokolwiek gwiazdy zmiennej z których obserwator chce otrzymać rezultaty możliwie obiektywne i o dużej dokładności to należy wyeliminować błędy systematyczne na drodze analizy całego ciągu wykonanych obserwacji, porównując je w razie potrzeby, z obserwacjami innych osób. Praktyczne sposoby takiej analizy znajdują się w wymienionej na końcu referatu literaturze. Niemożliwe jednak jest wykrycie i usunięcie wszystkich błędów systematycznych, które w wielu przypadkach są bardzo subtelne. Błędy te zależą od znacznej liczby różnych czynników pośród których są takie których wpływu nie można jednoznacznie określić, a mianowicie:

- skupienie obserwatora w dany wieczór,
- ogólny typ obserwacji,
- powtarzanie poszczególnych ocen,
- sposób wpatrywania się w gwiazdę,
- położenie głowy obserwatora,
- położenie miejsca obserwacji,
- oświetlenie boczne,
- warunki atmosferyczne,
- samopoczucie obserwatora, nastrój itp.

Z tych względów dokładność wizualnych obserwacji gwiazd zmiennych nie jest zbyt duża i dlatego nie ma większego sensu w badaniu i usuwaniu niewielkich systematycznych błędów obserwacji.

Systematyczne błędy które powinny być usunięte aby otrzymać wartościowe opracowanie obserwacji, to:

- błąd barwy,
- błąd położenia,
- błąd interwału.

Należy także przeanalizować czy ciąg opracowywanych obserwacji nie jest obciążony następującymi, trudnymi do usunięcia, błędami systematycznymi:

- błędem interpolacji,
- błędem tła,
- błędem "przewidywania".

Oprócz wymienionych wyżej błędów systematycznych w obserwacjach gwiazd zmiennych należy uwzględnić wpływ ekstynkcji atmosferycznej jeżeli gwiazda znajduje się nisko nad horyzontem. Należy także sprawdzić czy istnieją systematyczne różnice pomiędzy różnymi ciągami obserwacji wykonanymi przez różnych obserwatorów.

W dalszym ciągu postaram się dokładniej opisać wymienione wyżej błędy systematyczne obserwacji gwiazd zmiennych.

1. Błąd barwy.

Spośród systematycznych błędów obserwacji gwiazd zmiennych największą rolę odgrywa błąd barwy, w większym lub mniejszym stopniu występujący u wszystkich obserwatorów. O systematycznych różnicach różnych obserwatorów w ocenie jasności gwiazd (głównie czerwonych) są liczne, opisane w literaturze przykłady. Oprócz różnic pomiędzy obserwatorami dochodzących do $1^m.0$, często przyczyną systematycznych różnic jest używanie różnych instrumentów. I tak już Argelander wykazał, że w dużych instrumentach czerwone gwiazdy okazują się bardziej jasnymi niż w mniejszych. Przykładem systematycznych różnic, jakie powstały przy obserwacji czerwonej gwiazdy na granicy widoczności, mogą być dane otrzymane przez P.Parenago w 1927 roku podczas opracowania obserwacji czerwonej zmiennej długookresowej T Cep. Okazało się, że przy obserwacjach lornetką przyrządem, kiedy T Cep była bliska granicy widoczności, była ona zawsze oceniana jako słabsza, jak w lunecie, w której była ona dobrze widoczna. Wyniki załączono w tabeli poniżej.

Wielkość gwiazdowa T Cep w lornetce	Różnica: luneta - lornetka
$6^m.0$	$0^m.0$
$6^m.5$	$0^m.0$
$7^m.0$	$-0^m.1$
$7^m.5$	$-0^m.2$
$8^m.0$	$-0^m.3$
$8^m.5$	$-0^m.4$
$9^m.0$	$-0^m.5$

Inny przykład występowania błędu barwy to wizualne oceny jasności gwiazdy nowej DQ Her w lecie i jesieni 1935 roku kiedy, dzięki jasnym liniom emisyjnym w widmie, miała niezwykłą zieloną barwę, a różnica w ocenach jasności dla różnych obserwatorów dochodziła do $1^m.3$ (PZ T.5 str.49 - średnia różnica jasności pomiędzy obserwatorami Czernowem i Zwierewem wynosiła ok. $1^m.2$). W chwili obecnej uważać

można za pewne, że błąd barwy spowodowany jest takimi samymi przyczynami co **efekt Purkinjego**.

Istota efektu Purkinjego polega na tym, że jeżeli dwie powierzchnie różnej barwy (czerwona i niebieska), są jednakowej jasności przy pewnym określonym natężeniu źródła światła, oświetlającego, to zmiana natężenia źródła powoduje zmianę jasności oświetlanych powierzchni w następujący sposób:

- wzrost natężenia światła źródła oświetlającego powoduje, że powierzchnia niebieska będzie wydawała się mniej jasna jak powierzchnia czerwona, natomiast zmniejszenie natężenia źródła światła spowoduje efekt odwrotny.

Efekt Purkinjego zauważono najpierw dla oświetlonych lub świecących powierzchni, jednak badania laboratoryjne potwierdziły występowanie tego efektu także dla źródeł punktowych. Efekt Purkinjego, staje się zrozumiały, jeżeli poznamy dokładnie **proces widzenia**. Cały proces widzenia ma swój początek w oku, należy się więc zapoznać z budową oka, aby zrozumieć jak przebiega całe zjawisko.

Światło wchodzi do oka przez rogówkę i załamuje się w soczewce, tworząc obraz w tylnej części oka na warstwie zwanej siatkówką - tak że na różne części siatkówki pada światło z różnych części zewnętrznego pola widzenia. Siatkówka nie jest ściśle jednorodna: w środku naszego pola widzenia znajduje się miejsce, plamka, którą się posługujemy, gdy chcemy zobaczyć coś bardzo dokładnie.

W miejscu tym mamy największą ostrość widzenia; nazywa się je dołkiem środkowym albo żółtą plamką. Własne doświadczenia wykazują, że przy oglądaniu przedmiotów boczne części oka nie są tak sprawne w rozróżnianiu szczegółów, jak jego środek. W poszczególnych częściach siatkówki znajdują się struktury różnego rodzaju. Obiekty gęściej występujące w pobliżu brzegów siatkówki nazywamy pręcikami. Bliżej żółtej plamki obok komórek pręcikowych znajdują się także komórki czopkowe. W miarę zbliżania się do żółtej plamki liczba czopków wzrasta i w samym dołku są już tylko komórki czopkowe ułożone bardzo ciasno. Stwierdzamy więc, że w samym środku pola widzenia, widzimy za pomocą czopków, w miarę zaś jak przesuwamy się do brzegów pojawiają się inne komórki - pręciki. Czopki pracują przy jasnym (dziennym) świetle i mają maksimum czułości przy długości fali światła 550 nm. Pręciki natomiast mają maksimum czułości przy 520 nm i pracują przy słabym (zmierzchowym) oświetleniu. Przy zmniejszeniu jasności widzimy wykorzystując pręciki co powoduje że światło o barwie niebieskiej wydaje się być jaśniejsze od światła o barwie czerwonej, a więc zgodnie z efektem Purkiniego. Ten sam efekt powoduje także, że przy patrzeniu wprost, gwiazdy o zabarwieniu czerwonym wydają się jaśniejsze od gwiazd o zabarwieniu niebieskim.

Budowa oka tłumaczy także dlaczego boki oka widzimy znacznie słabsze gwiazdy jak na wprost. Wyżej wymienione fakty powodują, że błąd barwy posiada bardzo złożony charakter i zależy zarówno od jasności obserwowanego obiektu jak i od sposobu wpatrywania się w gwiazdę przez obserwatora. Zauważono, że dla różnych obserwatorów zmiana dziennego (jasnego) oświetlenia na zmierzchowe (słabe) może zachodzić przy różnej jasności obserwowanego obiektu. Z wymienionych wyżej powodów, wartości poprawek błędu barwy wyprowadzonych z określonego szeregu obserwacji, są słuszne tylko dla niewielkiego zakresu wielkości gwiazdowych i dla obserwacji danego obserwatora, wykonanych tym samym instrumentem. Istnieje kilka sposobów dla określenia i wyeliminowania błędu barwy. Najczęściej do wyznaczenia i wyeliminowania błędu barwy przyjmuje się sposób podany przez P.P. Parenago szczegółowo opisany w literaturze (poz. 1, 4, 5).

2. Błąd paralaktyczny (położenia).

Błędem położenia (paralaktycznym) nazywamy systematyczny błąd w ocenie jasności dwóch obiektów punktowych (gwiazd), przy czym błąd ten jest zależny od położenia linii łączącej te obiekty w stosunku do linii oczu obserwatora. Powstanie tego błędu wyjaśnia się niejednakową czułością na światło różnych części siatkówki oka. Jasną jest rzeczą, że u różnych obserwatorów błąd ten ma różną wielkość. Ponieważ z dobowym ruchem sfery niebieskiej zmienia się położenie linii łączącej dwie gwiazdy w stosunku do horyzontu, to w efekcie otrzymamy zmiany różnicy jasności gwiazd, z okresem jednej doby gwiazdowej albo z okresem rocznym, jeżeli obserwator będzie wykonywał ocenę jeden raz w ciągu nocy codziennie o tej samej porze. Wszędzie tam gdzie zauważymy zmiany jasności z okresem rocznym lub dobowym, należy podejrzewać, że mogą one być spowodowane błędem położenia. Odkryto wiele pozornie zmiennych gwiazd, których zmiany jasności możemy dzisiaj wytłumaczyć wpływem błędu położenia. Bardzo wyraźnie występuje błąd położenia w przypadku, kiedy obserwator posługuje się jedną gwiazdą porównania lub spośród kilku gwiazd porównania jedną z nich posługuje się częściej niż pozostałymi. Podstawowa metoda stwierdzenia występowania błędu paralaktycznego (położenia) w trakcie opracowywania obserwacji, to wyznaczenie odchyłeń ocen jasności od wartości średniej w zależności od czasu gwiazdowego. Jeśli stwierdzimy systematyczne odchylenia, należy wtedy poprowadzić "gładką" krzywą i z tak otrzymanego wykresu brać poprawki dla każdego momentu obserwacji, eliminując w ten sposób wpływ błędu położenia. Taka metoda może być stosowana dla gwiazd zmieniających jasność w sposób okresowy (cefeidy, gwiazdy zmienne zaćmieniowe). Gdy mamy do czynienia z gwiazdą półregularną lub nieregularną, zagadnienie wyznaczenia błędu położenia komplikuje się, bo nie można sporządzić średniej krzywej, zrzuconej na jeden okres. W celu wykrycia błędu położenia, należy w tym przypadku zestawić wykres średniej jasności gwiazdy w zależności od czasu gwiazdowego. Z tak otrzymanego wykresu po poprowadzeniu "gładkiej" krzywej odczytujemy poprawkę dla każdego momentu obserwacji.

Nie zawsze konieczne jest eliminowanie błędu położenia z wykonanych obserwacji. Możemy w taki sposób prowadzić obserwacje lub je opracowywać, że jednocześnie eliminujemy błąd położenia. Obserwacje nie zachodzących krótkookresowych gwiazd zmiennych prowadzone równomiernie w ciągu całego roku w średnim rezultacie są wolne od błędu położenia, który w różnych częściach krzywej jasności wchodzi z różnymi znakami. Inny sposób to prowadzenie obserwacji szybkozmiennych gwiazd w przeciągu dwóch m-cy w roku (zawsze w tych samych miesiącach w kolejnych latach).

3. Błąd interwału.

Błąd interwału został zauważony bardzo dawno, a mianowicie już Argelander opisując swoją stopniową metodę obserwacji gwiazd zmiennych, wskazał na niedokładność wyznaczenia dużych różnic jasności gwiazd. Uważał on, że ocena 4 stopnie już jest niedokładna, natomiast ocena 5 stopni faktycznie może odpowiadać ocenie 6, 7 a nawet 8 stopni. Praktyczne stosowanie stopniowych metod oceny jasności, potwierdziło występowanie błędu interwału. Stwierdzono, że dużym przedziałom jasności D_m gwiazd porównania, systematycznie przypada mniejsza jak być powinna ilość stopni D_{st} ; inaczej mówiąc stosunek D_m (różnica jasności dwóch gwiazd porównania w wielkościach gwiazdowych) do obserwowanej różnicy jasności w stopniach D_{st} nie jest wielkością stałą, co w pierwszym przybliżeniu można przedstawić zależnością liniową w postaci:

$$D_m/D_{st} = a + b \cdot D_{st} = a_1 + b_1 \cdot D_m;$$

Z błędem interwału w obserwacjach gwiazd zmiennych mamy do czynienia przy wyprowadzaniu skali stopniowej gwiazd porównania. Różnica jasności w stopniach dwóch gwiazd porównania wyprowadzona z obserwacji dwustronnych (typu $A_s V_m B$) jest zazwyczaj większa jak ta sama różnica z obserwacji jednostronnych (typu $V_m A_n B$ lub $A_n B_m V$). Eliminacja błędu interwału w obserwacjach jednostronnych i dwustronnych została szczegółową omówiona w Uranii (poz. 3). Błąd interwału może występować także w obserwacjach dwustronnych jeżeli różnica jasności pomiędzy gwiazdami porównania jest duża. Ograniczyć błąd interwału można pamiętając o tym, aby różnica jasności pomiędzy gwiazdami porównania była w granicach $0^m.3 - 0^m.5$.

4. Błąd interpolacji.

Błąd interpolacji jest to bardzo nieprzyjemny błąd systematyczny, niewątpliwie zmieniający rezultaty obserwacji gwiazd zmiennych i bardzo trudny do wyeliminowania. Istota tego błędu polega na "uprzedzeniu" danego obserwatora do pewnego rodzaju ocen. Przykładowo obserwator "unika" ocen typu a_{1v9b} i a_{9v1b} , stosując często oceny typu a_{3v7b} lub a_{7v3b} albo "unika" ocen pośrodku przedziału typu a_{4v4b} , b_{2v2c} itp. W efekcie wpływ błędu interpolacji powoduje zniekształcenie krzywej jasności, a zatem również wielkości amplitudy. Błąd interpolacji w obserwacjach gwiazd zmiennych można stwierdzić porównując rezultaty opracowania tej samej gwiazdy przez różnych obserwatorów. Stwierdzenie różnych amplitud w różnych opracowaniach może być powodem występowania błędu interpolacji. Innym sposobem stwierdzenia błędu interpolacji jest badanie częstości występowania poszczególnych ocen w opracowywanym ciągu obserwacji. Stwierdzenie, że niektóre oceny (np. a_{2v2b}) występują częściej jak inne (np. a_{2v3b}) może świadczyć o występowaniu błędu interpolacji. Usunięcie skutków błędu interpolacji polega na porównaniu krzywych zmian jasności obserwowanych przez wielu obserwatorów, tworząc jedną normalną krzywą jasności dla danej gwiazdy. Aby zmniejszyć błąd interpolacji należy starannie wybierać gwiazdy porównania i dokładnie określić ich wielkości fotometryczne oraz zwracać uwagę aby różnica jasności między tymi gwiazdami nie przekraczała wielkości $0^m.3 - 0^m.5$.

5. Błąd tła.

Niektórzy obserwatorzy zauważyli zwiększenie jasności czerwonych gwiazd w porównaniu z białymi przy Księżycu lub przy oświetlonym niebie. W drugiej połowie ubiegłego wieku znaleziono wiele gwiazd z okresem zmienności 29 - 30 dni. Przykładem może być R Sct u której w drugiej połowie ubiegłego wieku stwierdzono okres zmienności 29 - 30 dni. Obecnie wiadomo, że te zmiany jasności możemy wytłumaczyć wpływem Księżycy. W dwudziestych latach naszego stulecia na wpływ Księżycy i zmiernych na oceny jasności gwiazd zwrócił uwagę S.M. Seliwanow, który w swoich

obserwacjach czerwonych gwiazd na rozświetlonym niebie zauważył wzrost ich jasności (do $0^m.4$ dla UX Dra). Ze względu na nałożenie na rzeczywistą krzywą jasności zniekształcającego miesięcznego okresu spowodowanego Księżycem lub rocznego wywołanego wpływem zmiernych, wyciągnięto wiele fałszywych wniosków o zmienności gwiazd nieregularnych i półregularnych. Błąd ten możemy wyjaśnić tymi samymi przyczynami co błąd barwy (efektem Purkiniego). Zmiana oświetlenia nieba powoduje zmianę jasności czerwonych gwiazd. Zalecenie stosowania gwiazd porównania o barwie (typie widmowym) podobnej do obserwowanej gwiazdy zmiennej powoduje minimalizację błędów.

6. Błąd "przewidywania".

Szczególnie duże znaczenie u młodych i niedoświadczonych obserwatorów ma tak zwany "błąd przewidywania", który polega na zapamiętaniu poprzedniej oceny jasności albo znajomością efemerydy momentów minimum lub maksimum jasności krótkookresowych gwiazd zmiennych. Dużą rolę takiego typu błędów i ogólnie mówiąc podobnych efektów psychologicznych podczas obserwacji gwiazd zmiennych przewidywał Argelander. Błąd "przewidywania" może doprowadzić do znacznego zniekształcenia rezultatów badania gwiazd zmiennych. Na przykład, asymetria krzywych jasności gwiazd typu Algola w pobliżu minimum często jest powodowana tym błędem, że obserwator oceniający jasność gwiazdy na opadającej gałęzi krzywej widzi ją słabszą niż faktycznie, natomiast na gałęzi wznoszącej odwrotnie. Błąd "przewidywania" występuje także często jeśli obserwuje się gwiazdy typu Algola podczas ich stałego blasku, gdzie niedoświadczony obserwator zapisuje taką samą stałą ocenę jasności. Właśnie dlatego w obserwacjach wizualnych gwiazd zmiennych często trudno stwierdzić szczegóły krzywej jasności poza głównym minimum, jak na przykład, efekt eliptyczności składników oraz wtórne minimum, nawet przy dużej ilości obserwacji. Błąd "przewidywania" jest niemożliwy do wyeliminowania po wykonaniu obserwacji. Zaleca się prowadzić obserwacje wielu gwiazd jednocześnie, aby łatwiej zapomnieć wykonaną poprzednią ocenę jasności, co powinno minimalizować ten typ błędów.

7. Wnioski końcowe.

Wymienione wyżej błędy systematyczne bardzo zniekształcają otrzymaną krzywą jasności gwiazdy zmiennej. Mimo, że istnieją sposoby na likwidację niektórych błędów systematycznych z ciągu wykonanych obserwacji podczas ich opracowania, to jednak nie można liczyć na ich całkowite usunięcie, gdyż pomimo dużego nakładu pracy, może okazać się to zadaniem nie do wykonania. Uwzględnienie błędów systematycznych oparte jest na metodach empirycznych, które mogą prowadzić do niepewnych rezultatów. Uwzględniając trudności wyznaczenia błędów systematycznych z wykonanych już obserwacji, każdy obserwator powinien już w trakcie obserwacji przyjąć taki sposób ich prowadzenia, aby w dużym stopniu uniemożliwić ich powstanie, lub przynajmniej je zminimalizować. W związku z tym duże znaczenie ma odpowiedni wybór gwiazd porównania, gdyż pewność wykonanych obserwacji i ich dokładność często zależy od tego, jak udanie je dobraliśmy. Poniżej podajemy zasady jakimi należy się kierować przy wyborze gwiazd porównania:

1. Barwa (typ widmowy) gwiazd porównania powinna być możliwie taka, jak u obserwowanej gwiazdy zmiennej. W taki sposób sprowadzamy do minimum mogące powstać błędy związane z "błędem barwy", a także z "błędem tła", które to błędy powstają przy różnej barwie porównywanych gwiazd.
2. Przy wyborze gwiazd porównania konieczne należy zwrócić uwagę na to, żeby nie różniły się one znacznie jasnością, ponieważ w takim przypadku "błąd interpolacji" będzie znacznie zniekształcał obserwacje. Dostatecznie dokładne oceny jasności możemy uzyskać jeżeli różnica jasności gwiazd porównania nie przekracza $0^m.6 - 0^m.7$. Dla przedziału $1^m.0$ oceny jasności są już niepewne, a przy jeszcze większym interwale zupełnie niepewne.
3. Gwiazdy porównania należy wybierać możliwie blisko gwiazdy zmiennej. Szczególnie jest to ważne przy obserwacjach teleskopowych. Jeżeli gwiazda porównania i gwiazda zmienna nie są widoczne jednocześnie w polu widzenia teleskopu i przy ocenach jasności należy przesuwając teleskop żeby zobaczyć każdą z nich, to takie obserwacje, z reguły mają małą dokładność.

Jeżeli w takim przypadku nie możemy zmienić okularu na słabszy (zmniejszyć powiększenie teleskopu), to takich obserwacji należy w miarę możliwości zaniechać.

Literatura:

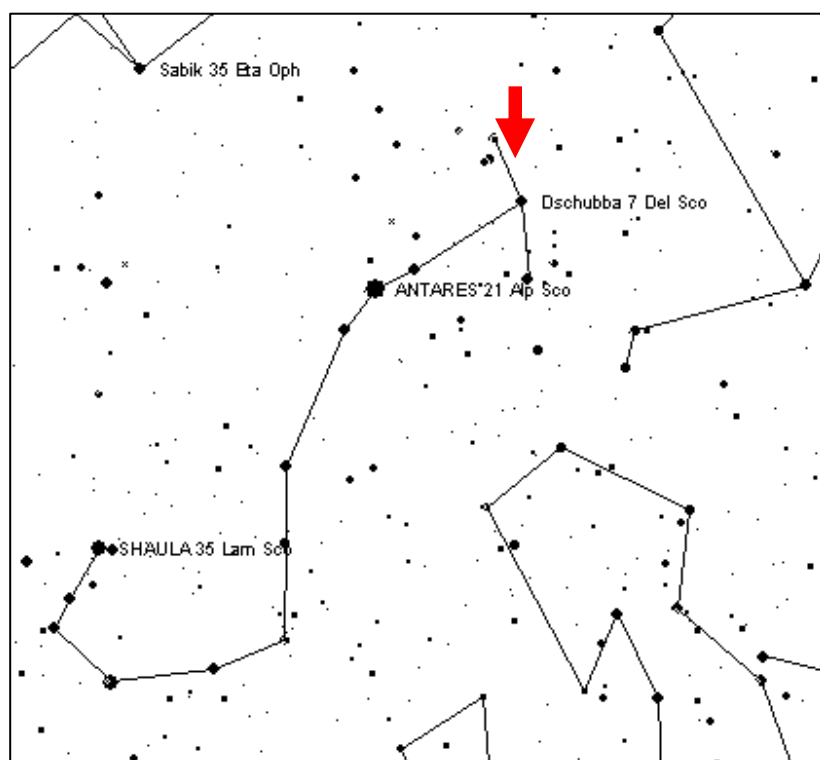
1. M. S. Zwierew i dr. Metody izuczenia pieremiennych zwiozd, "Pieremiennye Zwiozdy" tom III str. 113 - 133
2. A. Biskupski - Urania, nr.1, 1960 rok, str. 20 - 23
3. A. Biskupski - Urania, nr.7, 1961 rok, str. 211 - 214
4. A. Biskupski - Urania, nr.4, 1963 rok, str. 112 - 114
5. A. Biskupski - ANNUAL SCIENTIFIC SUPPLEMENT TO URANIA, nr.4, 1963 rok, Warszawa
6. R.P Feynman, R.B Leighton, M. Sands - Feynmana wykłady z fizyki, tom I, część 2, 1969 rok, Warszawa

Ryszard Cnota, Puławy

Gwiazdy zmienne, które można obserwować gołym okiem (cz. III)

DELTA SCO

Delta Scorpii jest łatwą w odnalezieniu gwiazdą w konstelacji Skorpiona, znajdującą się trochę na zachód od Antaresa. Jej tradycyjna nazwa to „Dschubba” (z arabskiego „czoło”). Delta Sco ma zwykle jasność 2,3 magnitudo, ale od lipca 1999 roku powolnymi fluktuacjami zwiększyła ją aż do 1,8 magnitudo. Jest gwiazdą zmienną typu Gamma Cas, tzn. że jest szybko wirującą i ewoluującą poza ciągiem głównym gwiazd, która losowo wyrzuca swoją materię z rejonów równikowych.



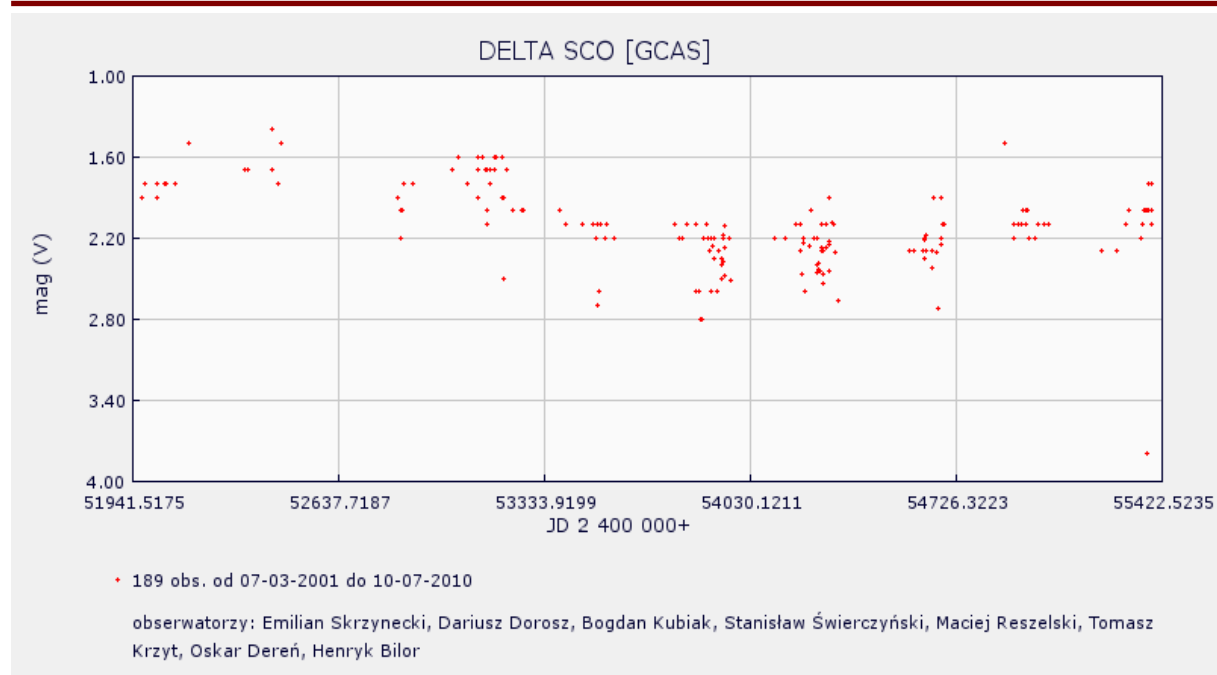
Rys. 1 Mapka okolic gwiazdy delta Scorpii, źródło CdC

Delta Scorpi jest gorącym olbrzymem typu spektralnego B0, znajdującą się około 400 lat świetlnych od nas. Jest też gwiazdą podwójną o okresie obiegu składników 10,6 lat. Ostatnie bliskie przejście między składnikami układu miało miejsce w 2000 r. i przypuszcza się, że mogło ono spowodować wyrzut masy, który doprowadził do pojaśnienia gwiazdy. Kolejne bliskie przejście jest przewidziane na rok 2011, więc jak najbardziej warto poobserwować tą gwiazdę.

Zmienną można obserwować od stycznia do sierpnia. Problem sprawiają gwiazdy porównania, zwłaszcza ich duża odległość oraz niskie położenie samej zmiennej w naszych szerokościach geograficznych.

Proponowane gwiazdy porównania:

alfa Aql (Altair): 0.8 mag; alfa Vir (Spica): 1.0 mag; eta Oph: 2.4 mag; beta Lib: 2.6 mag; tau Sco, 2.8 mag.

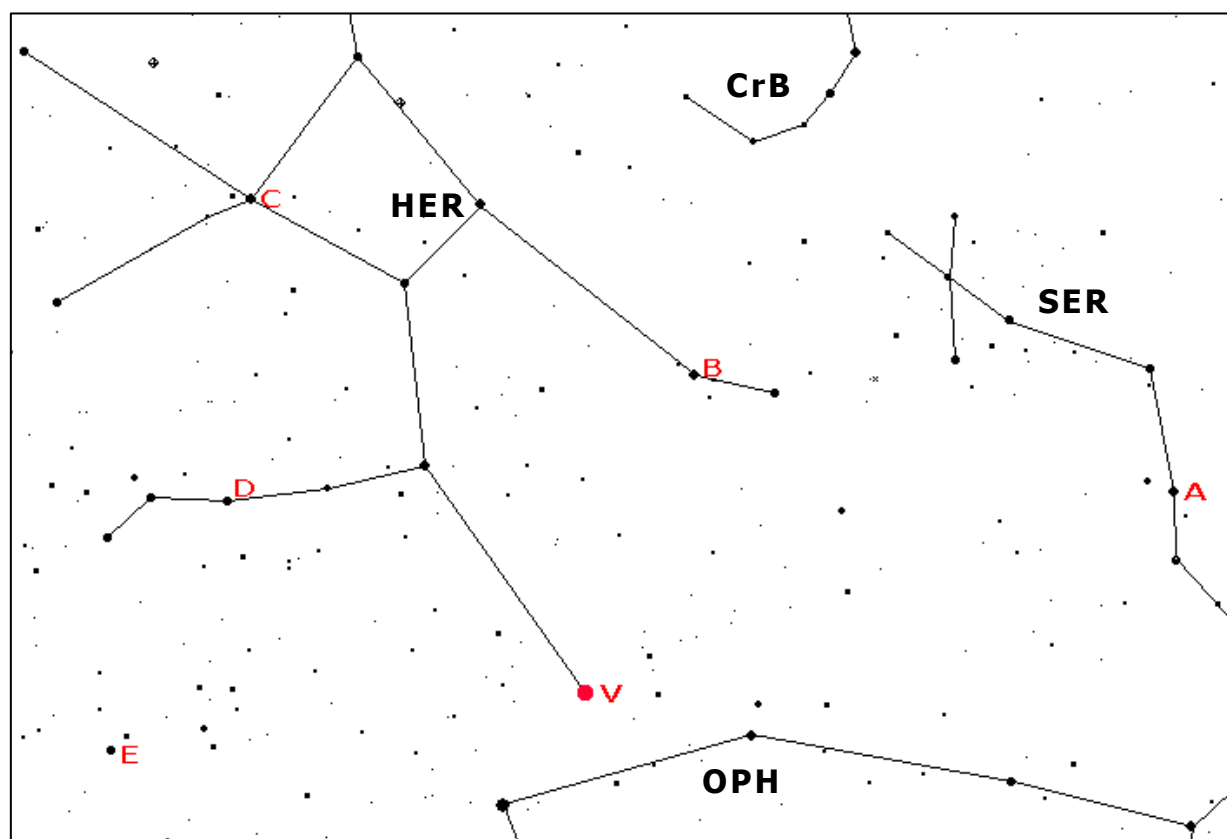


Rys. 2 Krzywa blasku delta Sco na podstawie polskich obserwacji

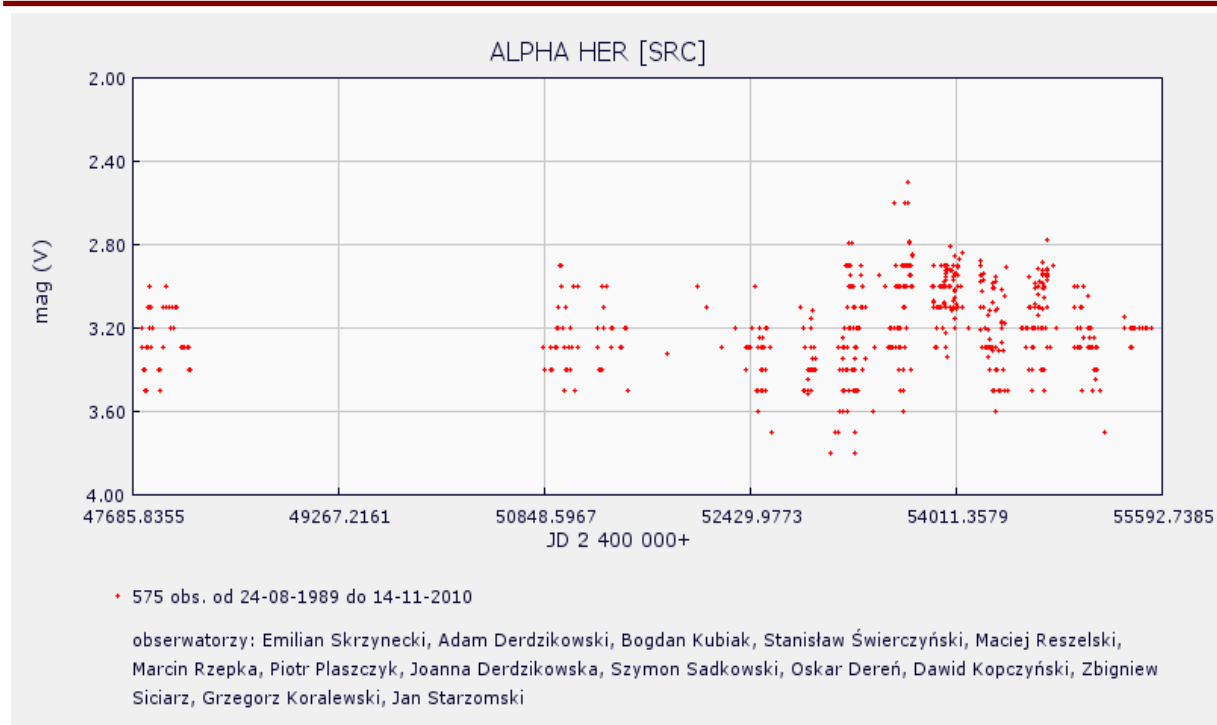
ALFA HER

Jej tradycyjna nazwa to „Rasalgethi”, co z arabskiego oznacza „szef kłęznika”. Średnica kątowna gwiazdy została zmierzona za pomocą interferometru, a wynosi ona 0,034 sekundy kątowej, co przy szacowanej odległości od gwiazdy 110 parseków, odpowiada promieniowi 280 mln kilometrów (400 promieni słonecznych).

„Rasalgethi” traci stopniowo masę, odrzucając gazową otoczkę w promieniu 90 jednostek astronomicznych od gwiazdy. Jest gwiazdą półregularną typu SRC, o amplitudzie 2,74 - 4,00 mag. Można ją obserwować praktycznie cały rok.



Rys. 3 Mapa z gwiazdami porównania dla alfa Her: A (2,65), B (2,8), C (3,2), D(3,4), E(3,8)



Rys. 4 Krzywa blasku alfa Her na podstawie polskich obserwacji

Na podstawie:

http://en.wikipedia.org/wiki/Alpha_Herculis

<http://astro4u.net/yabbse/index.php?topic=3154.0;wap2>

http://en.wikipedia.org/wiki/Delta_Scorpii/news/33077

Sky and Telescope , luty 2002.

Bogdan Kubiak

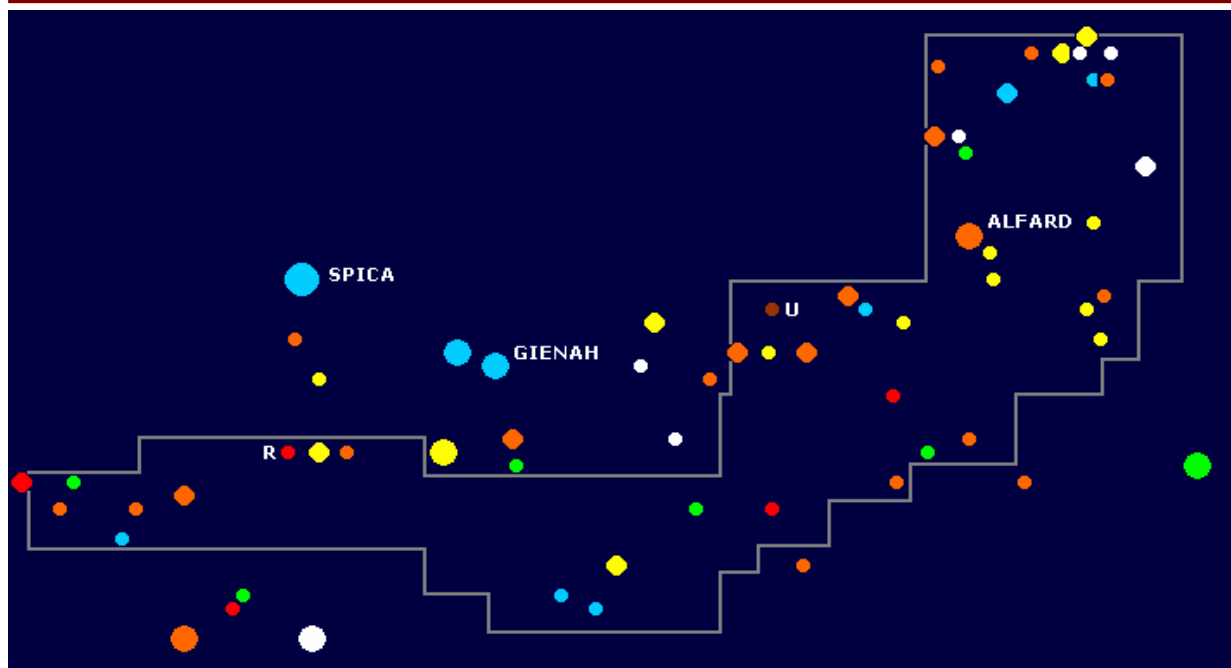
R Hydrae

W ogonie Hydry, największego gwiazdozbioru na niebie, w odległości około 2,5 stopnia na wschód od gammy Hydry, znajduje się jedna z najjaśniejszych gwiazd zmiennych typu Mira Ceti – R Hydrae. Gwiazda ta była znana jako zmienna już w XVII wieku (była zaznaczona na mapach nieba wykreślonych przez Heweliusza), jednakże dopiero na początku wieku XVIII, Giacomo Maraldi wyznaczył dla niej pierwsze maksima jasności oraz okres pulsacji (495 dni).

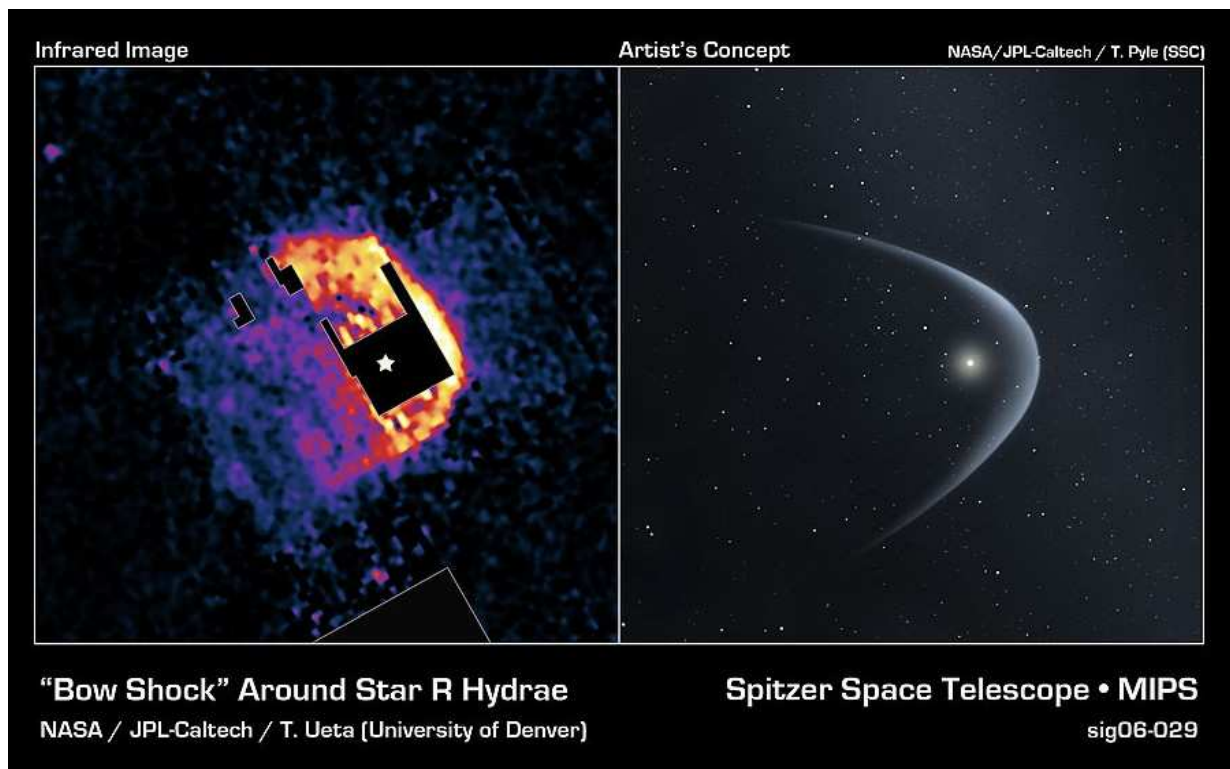
Późniejsze obserwacje wykazały, że okres pulsacji skracał się powoli przez cały XIX wiek oraz przez pierwszą połowę XX wieku do wartości około 380 dni. Po roku 1950 okres pulsacji przestał się już dalej skracać i od tamtej pory, do dnia dzisiejszego oscyluje w granicach 380-395 dni. Skracaniu się okresu pulsacji towarzyszyło także zmniejszenie się amplitudy zmian jasności o około jedną trzecią. Obecnie średnia amplituda zmian jasności wizualnej zawiera się w granicach 4.5 – 9.5 mag. Oznacza to, że zmienna znajduje się w zasięgu dużych lornetek w ciągu całego cyklu zmian jasności. Niestety ze względu na swoje położenie na niebie, z terenu Polski jest widoczna tylko w okresie wiosennym.

W odległości 21" od R Hydrae znajduje się gwiazda 12-tej wielkości, która ma ten sam ruch własny co zmienna, najprawdopodobniej więc tworzą parę fizyczną.

Obserwowane zmiany dowodzą, że w ciągu ponad dwustu lat, gwiazda zmniejszyła zarówno swoje rozmiary jak i jasność absolutną. Nasuwa się pytanie, jaka jest przyczyna tych zmian. Większość badaczy uważa, że zmiany te są spowodowane niedawno przebytym przez gwiazdę tzw. błyskiem helowym, który miał miejsce w jądrze gwiazdy. Jeśli tak jest w istocie, to po pewnym czasie jasność absolutna gwiazdy powinna zacząć ponownie rosnąć.



Rys. 1 Mapa okolic gwiazdy R Hydrae



Rys. 2 Fala uderzeniowa wiatru gwiazdowego R Hydrae, źródło: Spitzer Space Telescope, <http://www.spitzer.caltech.edu>

Jak wszystkie zmienne długookresowe, tak i ta emituje intensywny wiatr gwiazdowy, jednak jest on znacznie słabszy niż u większości tego typu zmiennych. W przeszłości musiał być on jednak znacznie bardziej intensywny. Teleskop Spitzera zaobserwował bowiem strukturę wytworzoną przez ten wiatr, a mianowicie falę uderzeniową, która powstaje wskutek oddziaływania wiatru gwiazdowego wypływającego z gwiazdy z materią międzygwiazdową. W rzucie na sferę niebieską fala ta ma kształt łuku, ponieważ gwiazda porusza się względem ośrodka międzygwiazdowego z prędkością około 50 km/s.

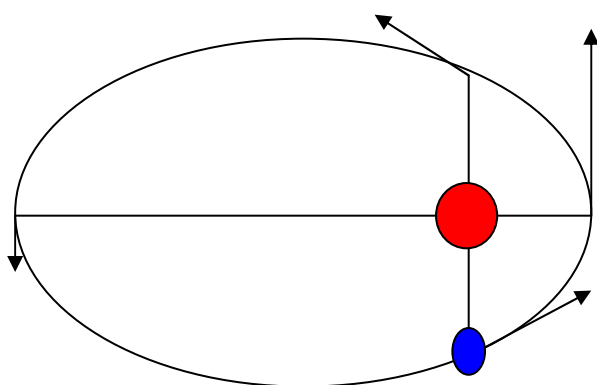
*Tomasz Krzyt, Warszawa
Kod AAVSO: KTZ*

GWIAZDY ZMIENNE ZAĆMIENIOWE

Ruch linii absyd

Ruch składników układu zaćmieniowego wokół wspólnego środka masy w olbrzymiej większości przypadków odbywa się prawie po okręgu. Odpowiada za to tak zwany mechanizm cyrkularyzacji orbit, czyli zespół różnych oddziaływań zmieniający stopniowo kształt orbit na okrągły. Do oddziaływań tych przede wszystkim należą pływy grawitacyjne, ale również siły odśrodkowe oddziaływania magnetyczne itp.

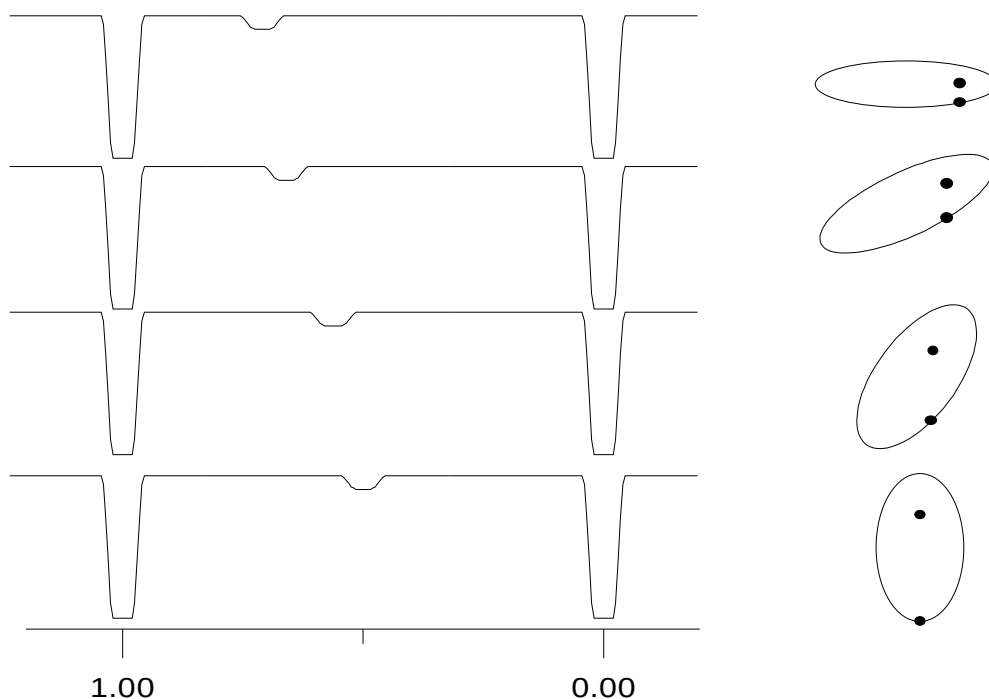
Przewiduje się, że cyrkularyzacja orbit następuje zwykle po okresie $P_{\text{circ}} \approx 10^6 \cdot P^2 \cdot q^{-1} \cdot ((1+q)/2)^{5/3}$ lat, gdzie P to okres orbitalny układu a q to stosunek mas gwiazd. Niestety, powyższe oszacowanie jest bardzo niepewne. Na rzeczywiste tempo cyrkularyzacji mają wpływ takie trudne do zbadania efekty jak: różnicowa rotacja gwiazd, głębokość warstwy konwekcyjnej, aktywność magnetyczna gwiazdy, jej dokładny skład chemiczny, itp. Co więcej, istnieją mechanizmy prowadzące do wiekowego powiększania się mimośrodów orbit, np. w przypadku układów potrójnych i wielokrotnych (tzw. cykle Kozai'a).



Obserwacyjnym potwierdzeniem silnej eliptyczności orbit składników jest przesunięcie minimum wtórnego poza fazę 0.5. Jeśli wyobrazimy sobie obserwatora patrzącego z dołu kartki na rysunek obok, to łatwo zauważyć, że czas pomiędzy zaćmieniami: głównym i wtórnym jest znacznie krótszy niż czas pomiędzy zaćmieniami wtórnym i głównym. Na rysunku zaćmienie główne jest powodowane przez niebieską gwiazdę zasłaniającą czerwoną. Jest to efekt II prawa Keplera.

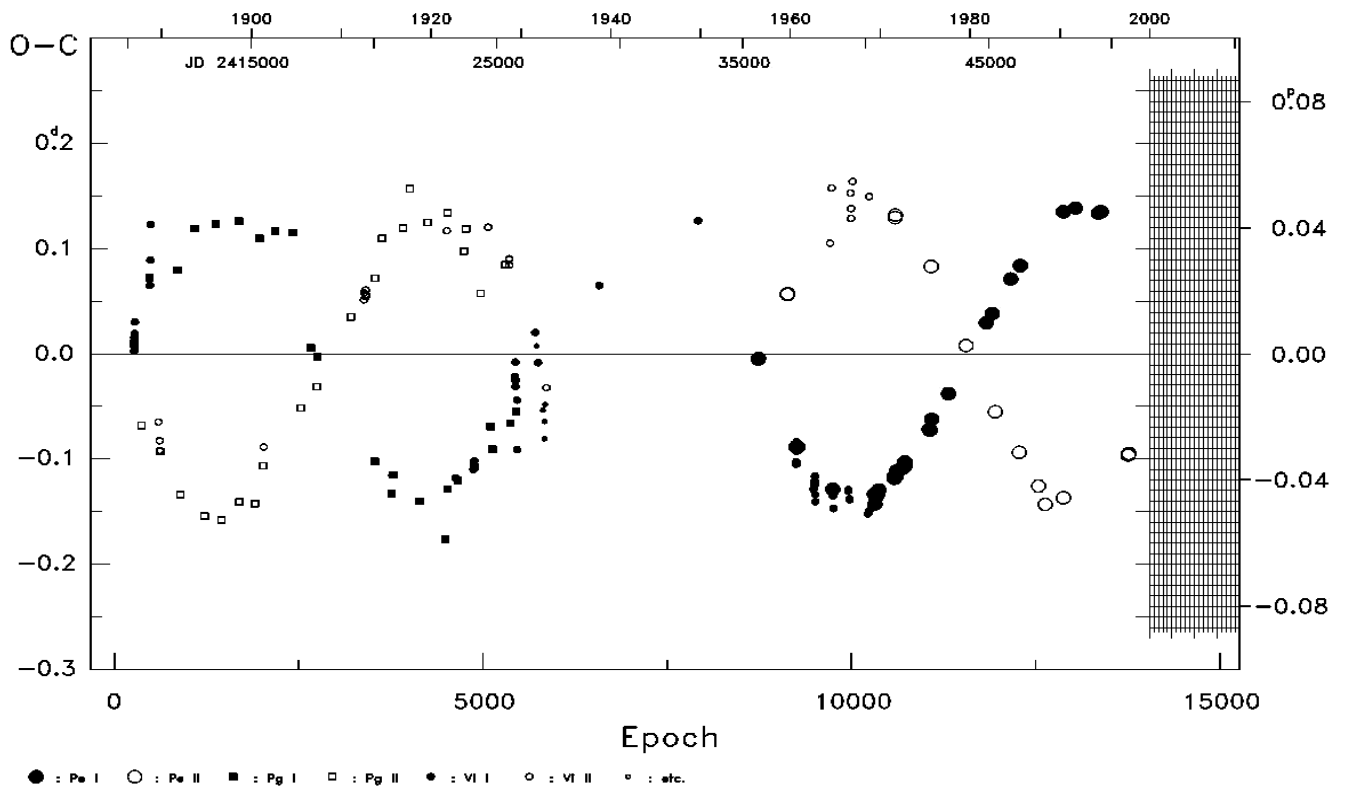
Następny rysunek pokazuje jak wielkość przesunięcia fazy wtórnego minimum zależy od orientacji orbity względem kierunku obserwacji (u nas Ziemia znajduje się na dole strony). Jak widać przy ustalonym mimośrodku orbit wielkość przesunięcia zmienia się bardzo istotnie. Wiele układów zaćmieniowych o eliptycznych orbitach składników wykazuje również zjawisko tzw. ruchu linii absyd czyli powolnej zmiany orientacji orbity w przestrzeni. Efektem obracania się linii absyd (linia perycentrum-apocentrum) w płaszczyźnie orbity jest oczywiście stopniowa zmiana fazy minimów.

Ruch linii absyd



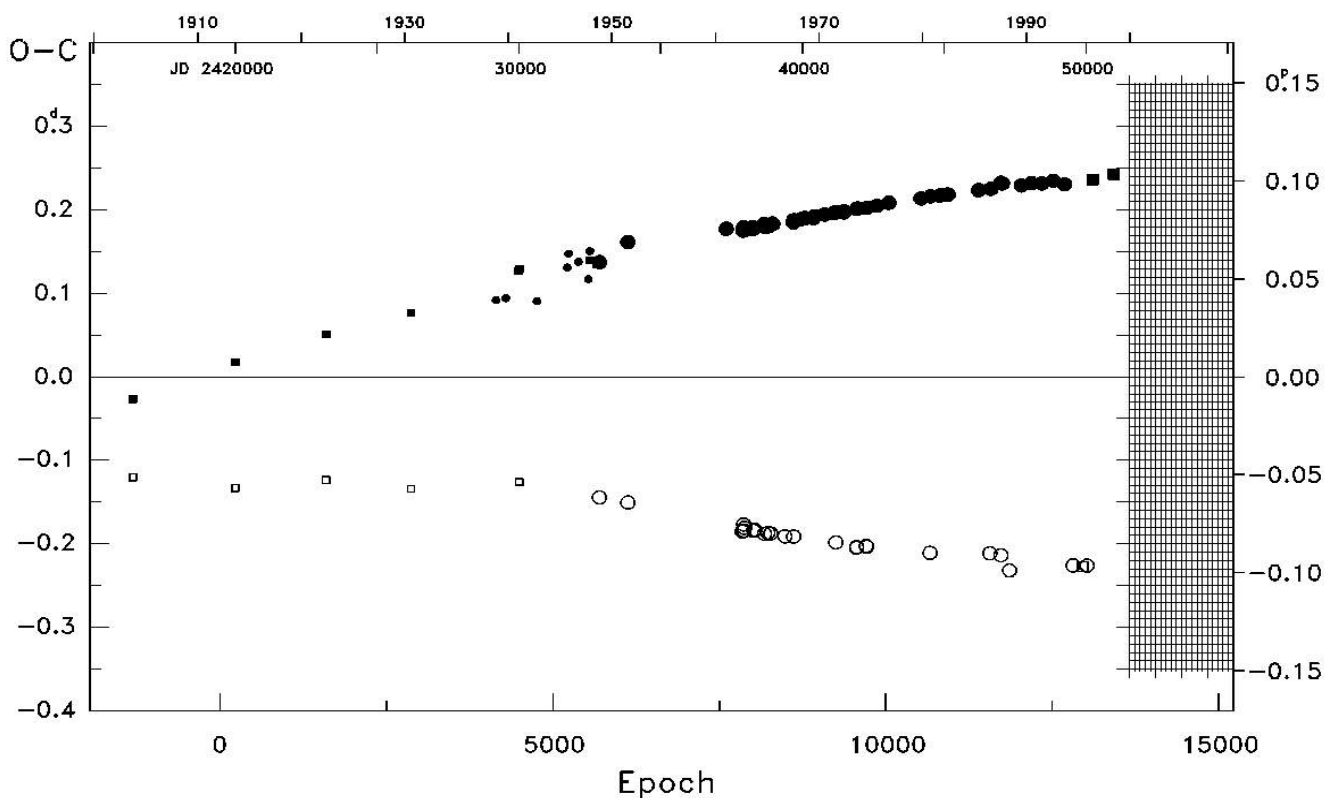
Zmienność fazy minimów może być oczywiście badana przy pomocy diagramów O-C. Dla gwiazd o eliptycznych orbitach składników, minima główne i wtórne układają się w osobne krzywe oznaczone punktami wypełnionymi i pustymi. Jak widać przy stałym tempie ruchu linii apsyd punkty układają się w sinusoidy o przeciwnych fazach.

Y Cyg

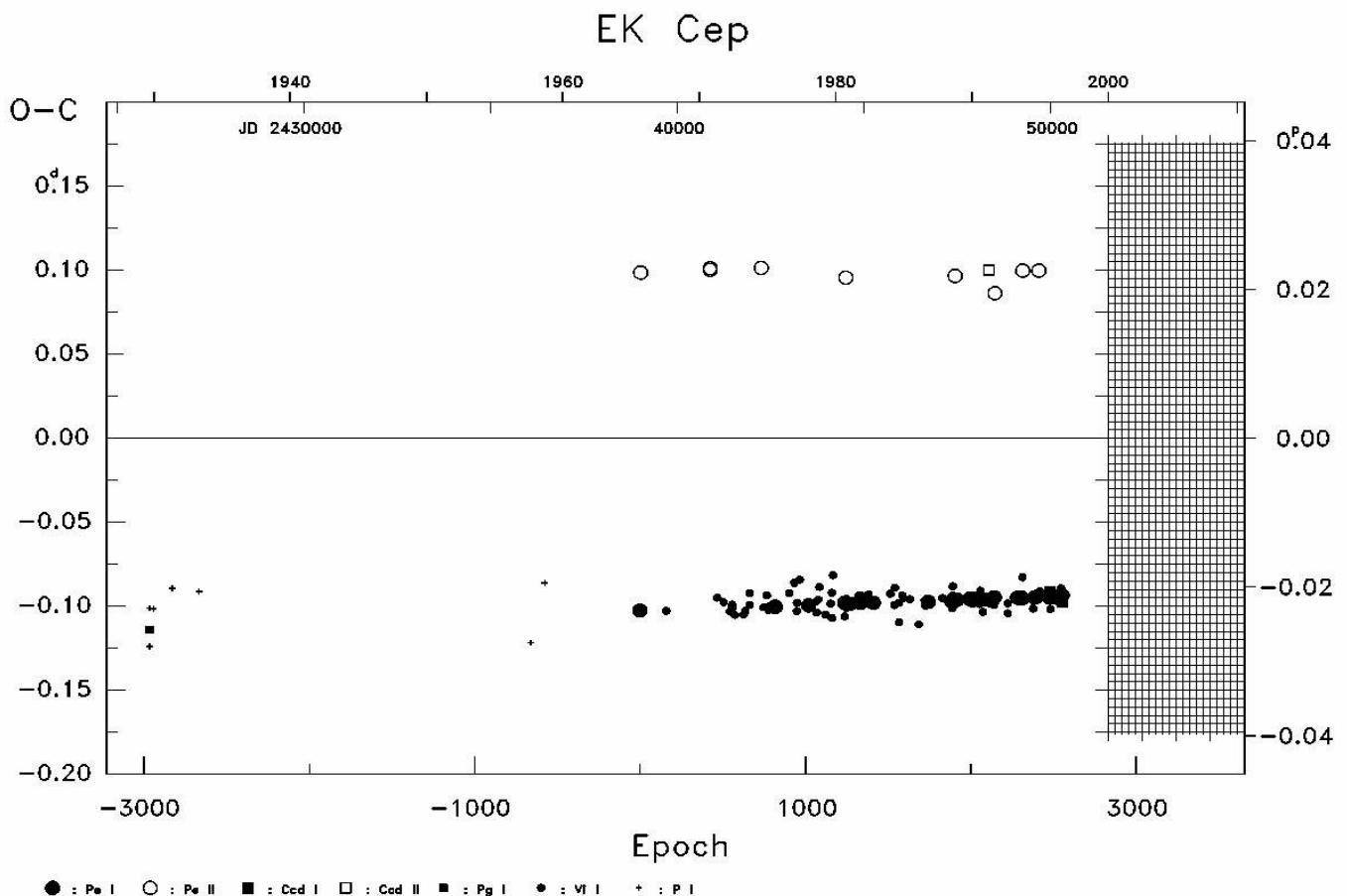


Copyright 2000 J.M. Kreiner, C.-H. Kim, I.-S. Nha

V477 Cyg



Copyright 2000 J.M. Kreiner, C.-H. Kim, I.-S. Nha



Copyright 2000 J.M. Kreiner, C.-H. Kim, I.-S. Nha

Powyżej przedstawiono trzy sytuacje:

- Y Cyg - dość szybki ruch linii apsyd, którego okres można łatwo wyznaczyć,
- V477 Cyg - widać ruch linii apsyd, ale mamy zbyt mało danych, aby móc oszacować jego okres,
- EK Cep - gwiazda o bardzo powolnej rotacji linii apsyd.

Katedra Astronomii Uniwersytetu Pedagogicznego od wielu lat prowadzi badania nad diagramami O-C. Na podstawie prowadzonej bazy danych o czasach minimów wyselekcjonowaliśmy listę gwiazd wykazujących cechy układów o eliptycznych orbitach. Badania krzywych zmian jasności i konstrukcja matematycznych modeli ich budowy jakie ma zamiar prowadzić KAUP, pozwoli być może porównać rzeczywiste procesy prowadzące do cyrkularyzacji orbit z przewidywaniami teoretycznymi.

Warunkiem koniecznym jest oczywiście posiadanie niezbędnych danych. Zatem apel do obserwatorów nieba o obserwacje minimów gwiazd z załączonej listy. Zwłaszcza pożądane są obserwacje minimów wtórnych - oczywiście zwykle znacznie płytszych i trudniejszych do obserwacji.

Poniższa lista gwiazd zawiera osobne efemerydy dla minimów głównych (pri) i wtórnych (sec) oraz lata, w których gwiazda była obserwowana. Dla doświadczonych obserwatorów wyzwaniem na pewno będzie zaobserwowanie gwiazd, dla których od dawna nie ma nowych danych.

Efemerydy publikowane są na bieżąco pod adresem: <http://www.as.up.krakow.pl/ephem/>

Minima można przysyłać za pośrednictwem strony: <http://www.as.up.krakow.pl/add-minima/>

Mapki niektórych gwiazd: <http://www.as.up.krakow.pl/gzz/mapy/gwiazdy.htm>

Lista gwiazd do obserwacji:

(gwiazda; minimum; Mo; okres, daty pierwszej i ostatniej obserwacji)

AND OT; PRI; 2452509.7794; 20.852908; 1974-1999
AND OT; SEC; 2452520.6736; 20.852999; 1974-2000
ANT BV; PRI; 2452502.4076; 3.5943044; 2003-2007
ANT BV; SEC; 2452504.4463; 3.5942889; 2003-2007
AQR BW; PRI; 2452501.714; 6.719703; 1973-2004
AQR BW; SEC; 2452504.900; 6.719685; 1967-2005
AQR LL; PRI; 2452515.727; 20.17832; 1966-2008
AQR LL; SEC; 2452522.1350; 20.178316; 2002-2007
AQL V871; PRI; 2452500.0152; 2.9526452; 1995-2005
AQL V871; SEC; 2452501.3392; 2.9526830; 1996-2005
AQL V889; PRI; 2452510.3115; 11.120644; 1990-2008
AQL V889; SEC; 2452514.28; 11.12075; 1975-2009
AQL V1646; PRI; 2452508.6769; 9.2783204; 2001-2004
AQL V1646; SEC; 2452513.3792; 9.2783213; 2001-2002
AQL V1665; SEC; 2452501.9125; 3.8817218; 2004-2007
AQL V1665; PRI; 2452500.3274; 3.8818128; 2003-2007
ARA V539; PRI; 2452500.972; 3.169101; 1965-2005
ARA V539; SEC; 2452502.453; 3.1690731; 1965-2004
ARI AG; PRI; 2452500.1527; 1.9631083; 2004-2006
ARI AG; SEC; 2452501.0907; 1.9631132; 1991-2006
ARI AL; PRI; 2452503.1130; 3.7474542; 1998-2009
ARI AL; SEC; 2452505.0224; 3.7474332; 1998-2004
AUR CG; PRI; 2452501.6983; 1.8048549; 1933-2009
AUR CG; SEC; 2452502.6400; 1.8048636; 1996-2010
BOO BW; PRI; 2452501.027; 3.3328182; 1965-2009
BOO BW; SEC; 2452502.3994; 3.3328244; 1991-2007
BOO DU; PRI; 2452500.037; 1.0558901; 1990-2007
BOO DU; SEC; 2452500.5862; 1.0558890; 1990-2007
BOO EQ; PRI; 2452502.9293; 5.4353566; 1990-2009
BOO EQ; SEC; 2452505.0976; 5.4353576; 2006-2007
BOO GI; PRI; 2452500.0867; 1.0335465; 1999-1999
BOO GI; SEC; 2452500.4805; 1.0334289; 1999-1999
CAM TU; PRI; 2452500.580; 2.9332532; 1948-1995
CAM TU; SEC; 2452502.0340; 2.9332354; 1979-1991
CAM WW; PRI; 2452501.6162; 2.2743626; 1994-2009
CAM WW; SEC; 2452502.7410; 2.2743625; 1992-2009
CAM AN; PRI; 2452503.49; 20.99844; 1930-2009
CAM AN; SEC; 2452519.8019; 20.998495; 1982-2009
CAM AS; PRI; 2452501.0892; 3.4309639; 1968-2009
CAM AS; SEC; 2452502.616; 3.430970; 1993-2009
CMA SW; PRI; 2452501.3434; 10.091983; 1987-2006
CMA SW; SEC; 2452504.4617; 10.091976; 1987-2005
CMA TZ; PRI; 2452501.0891; 3.8228671; 2002-2009
CMA TZ; SEC; 2452502.9519; 3.8228666; 2003-2009
CMA CE; PRI; 2452515.7732; 27.072893; 1934-2004
CMA CE; SEC; 2452533.6548; 27.072837; 1935-2004
CMA CV; PRI; 2452502.95; 3.628265; 1933-2006
CMA CV; SEC; 2452504.5731; 3.6283137; 1936-2005
CMA KL; PRI; 2452500.106; 1.762250; 1991-2008
CMA KL; SEC; 2452500.889; 1.762163; 1990-2006
CMA LT; PRI; 2452500.568; 1.759535; 1991-2005
CMA LT; SEC; 2452501.4094; 1.7595191; 1991-2005
CMA V388; PRI; 2452500.8955; 2.9829258; 2004-2005
CMA V388; SEC; 2452502.6511; 2.9829300; 2005-2006
CMA V398; PRI; 2452501.0168; 2.1890687; 1990-2005
CMA V398; SEC; 2452502.0513; 2.1890687; 1999-2005
CMI AV; PRI; 2452500.694; 1.1388783; 1942-2008
CMI AV; SEC; 2452501.681; 1.138874; 1963-2010
CAR EM; PRI; 2452502.428; 3.414286; 1981-2002
CAR EM; SEC; 2452504.115; 3.4142634; 1982-2002
CAR GL; PRI; 2452500.5105; 2.4222299; 2006-2008
CAR GL; SEC; 2452501.4694; 2.4222749; 2007-2008

CAR GR; PRI; 2452512.3572; 17.139499; 1924-1974
CAR GR; SEC; 2452517.7501; 17.139483; 1924-1971
CAR LR; PRI; 2452500.1394; 0.85291428; 2001-2006
CAR LR; SEC; 2452500.5943; 0.85292766; 2002-2006
CAR QX; PRI; 2452500.992; 4.478033; 1970-2007
CAR QX; SEC; 2452502.549; 4.477914; 1970-2005
CAR V466; PRI; 2452501.865; 3.455806; 1991-2007
CAR V466; SEC; 2452503.2658; 3.4558841; 1991-2007
CAR V467; PRI; 2452504.0471; 7.0461505; 1992-2007
CAR V467; SEC; 2452508.5628; 7.0461323; 2003-2007
CAR V493; PRI; 2452502.461; 3.229453; 1990-2007
CAR V493; SEC; 2452504.420; 3.229396; 1990-2007
CAR V529; PRI; 2452503.2930; 4.7445824; 2001-2007
CAR V529; SEC; 2452505.9045; 4.7445376; 2003-2007
CAR V606; PRI; 2452500.6132; 12.319345; 2003-2007
CAR V606; SEC; 2452507.8650; 12.319230; 2003-2007
CAR V610; PRI; 2452502.0787; 4.8448943; 2003-2007
CAR V610; SEC; 2452503.5840; 4.8450156; 2003-2007
CAR V655; PRI; 2452510.0381; 16.932884; 1990-2006
CAR V655; SEC; 2452516.6849; 16.932884; 2006-2007
CAS AO; PRI; 2452500.51; 3.523481; 1949-1990
CAS AO; SEC; 2452502.24; 3.52349; 1955-1991
CAS AR; PRI; 2452505.66; 6.066337; 1920-1968
CAS AR; SEC; 2452509.3064; 6.0663012; 1920-1991
CAS IT; PRI; 2452500.807; 3.896649; 1982-2009
CAS IT; SEC; 2452502.9537; 3.8966503; 1982-2009
CAS MU; PRI; 2452504.0246; 9.6529616; 2000-2008
CAS MU; SEC; 2452510.0020; 9.6529457; 2001-2009
CAS OX; PRI; 2452501.528; 2.489383; 2006-2009
CAS OX; SEC; 2452502.869; 2.489317; 2007-2009
CAS PV; PRI; 2452501.6676; 1.7504677; 2003-2009
CAS PV; SEC; 2452502.5690; 1.7504729; 2000-2009
CAS QX; PRI; 2452502.13; 6.00470; 1937-1971
CAS QX; SEC; 2452504.31; 6.00469; 1939-1974
CAS V381; PRI; 2452500.776; 1.745958; 2005-2009
CAS V381; SEC; 2452501.703; 1.745926; 2006-2009
CAS V459; PRI; 2452506.4645; 8.458258; 1990-2008
CAS V459; SEC; 2452510.6274; 8.4582657; 1965-2007
CAS V775; PRI; 2452501.4120; 5.3901660; 1992-2007
CAS V775; SEC; 2452504.9020; 5.3903655; 1999-2005
CAS V785; PRI; 2452502.1685; 2.7025370; 1991-2008
CAS V785; SEC; 2452503.3800; 2.7024929; 1991-2008
CAS V799; PRI; 2452506.7613; 7.7027892; 1991-2008
CAS V799; SEC; 2452509.2830; 7.7030157; 2004-2008
CAS V821; PRI; 2452501.8566; 1.7697471; 2001-2008
CAS V821; SEC; 2452502.600; 1.769735; 2003-2009
CAS V1018; PRI; 2452501.4972; 4.1277974; 1999-2009
CAS V1018; SEC; 2452503.2163; 4.1278000; 1999-2000
CEN DI; PRI; 2452503.5216; 3.5495839; 2003-2007
CEN DI; SEC; 2452505.3065; 3.5495601; 2003-2007
CEN KT; PRI; 2452501.4566; 4.1304047; 1973-2005
CEN KT; SEC; 2452503.25; 4.130465; 1925-2005
CEN V346; PRI; 2452505.8796; 6.3219143; 1982-1999
CEN V346; SEC; 2452507.9513; 6.3221677; 1982-1999
CEN V383; PRI; 2452503.4819; 6.7843984; 1928-1931
CEN V383; SEC; 2452507.4927; 6.7843744; 1925-1929
CEN V384; PRI; 2452508.6097; 12.635268; 1927-2004
CEN V384; SEC; 2452512.9485; 12.635333; 1927-2004
CEN V636; PRI; 2452502.9024; 4.2839432; 1987-2007
CEN V636; SEC; 2452505.1270; 4.2839481; 1987-2007
CEN V963; PRI; 2452500.4255; 15.269304; 1998-2004
CEN V963; SEC; 2452504.8546; 15.269333; 1998-2004

CEN V1000; PRI; 2452501.7498; 16.634816; 2001-2005
CEN V1000; SEC; 2452511.4840; 16.634823; 2005-2010
CEN V1051; PRI; 2452508.3200; 9.6464543; 1990-2005
CEN V1051; SEC; 2452512.3392; 9.6464543; 2005-2008
CEN V1087; PRI; 2452502.384; 5.04925; 2001-2005
CEN V1087; SEC; 2452505.3605; 5.0498114; 1999-2005
CEN V1089; PRI; 2452509.0541; 5.4879452; 1991-2006
CEN V1089; SEC; 2452512.1877; 5.4879451; 2006-2007
CEN V1118; PRI; 2452512.6300; 11.304897; 1990-2005
CEN V1118; SEC; 2452518.5568; 11.304897; 2005-2008
CEN V1142; PRI; 2452501.6685; 2.5247191; 1997-1999
CEN V1142; SEC; 2452503.1319; 2.5248311; 1997-1999
CEN V1166; PRI; 2452506.0706; 13.419815; 2001-2005
CEN V1166; SEC; 2452511.7339; 13.419817; 2005-2009
CEN V1176; PRI; 2452512.4312; 31.037050; 2005-2005
CEN V1176; SEC; 2452530.9348; 31.037025; 2006-2006
CEN V1204; PRI; 2452501.5655; 2.3271079; 2003-2005
CEN V1204; SEC; 2452502.6819; 2.3271067; 2005-2006
CEP CO; PRI; 2452503.420; 4.137562; 1938-2009
CEP CO; SEC; 2452505.695; 4.137561; 1963-2009
CEP CW; PRI; 2452501.5210; 2.729165; 2000-2007
CEP CW; SEC; 2452502.8996; 2.729114; 1999-2008
CEP EK; PRI; 2452503.0718; 4.4277959; 1965-2009
CEP EK; SEC; 2452505.474; 4.427791; 1965-2006
CEP EY; PRI; 2452507.06; 7.97171; 1936-2002
CEP EY; SEC; 2452510.13; 7.97149; 1931-2009
CEP V397; PRI; 2452501.6421; 2.0868352; 1991-2009
CEP V397; SEC; 2452502.831; 2.086816; 1990-2007
CEP V731; PRI; 2452500.2564; 6.0684452; 2004-2007
CEP V731; SEC; 2452503.3479; 6.0684363; 2005-2008
CEP V734; PRI; 2451482.6468; 3.7659743; 1999-2008
CEP V734; SEC; 2452505.2274; 3.7659713; 1999-2008
CET TV; PRI; 2452500.3211; 9.1032911; 1958-2008
CET TV; SEC; 2452504.8123; 9.103290; 1972-2009
CIR DK; PRI; 2452516.7731; 18.569650; 2003-2005
CIR DK; SEC; 2452530.9066; 18.569655; 2005-2006
COL AW; PRI; 2452506.4826; 10.317680; 2003-2005
COL AW; SEC; 2452514.5174; 10.317680; 2005-2007
CRA V454; PRI; 2452500.535; 2.396848; 1942-2007
CRA V454; SEC; 2452501.6363; 2.3968592; 2004-2006
CRB ALFA; PRI; 2452501.97; 17.35990; 1920-1988
CRB ALFA; SEC; 2452513.4887; 17.359926; 1947-1987
CRT VV; PRI; 2452501.5905; 2.2955940; 1992-2008
CRT VV; SEC; 2452502.7218; 2.2955940; 2008-2008
CRU UW; PRI; 2452502.34; 6.354522; 1925-2005
CRU UW; SEC; 2452505.73; 6.354523; 1925-2005
CRU UX; PRI; 2452506.03; 12.29691; 1924-2005
CRU UX; SEC; 2452514.3979; 12.296963; 1928-2005
CRU DN; PRI; 2452506.6310; 9.8811990; 2003-2005
CRU DN; SEC; 2452513.1996; 9.8811978; 2005-2008
CRU EP; PRI; 2452506.9417; 11.077471; 1985-2007
CRU EP; SEC; 2452513.7609; 11.077483; 1989-2007
CYG Y; PRI; 2452501.754; 2.996170; 2000-2007
CYG Y; SEC; 2452503.206; 2.996457; 1997-2008
CYG MY; PRI; 2452503.7691; 4.0051872; 1963-2008
CYG MY; SEC; 2452505.7831; 4.0051881; 1965-2004
CYG V380; PRI; 2452501.8249; 12.425720; 1923-1995
CYG V380; SEC; 2452506.7010; 12.425484; 1923-1995
CYG V453; PRI; 2452503.247; 3.889818; 1959-2007
CYG V453; SEC; 2452505.2001; 3.8898120; 1965-2008
CYG V477; PRI; 2452502.2898; 2.3469853; 1980-2009
CYG V477; SEC; 2452502.994; 2.346976; 1980-2009
CYG V478; PRI; 2452501.1675; 2.8809054; 2001-2009
CYG V478; SEC; 2452502.631; 2.880902; 2001-2008
CYG V490; PRI; 2452500.695; 1.140247; 1999-2008
CYG V490; SEC; 2452501.278; 1.140230; 1999-2009

CYG V498; SEC; 2452504.36; 3.484864; 1929-2007
CYG V498; PRI; 2452502.569; 3.48491; 1998-2009
CYG V541; PRI; 2452505.141; 15.337880; 1958-2009
CYG V541; SEC; 2452512.1594; 15.337907; 1958-2008
CYG V959; PRI; 2452500.871; 1.8398151; 1993-2007
CYG V959; SEC; 2452501.6045; 1.8398485; 1993-1993
CYG V974; PRI; 2452502.6886; 3.204424; 1997-2008
CYG V974; SEC; 2452504.1994; 3.204421; 2000-2009
CYG V1136; PRI; 2452500.5006; 3.4627836; 1989-2009
CYG V1136; SEC; 2452502.580; 3.462735; 1995-2009
CYG V1143; PRI; 2452504.859; 7.640751; 1966-2005
CYG V1143; SEC; 2452510.505; 7.640727; 1965-2005
CYG V1147; PRI; 2452512.6262; 15.251333; 1997-2007
CYG V1147; SEC; 2452521.9478; 15.25132; 1997-2007
CYG V1326; PRI; 2452504.51; 16.68176; 1945-2009
CYG V1326; SEC; 2452513.359; 16.68177; 1944-2008
CYG V1765; PRI; 2452510.6200; 13.373859; 1979-1991
CYG V1765; SEC; 2452518.6006; 13.373301; 1979-1985
CYG V1909; PRI; 2452502.4127; 3.0947198; 1999-2007
CYG V1909; SEC; 2452503.8826; 3.0947198; 1999-2008
DEL BY; PRI; 2452501.31; 10.03422; 1958-2007
DEL BY; SEC; 2452506.2787; 10.034167; 1961-2006
DEL MP; PRI; 2452514.0097; 21.338550; 1990-2007
DEL MP; SEC; 2452525.7479; 21.339593; 2006-2007
DRA BF; PRI; 2452500.7266; 11.211005; 1988-2009
DRA BF; SEC; 2452506.1491; 11.210991; 1997-2009
GEM OW; PRI; 2453536.4; *****; 1902-2008
GEM OW; SEC; 2453829.3904; 1258.752710; 1989-2006
GRU DW; PRI; 2452506.7205; 7.3325250; 2004-2005
GRU DW; SEC; 2452509.8547; 7.3325300; 2005-2007
HER DI; PRI; 2452509.211; 10.550169; 1963-2006
HER DI; SEC; 2452517.3311; 10.5501757; 1963-2008
HER HS; PRI; 2452501.0360; 1.6374322; 2000-2008
HER HS; SEC; 2452501.8647; 1.637440; 2000-2007
HER HZ; PRI; 2452501.3800; 1.7001674; 1982-2007
HER HZ; SEC; 2452502.2588; 1.7001674; 2007-2008
HER LV; PRI; 2452509.168; 18.43589; 1971-2009
HER LV; SEC; 2452525.066; 18.43592; 1970-2008
HER V501; PRI; 2452501.839; 8.597687; 1940-2010
HER V501; SEC; 2452505.9646; 8.5976667; 1997-2010
HER V948; PRI; 2452500.1631; 1.2752051; 1991-2010
HER V948; SEC; 2452500.7328; 1.2752051; 1991-1994
HER V990; PRI; 2452505.9076; 8.1932952; 1990-2006
HER V990; SEC; 2452509.5581; 8.1932953; 2006-2008
HYA AI; PRI; 2452502.94; 8.28965; 1938-2006
HYA AI; SEC; 2452506.61; 8.28968; 1938-2005
HYA KW; PRI; 2452500.8930; 7.7504740; 1977-1982
HYA KW; SEC; 2452504.4441; 7.7504800; 1982-2007
HYA QR; PRI; 2452502.3527; 2.5029371; 1992-2009
HYA QR; SEC; 2452503.4406; 2.5029370; 2002-2009
HYA V340; PRI; 2452500.4209; 3.6474121; 1990-2007
HYA V340; SEC; 2452502.4316; 3.6474076; 1990-2007
HYA V426; PRI; 2452507.1087; 7.3088896; 2000-2005
HYA V426; SEC; 2452510.6473; 7.3088896; 2005-2007
HYI RV; PRI; 2452501.9888; 7.1950423; 1928-2009
HYI RV; SEC; 2452506.4316; 7.1950338; 2002-2006
IND AQ; PRI; 2452500.7079; 2.2808061; 2002-2004
IND AQ; SEC; 2452501.8296; 2.2808446; 2002-2003
LAC RW; PRI; 2452502.5240; 10.369271; 2002-2005
LAC RW; SEC; 2452507.642; 10.36926; 1998-2009
LAC SS; PRI; 2452506.8; 14.4178; 1915-1944
LAC SS; SEC; 2452515.0627; 14.417699; 1916-1942
LAC CO; PRI; 2452500.8519; 1.5422147; 2005-2009
LAC CO; SEC; 2452501.6532; 1.5422023; 2001-2009
LAC ES; PRI; 2452501.541; 4.459408; 1985-2009
LAC ES; SEC; 2452504.310; 4.459410; 1985-2009

LAC IL; PRI; 2452501.85; 7.39566; 1926-2009
LAC IL; SEC; 2452505.071; 7.395662; 1928-2009
LAC MZ; PRI; 2452501.1460; 3.15882; 1993-2009
LAC MZ; SEC; 2452502.940; 3.158726; 1985-2007
LAC V340; PRI; 2452507.3583; 19.943251; 1948-1952
LAC V340; SEC; 2452522.4433; 19.943127; 1948-1953
LAC V345; PRI; 2452501.506; 7.491873; 1995-2008
LAC V345; SEC; 2452504.127; 7.491902; 1996-2009
LAC V364; PRI; 2452505.750; 7.351555; 1981-2009
LAC V364; SEC; 2452509.529; 7.351505; 1981-2009
LAC V398; PRI; 2452501.9743; 5.4059804; 1991-2008
LAC V398; SEC; 2452504.0909; 5.4059794; 2006-2007
LAC V401; PRI; 2452501.4836; 1.9501194; 1990-2009
LAC V401; SEC; 2452502.5418; 1.9500515; 2000-2009
LAC V402; PRI; 2452502.3657; 3.7820477; 1991-2009
LAC V402; SEC; 2452504.9409; 3.7819648; 1991-2001
LEP AT; PRI; 2452506.9889; 10.649511; 2002-2005
LEP AT; SEC; 2452511.7552; 10.649500; 2005-2008
LIB AE; PRI; 2452501.0710; 1.2043393; 1935-2007
LIB AE; SEC; 2452501.7396; 1.2043394; 1999-2002
LIB IV; PRI; 2452502.4364; 6.8616409; 2002-2006
LIB IV; SEC; 2452505.7918; 6.8621879; 2001-2006
LUP GG; PRI; 2452501.291; 1.8496224; 1985-2004
LUP GG; SEC; 2452502.065; 1.8495768; 1964-2004
LUP OR; PRI; 2452504.9798; 7.5559477; 1992-2005
LUP OR; SEC; 2452508.8012; 7.5559477; 2005-2007
LUP OU; PRI; 2452502.1881; 4.6104973; 2002-2007
LUP OU; SEC; 2452503.5290; 4.6104781; 2003-2007
LUP OY; PRI; 2452500.7457; 3.0720642; 2003-2005
LUP OY; SEC; 2452502.1210; 3.0720642; 2005-2006
LUP PP; PRI; 2452517.6864; 29.691973; 2004-2005
LUP PP; SEC; 2452525.8987; 29.692400; 2005-2006
LYN RR; PRI; 2452506.977; 9.945074; 1926-1992
LYN RR; SEC; 2452511.454; 9.9450759; 1929-1989
MEN TY; PRI; 2452500.4586; 0.46166603; 1991-2003
MEN TY; SEC; 2452500.6942; 0.46166626; 1999-2006
MEN TZ; PRI; 2452506.5220; 8.5689690; 1963-1991
MEN TZ; SEC; 2452510.9381; 8.5690139; 1976-1992
MEN VY; PRI; 2452500.3721; 2.7923196; 2001-2004
MEN VY; SEC; 2452501.8466; 2.7923811; 2001-2004
MEN AT; PRI; 2452501.1407; 2.3446345; 1999-2006
MEN AT; SEC; 2452503.1128; 2.3446374; 1998-1999
MON RU; PRI; 2452500.9811; 3.5847009; 2005-2010
MON RU; SEC; 2452502.425; 3.584557; 1983-2009
MON V501; PRI; 2452502.936; 7.021205; 1944-2008
MON V501; SEC; 2452506.079; 7.021212; 1942-2008
MON V521; PRI; 2452501.79; 2.970641; 1941-2009
MON V521; SEC; 2452503.608; 2.970697; 1939-2007
MON V536; PRI; 2452500.3155; 6.1339566; 1983-2009
MON V536; SEC; 2452502.82; 6.133982; 1953-2007
MON V883; PRI; 2452529.0496; 50.361831; 1992-2005
MON V883; SEC; 2452554.9613; 50.361836; 2005-2007
MUS LX; PRI; 2452507.3523; 11.750589; 1991-2005
MUS LX; SEC; 2452511.9703; 11.750589; 2005-2008
NOR GM; PRI; 2452501.1688; 1.8845692; 1973-2007
NOR GM; SEC; 2452502.1521; 1.8845788; 1929-2007
NOR GN; PRI; 2452504.10; 5.703482; 1901-2005
NOR GN; SEC; 2452506.27; 5.703449; 1923-2005
NOR V373; PRI; 2452500.7637; 4.9478744; 1991-2007
NOR V373; SEC; 2452504.0759; 4.9479070; 2003-2007
NOR V396; PRI; 2452503.1050; 5.5355331; 2001-2007
NOR V396; SEC; 2452505.5207; 5.5355747; 2003-2007
OPH V451; PRI; 2452500.4825; 2.1965956; 1952-2009
OPH V451; SEC; 2452501.5859; 2.1965986; 1952-2007
OPH V577; PRI; 2452500.470; 6.079089; 1975-2009
OPH V577; SEC; 2452503.9836; 6.0790751; 1980-1999

OPHV2626; PRI; 2452505.0940; 10.874208; 2003-2007
OPHV2626; SEC; 2452509.9674; 10.874210; 2006-2009
ORI EW; PRI; 2452502.1173; 6.9368423; 1938-2009
ORI EW; SEC; 2452505.7967; 6.9368446; 1981-2009
ORI FT; PRI; 2452501.1620; 3.1504178; 1964-2009
ORI FT; SEC; 2452503.360; 3.150372; 1989-2008
ORI GG; PRI; 2452505.688; 6.63148; 1990-2001
ORI GG; SEC; 2452509.5234; 6.631498; 1989-2006
ORI V530; PRI; 2452500.854; 6.110772; 1983-2007
ORI V530; SEC; 2452503.6875; 6.1108246; 2003-2009
ORI V1027; PRI; 2452501.553; 10.39377; 1932-2006
ORI V1027; SEC; 2452507.328; 10.39378; 1927-2009
ORI DELTA; PRI; 2452505.6957; 5.7324657; 1910-1978
ORI DELTA; SEC; 2452508.2730; 5.7323349; 1912-1991
PEG VW; PRI; 2452520.7348; 21.071750; 1901-2003
PEG VW; SEC; 2452526.4546; 21.071747; 1904-2009
PER AG; PRI; 2452500.6999; 2.0287441; 1993-2007
PER AG; SEC; 2452501.7439; 2.0287334; 2006-2009
PER IM; PRI; 2452501.6703; 2.2542351; 1994-2009
PER IM; SEC; 2452502.8126; 2.254219; 2003-2009
PER IQ; PRI; 2452500.8229; 1.7435708; 1968-2009
PER IQ; SEC; 2452501.646; 1.7435535; 1969-2009
PER V436; PRI; 2452510.74; 25.93587; 1978-1998
PER V436; SEC; 2452521.4599; 25.935898; 1978-1983
PHE AI; PRI; 2452509.8474; 24.592321; 1977-2004
PHE AI; SEC; 2452521.1126; 24.592321; 2004-2005
PHE ZETA; PRI; 2452500.5574; 1.6697735; 1991-2005
PHE ZETA; SEC; 2452501.3813; 1.6697720; 1983-2005
PSA SV; PRI; 2452501.8170; 9.6915150; 2003-2007
PSA SV; SEC; 2452506.6295; 9.6916254; 2002-2007
PUP EU; PRI; 2452514.4554; 37.707667; 1929-1939
PUP EU; SEC; 2452514.8851; 37.707600; 1929-1939
PUP EY; PRI; 2452500.8; 8.7611; 1929-1939
PUP EY; SEC; 2452500.9638; 8.76109; 1929-1953
PUP KX; PRI; 2452500.1086; 2.1467889; 1973-2006
PUP KX; SEC; 2452501.4068; 2.1468117; 1928-2003
PUP LN; PRI; 2452501.95; 3.951154; 1928-2005
PUP LN; SEC; 2452503.6576; 3.9510924; 1929-2004
PUP NO; PRI; 2452500.2639; 1.2568592; 1989-2007
PUP NO; SEC; 2452500.9345; 1.2569001; 1989-2007
PUP PV; PRI; 2452501.1840; 1.6607278; 1976-2006
PUP PV; SEC; 2452501.9742; 1.6607288; 1976-2006
PUP V366; PRI; 2452500.511; 2.484027; 1989-2008
PUP V366; SEC; 2452501.8431; 2.4839085; 1989-2006
PUP V397; PRI; 2452501.0462; 3.0043817; 1990-1992
PUP V397; SEC; 2452503.0806; 3.0043683; 1992-2003
PUP V399; PRI; 2452503.8136; 3.9102354; 1990-2005
PUP V399; SEC; 2452505.6551; 3.9099555; 1989-2003
PUP V596; PRI; 2452503.1054; 4.5961789; 1976-2005
PUP V596; SEC; 2452505.2948; 4.5961696; 1981-2005
PUP V611; PRI; 2452502.9520; 6.3177460; 2002-2007
PUP V611; SEC; 2452505.5903; 6.3177545; 2003-2007
PUP V642; PRI; 2452504.0050; 5.4141401; 2001-2005
PUP V642; SEC; 2452507.1210; 5.4141419; 2005-2006
PYX AC; PRI; 2452505.9146; 7.6679476; 1991-2005
PYX AC; SEC; 2452508.8601; 7.6679474; 2005-2007
PYX DK; PRI; 2452505.8524; 6.1784773; 1990-2005
PYX DK; SEC; 2452507.6421; 6.1784772; 2005-2007
RET VY; PRI; 2452500.7506; 14.215825; 2003-2005
RET VY; SEC; 2452511.0933; 14.215809; 2005-2009
SGE V370; PRI; 2452501.8108; 8.3261595; 2003-2006
SGE V370; SEC; 2452504.9835; 8.3261619; 2006-2008
SGR RS; PRI; 2452502.408; 2.4156842; 1976-2006
SGR RS; SEC; 2452503.6091; 2.4156818; 1977-1999
SGR YY; PRI; 2452501.7931; 2.6284493; 1997-2009
SGR YY; SEC; 2452502.938; 2.628491; 1995-2007

SGR V523; PRI; 2452501.9044; 2.3238325; 1973-1999	TAU V1094; PRI; 2452506.129; 8.988536; 1994-2007
SGR V523; SEC; 2452503.0753; 2.3237910; 1973-1990	TAU V1094; SEC; 2452511.9927; 8.9884832; 2002-2003
SGR V526; PRI; 2452501.675; 1.919383; 1973-2004	TAU V1249; PRI; 2452500.8980; 1.1882407; 2000-2006
SGR V526; SEC; 2452502.7024; 1.9194351; 1973-2004	TAU V1249; SEC; 2452501.4832; 1.1882461; 1999-2009
SGR V1647; PRI; 2452502.042; 3.282792; 1940-2005	TAU V1260; PRI; 2452500.5118; 5.4308506; 2004-2009
SGR V1647; SEC; 2452503.014; 3.2828233; 1973-2006	TAU V1260; SEC; 2452503.537; 5.4308527; 2005-2007
SGR V2283; PRI; 2452500.5171; 3.4714464; 1946-1999	TEL V351; ALL; 2452504.3865; 6.4478535; 2001-2007
SGR V2283; SEC; 2452503.281; 3.471446; 1930-1965	TEL V351; SEC; 2452507.6784; 6.4477257; 2003-2007
SGR V3895; PRI; 2452521.7690; 27.117400; 2005-2005	TEL V356; PRI; 2452518.8490; 23.193696; 2001-2004
SGR V3895; SEC; 2452532.8080; 27.117400; 2005-2006	TEL V356; SEC; 2452529.7531; 23.193698; 2004-2005
SGR V5565; PRI; 2452501.4246; 4.3028620; 2003-2006	TEL V359; PRI; 2452513.9568; 23.196282; 1991-2005
SGR V5565; SEC; 2452503.1198; 4.3028585; 2003-2006	TEL V359; SEC; 2452518.0837; 23.196283; 2005-2005
SGR V5570; PRI; 2452510.0030; 11.789823; 2002-2005	TRA MN; PRI; 2452501.8310; 2.3798073; 1990-2007
SGR V5570; SEC; 2452515.1095; 11.789835; 2005-2008	TRA MN; SEC; 2452502.931; 2.379828; 1991-2005
SCO V760; PRI; 2452500.9618; 1.7309412; 1983-1999	TRA MP; PRI; 2452500.8916; 2.0697198; 1990-2005
SCO V760; SEC; 2452501.7921; 1.7309249; 1983-1999	TRA MP; SEC; 2452501.8079; 2.0697305; 1991-2005
SCO V881; PRI; 2452502.24; 2.491582; 1937-2007	TRA NT; PRI; 2452501.8365; 3.2299965; 2001-2005
SCO V881; SEC; 2452503.3126; 2.4915682; 1968-2007	TRA NT; SEC; 2452503.6630; 3.2299965; 2005-2006
SCO V1046; PRI; 2452508.0762; 11.116451; 1991-2005	TUC CW; PRI; 2452500.1455; 1.0538442; 2001-2003
SCO V1046; SEC; 2452513.3430; 11.116452; 2005-2008	TUC CW; SEC; 2452500.7088; 1.0538688; 2001-2003
SCO V1082; PRI; 2452518.3549; 23.446265; 2001-2007	VEL YZ; PRI; 2452504.5036; 5.4883593; 1924-2005
SCO V1082; SEC; 2452526.3188; 23.446185; 2003-2007	VEL YZ; SEC; 2452507.4592; 5.4883587; 1924-2005
SCO V1195; PRI; 2452502.8081; 4.0030502; 1990-2004	VEL AO; PRI; 2452500.894; 1.584588; 1991-2004
SCO V1195; SEC; 2452504.4200; 4.0030501; 2004-2006	VEL AO; SEC; 2452501.6412; 1.5845964; 1991-2004
SCO V1284; PRI; 2452502.8261; 3.7294448; 2003-2005	VEL EO; PRI; 2452500.832; 5.329661; 1929-2008
SCO V1284; SEC; 2452504.6668; 3.7294444; 2005-2006	VEL EO; SEC; 2452504.0701; 5.3297118; 2002-2008
SCO V1296; PRI; 2452501.4753; 5.8080908; 2001-2005	VEL ET; PRI; 2452502.779; 3.080878; 1933-2008
SCO V1296; SEC; 2452504.6762; 5.8080872; 2005-2007	VEL ET; SEC; 2452504.3788; 3.0808686; 2005-2008
SCO V1299; PRI; 2452501.4740; 7.6947333; 2002-2005	VEL GT; PRI; 2452500.3684; 4.6700916; 1964-2005
SCO V1299; SEC; 2452505.7728; 7.6947333; 2005-2007	VEL GT; SEC; 2452503.0650; 4.6700911; 2005-2007
SCO V1301; PRI; 2452501.0537; 1.9543121; 2005-2005	VEL NT; PRI; 2452506.0533; 9.2556946; 2003-2007
SCO V1301; SEC; 2452502.1283; 1.9543121; 2005-2005	VEL NT; SEC; 2452511.5779; 9.2557521; 2003-2007
SCO V1306; PRI; 2452505.4870; 5.5417434; 2001-2005	VEL PQ; PRI; 2452509.0316; 22.263862; 1990-2005
SCO V1306; SEC; 2452507.5441; 5.5417430; 2005-2006	VEL PQ; SEC; 2452521.9265; 22.263381; 2005-2005
SCO V1308; PRI; 2452503.9850; 9.1067453; 2002-2005	VEL PT; SEC; 2452502.1171; 1.8020355; 1991-2007
SCO V1308; SEC; 2452508.2819; 9.1067427; 2005-2008	VEL PT; PRI; 2452501.1822; 1.8020102; 2002-2007
SCL AL; PRI; 2452500.8249; 2.4450827; 1991-2005	VEL V403; PRI; 2452500.1452; 7.2026330; 2001-2005
SCL AL; SEC; 2452501.9971; 2.4451018; 1991-1997	VEL V403; SEC; 2452503.8665; 7.2026330; 2005-2007
SCL CI; PRI; 2452500.8970; 14.710721; 2002-2004	VEL V404; PRI; 2452508.9950; 11.423609; 2003-2005
SCL CI; SEC; 2452506.4700; 14.710726; 2004-2008	VEL V404; SEC; 2452514.6259; 11.423607; 2005-2008
SCL CM; PRI; 2452501.6738; 10.288588; 1990-2005	VEL V409; PRI; 2452500.6921; 2.7867150; 2003-2005
SCL CM; SEC; 2452505.6671; 10.288588; 2005-2008	VEL V409; SEC; 2452501.4875; 2.7867154; 2005-2006
SCT CR; PRI; 2452502.647; 4.192349; 1935-2007	VEL V432; PRI; 2452500.9379; 1.4685850; 1992-2005
SCT CR; SEC; 2452504.805; 4.192344; 1935-2003	VEL V432; SEC; 2452501.6745; 1.4685787; 1991-2005
SCT V490; PRI; 2452505.4344; 12.044607; 1929-1934	VEL DELTA; PRI; 2452527.7853; 45.150978; 1997-2000
SCT V490; SEC; 2452507.2378; 12.043566; 1933-1937	VEL DELTA; SEC; 2452547.2395; 45.149101; 1989-2000
SCT V493; PRI; 2452525.6480; 30.811387; 2002-2004	VUL BP; PRI; 2452501.4688; 1.94034700; 1959-2009
SCT V493; SEC; 2452548.7278; 30.811405; 2004-2005	VUL BP; SEC; 2452502.4014; 1.9403445; 1959-2008
SER MY; PRI; 2452500.4868; 3.3216080; 1985-1992	VUL DR; PRI; 2452500.550; 2.250813; 2001-2009
SER MY; SEC; 2452502.1361; 3.3216076; 1985-1991	VUL DR; SEC; 2452501.6716; 2.2508874; 2006-2009
SER V335; PRI; 2452501.928; 3.449879; 1996-2010	VUL EQ; PRI; 2452507.26; 9.29714; 1935-2006
SER V335; SEC; 2452503.7865; 3.4498740; 1997-2010	VUL EQ; SEC; 2452510.30; 9.29722; 1936-2005
SER V413; PRI; 2452500.807; 2.259779; 1990-2010	VUL FQ; PRI; 2452506.143; 6.262476; 1948-2008
SER V413; SEC; 2452501.8733; 2.2597265; 1993-2004	VUL FQ; SEC; 2452510.1223; 6.2627801; 1952-2006

Waldemar Ogłóza, Kraków

Katedra Astronomii Uniwersytetu Pedagogicznego

NASZE OBSERWACJE

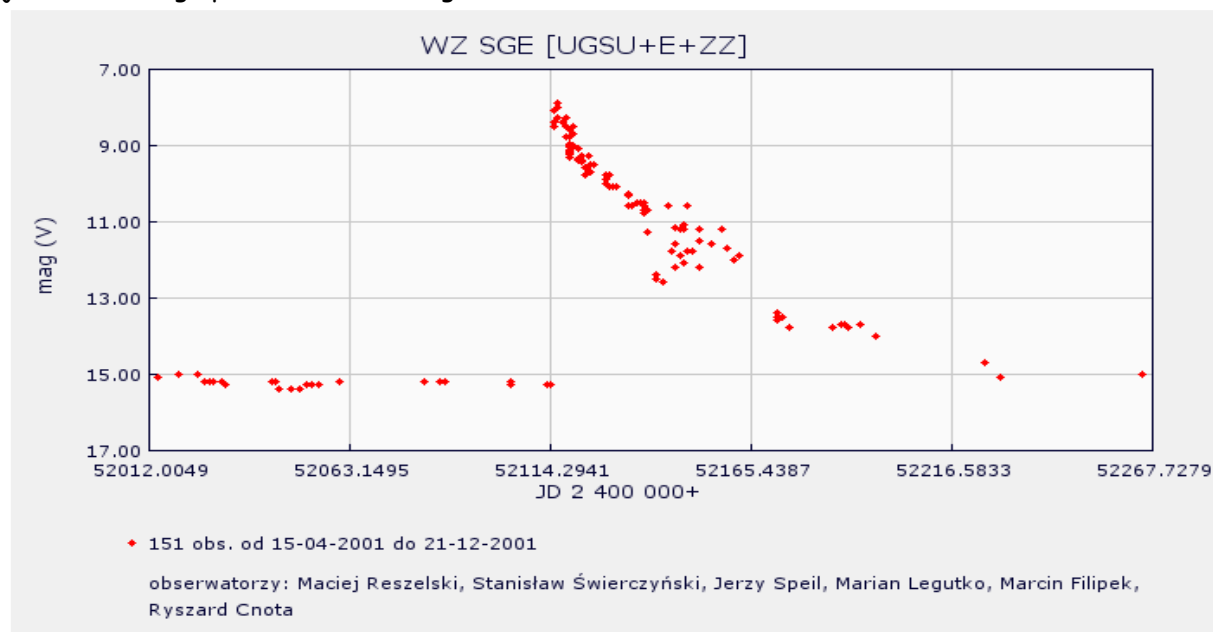
Kosmiczne fajerwerki XXI wieku - rok 2001

WZ Sagittae.

Hitem obserwacyjnym lata 2001 był czwarty obserwowany dotychczas wybuch WZ Sagittae. Ta nowa karłowata, zaliczana jeszcze niedawno do nowych powrotnych (Nr), wybuchła w ubiegłym wieku trzykrotnie, w latach 1913, 1946 i 1978, osiągając w maksimum jasność około 7 mag. Kolejne

pojaśnienie WZ Sge pierwszy dostrzegł M. Oshima z Japonii - 23 lipca 2001 ocenił jej jasność na 9,7 mag, chociaż kilkanaście godzin wcześniej obserwatorzy widzieli ją jako obiekt 15,3 mag. W maksimum 2001 WZ Sge osiągnęła 8 mag, po czym jej jasność zaczęła stopniowo spadać.

Widać to na Rys. 1 sporządzonym na podstawie obserwacji wykonanych przez kilku polskich miłośników astronomii i zgromadzonych w bazie danych SOGZ PTMA. 25 dni trwał stosunkowo gładki spadek jasności, po czym nastąpiły wahania jasności o amplitudzie do 2 mag trwające około trzech tygodni. Po tych wahanich nastąpił dalszy wolniejszy spadek i po 4 miesiącach od wybuchu, jasność WZ Sge powróciła do 15 mag.

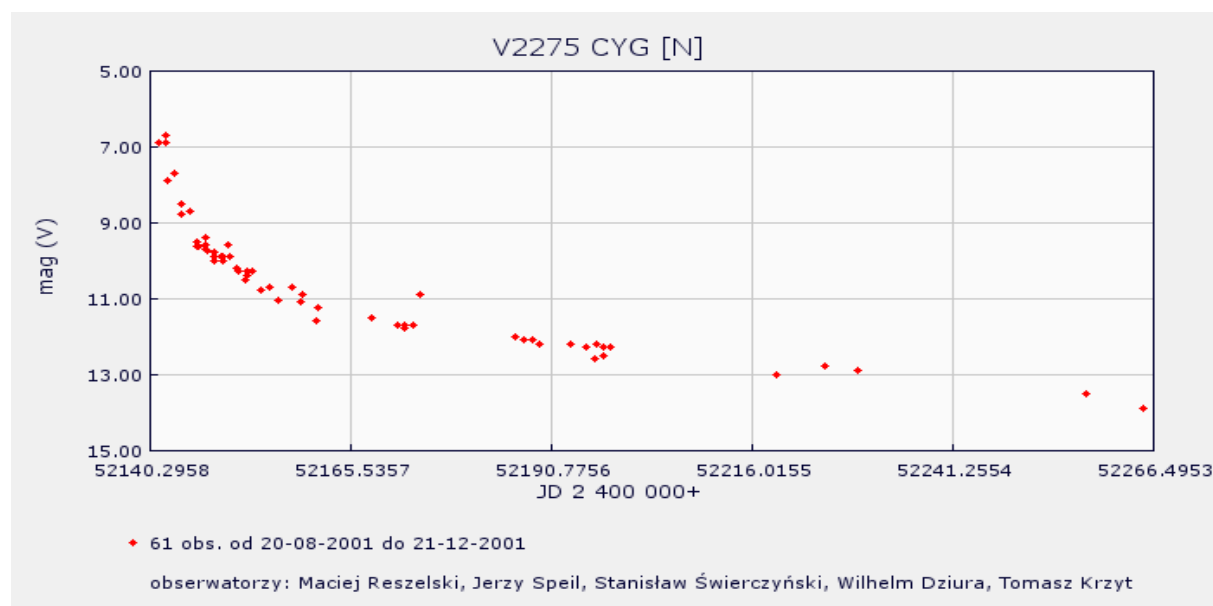


Rys. 1. Krzywa jasności WZ Sagittae według polskich obserwacji w 2001 roku

Kiedy nastąpi kolejne pojaśnienie WZ Sge? Tego dokładnie nie wiemy, ale patrząc na odstępy czasu pomiędzy dotychczasowymi pojaśnieniami: 33, 32 i 23 lata nastąpi to nie wcześniej jak za kilkanaście lat.

V2275 Cygni - Nova Cygni 2001 No. 2

18 sierpnia 2001 dwaj japońscy obserwatorzy Akihiko Tago i K. Hatayama niezależnie od siebie, odkryli metodą fotograficzną jasną gwiazdę w gwiazdozbiorze Łabędzia. Nova Cygni 2001 No.2, czyli V2275 Cyg, osiągnęła w maksimum 6.5 mag, tak że można ją było obserwować za pomocą lornetki.



Rys. 2. Krzywa jasności gwiazdy nowej V2275 Cygni według polskich obserwacji w 2001 r.

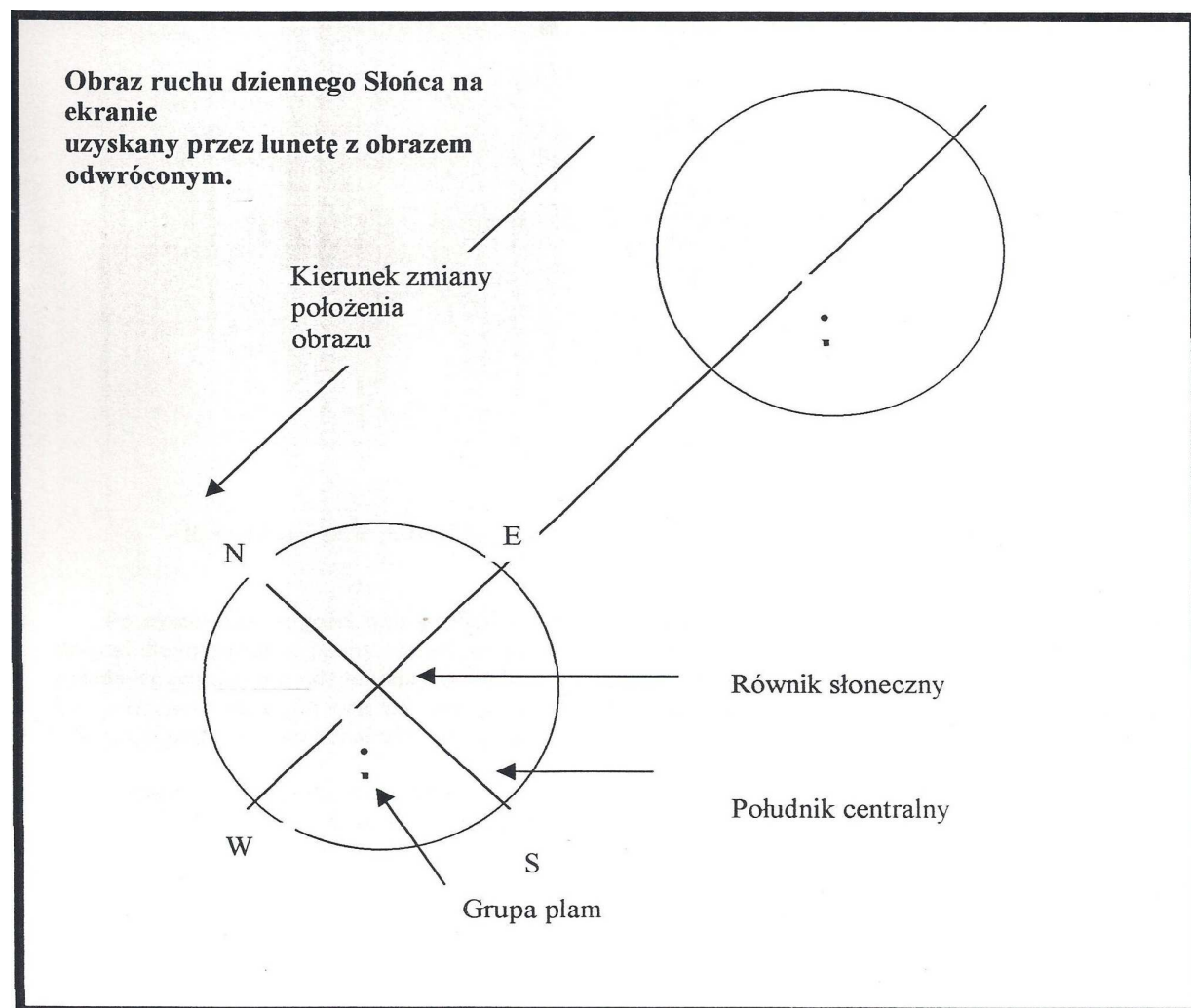
Na Rys. 2 przedstawiono krzywą jasności tej gwiazdy, sporządzoną na podstawie danych zgromadzonych w bazie SOGZ-PTMA przez polskich obserwatorów. V2275 Cyg była bardzo szybko nową. Parametr t_2 (czas liczony od momentu maksimum, po którym jasność spada o 2 mag) wyniósł zaledwie 2.9 ± 0.5 doby, a parametr t_3 (czas liczony od momentu maksimum, po którym jasność spada o 3 mag) 7 ± 1 dobę. Po tak dramatycznie szybkim spadku jasności dalszy spadek następował znacznie wolniej. Pod koniec 2001 roku jasność nowej wynosiła już ok. 14 mag.

Stanisław Świerczyński, PTMA Kraków
AAVSO ID - SSW

AKTYWNOŚĆ SŁONECZNA

Wyznaczanie współrzędnych heliograficznych plam słonecznych

Jedną z ważniejszych umiejętności obserwatora Słońca, oprócz poprawnego klasyfikowania grup plam oraz liczenia indeksów aktywności, jest wyznaczanie współrzędnych heliograficznych na powierzchni Słońca. Wbrew pozorom nie jest to ani czynność trudna, ani - przy pewnej wprawie - bardzo czasochłonna. Zaprezentowana przeze mnie metoda opisana jest szczegółowo w „Vademecum obserwatora Słońca”, autorstwa Krzysztofa Szatkowskiego. Jest to metoda, którą można nazwać podstawową, nie wymagającą użycia żadnego komputerowego programu. Może się więc okazać szczególnie interesująca dla początkujących obserwatorów Słońca. Oprócz znajomości metody potrzebne będą nam efemerydy słoneczne, które są m.in. publikowane w „Almanachu Astronomicznym” T. Ścieżora.

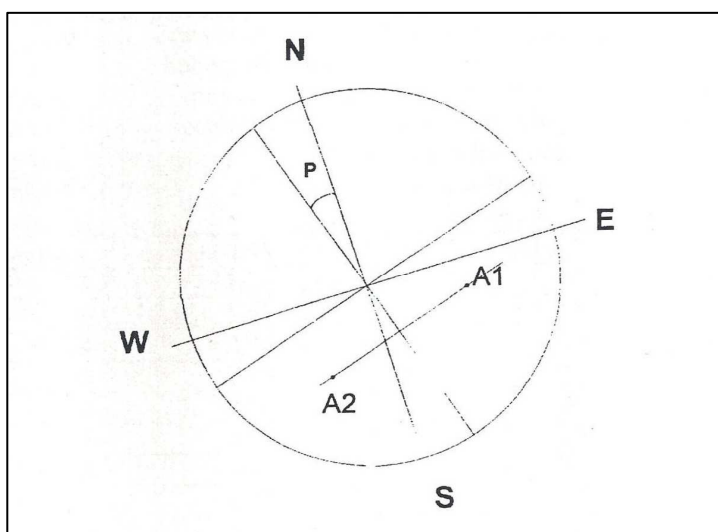


Rys. 1 Metoda wyznaczania kierunku ruchu obiektu na tarczy słonecznej

Współrzędne obiektów powstających na powierzchni Słońca można wyznaczyć stosując metodę projekcji obrazu tarczy słonecznej na ekran. Pierwszą i najważniejszą czynnością jest wyznaczenie równika i południka centralnego. Wymaga to rzutowania obrazu Słońca na ekran i obserwacji jego ruchu przez kilkanaście – kilkadziesiąt sekund. Żeby to zadanie sobie ułatwić, najlepiej obserwować zmianę położenia pojedynczej, niezbyt dużej plamy słonecznej, a gdy plam nie ma na Słońcu, możemy użyć jasnej pochodni. Zaznaczamy położenie początkowe danego obiektu, a następnie, po upływie niezbyt dużego odcinka czasu, zaznaczamy położenie końcowe. Rysunek 1 ilustruje tę czynność dla obserwatora dysponującego lunetą z obrazem odwróconym (Vademecum, str. 32).

Uzyskaną na rysunku linię łączącą położenie początkowe i końcowe plamy, której używamy do wyznaczenia kierunku ruchu Słońca, przesuwamy równolegle w kierunku środka naszkicowanej tarczy Słońca. Następnie odczytujemy z efemeryd kąt P dla danego dnia i odchylamy wspomnianą linię o tą wartość. Jeśli kąt P ma wartość dodatnią, wówczas linię odchylamy w prawo, jeśli ma wartość ujemną – w lewo. Ilustruje to rysunek 2 (Vademecum, str. 33).

Mamy więc już wyznaczone położenie biegunów Słońca oraz równika. Kolejną czynnością jaką wykonujemy, jest nałożenie na szkic siatki współrzędnych o odpowiednio dobranej wartości B_0 , którą także znajdziemy w efemerydach. Siatkę przykładamy odpowiednim znakiem do północnego bieguna tarczy. Teraz możemy wyznaczyć szerokość heliograficzną grup plam słonecznych. Wyznaczenie długości heliograficznej wymaga kolejnych kilku czynności. Najpierw w efemerydach znajdujemy



wartość południka centralnego L . Rys. 2 Wyznaczanie równika i południka centralnego Słońca
Wartość L jest tam podana dla godziny 0:00 UT. Od tej wartości należy odjąć poprawkę uwzględniającą zmianę tej wartości, która nastąpiła przez upływ czasu między godziną 0:00 UT, a godziną naszej obserwacji. Ułatwi nam to kolejna tabela, za pomocą której szybko ustalimy, jaką wartość musimy odjąć od wartości podanej w efemerydach.

Gdy już mamy obliczoną wartość centralnego południka słonecznej tarczy, możemy przystąpić do wyznaczania za pomocą siatki współrzędnych wartości L dla poszczególnych grup plam słonecznych. Należy przy tym pamiętać o tym, że odległość kątową grupy od południka centralnego odejmujemy od jego wartości, gdy grupa znajduje się na półkuli wschodniej, bądź dodajemy, gdy grupa jest na półkuli zachodniej.

Na koniec kilka uwag praktycznych. Dokładność pomiarów współrzędnych zależy przede wszystkim od dokładnego zaznaczenia pozycji plam na szkicu oraz od dokładnego wyznaczenia kierunku ruchu Słońca. Są to kluczowe czynności, które warto wykonywać jak najdokładniej, sprawdzając uzyskane wyniki. Warto zwrócić uwagę na fakt, iż dokładność wyznaczenia współrzędnych rośnie, im bliżej środka tarczy znajduje się plama. Najmniej dokładne wyniki uzyskamy mierząc współrzędne plam znajdujących się na brzegu tarczy słonecznej. Gdy mamy kilka pomiarów uzyskanych w warunkach najbardziej sprzyjających, te mniej dokładne, np. gdy plama jest na brzegu tarczy, odrzucamy. Gdy grupa plam jest rozbudowana, mierzymy współrzędne plamy prowadzącej, a jeśli jest kilka plam przy danym biegunie, wybieramy spośród nich największą.

Różnica między momentem podanym w efemerydzie a momentem obserwacji	Zmiana długości heliograficznej południka centralnego [°]	Różnica czasu między momentem podanym w efemerydzie a momentem obserwacji	Zmiana długości heliograficznej południka centralnego [°]
godz. 1	0,55	min. 5	0,05
2	1,10	10	0,09
3	1,65	15	0,14
4	2,20	20	0,18
5	2,75	25	0,25
6	3,30	30	0,28
7	3,85	35	0,32
8	4,40	40	0,37
9	4,95	45	0,41
10	5,50	50	0,46
11	6,05	55	0,50
12	6,60		
13	7,15		
14	7,70		
15	8,25		
16	8,80		
17	9,35		
18	9,90		
19	10,45		
20	11,00		
21	11,55		
22	12,10		
23	12,65		
24	13,20		

Powyżej opisany sposób wyznaczania współrzędnych heliograficznych jest oczywiście nieco archaiczny, gdyż nie korzystamy w tym przypadku z komputera i odpowiedniego oprogramowania, które oferuje współczesna technika. Poznanie tej metody ma jednak pewną wartość edukacyjną. Jej znajomość może przydać się np. przy korzystaniu z dedykowanych w tej dziedzinie programów komputerowych, jak choćby BLP, czy też Heliokalk, który wiele czynności wykonuje zamiast obserwatora. Program Heliokalk, popularny szczególnie wśród obserwatorów związanych z TOS, znacząco ułatwia i przyspiesza pracę obserwatora Słońca, co ma znaczenie zwłaszcza w sytuacji, gdy Słońce znajduje się w okresie wzmożonej aktywności plamo-twórczej. Jednak jego praca i działanie dzięki znajomości tej podstawowej techniki wyznaczania współrzędnych może być dużo bardziej czytelna i zrozumiała.

Adam Derdzikowski

Raport o aktywności Słońca za I kwartał 2011 roku w oparciu o Komunikaty Towarzystwa Obserwatorów Słońca im. Wacława Szymańskiego.

Towarzystwo Obserwatorów Słońca im. Wacława Szymańskiego

Osiedle Traugutta 7/10, 99-320 Żychlin, tel. 608 278 894

www.tos.astrowww.pl, tossun1@wp.pl, tossun@interia.pl, adamderdzikowski@wp.pl

Główne indeksy aktywności słonecznej za miesiąc styczeń 2011

Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV
1	43	7	50	11	24	-	16	21	33	-	30
2	41	5	42	12	22	4	10	22	31	2	31
3	44	4	39	13	11	-	2	23	31	2	36
4	40	3	26	14	0	-	0	24	30	2	35
5	33	1	28	15	11	1	9	25	28	2	26
6	25	1	27	16	14	3	12	26	24	0	21
7	36	2	21	17	28	2	12	27	22	3	18
8	27	-	18	18	28	3	22	28	12	3	5
9	34	4	16	19	23	-	17	29	13	5	2
10	25	5	13	20	20	-	18	30	17	5	12
								31	19	2	21

Główne indeksy aktywności słonecznej za miesiąc luty 2011

Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV
1	22	3	17	11	41	-	26	21	42	2	51
2	18	2	15	12	51	3	42	22	34	2	48

3	14	0	10	13	75	3	54	23	27	2	25
4	14	1	9	14	75	3	68	24	15	3	10
5	28	-	9	15	66	3	70	25	24	4	8
6	12	4	2	16	65	4	71	26	36	3	28
7	12	5	10	17	57	2	70	27	41	3	34
8	48	6	31	18	74	-	97	28	44	3	29
9	41	6	31	19	69	-	101				
10	32	3	11	20	55	3	60				

Główne indeksy aktywności słonecznej za miesiąc marzec 2011

Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV
1	51	3	49	11	67	7	74	21	21	3	24
2	54	2	59	12	73	4	77	22	40	4	57
3	65	2	63	13	76	4	72	23	45	5	49
4	94	4	80	14	47	3	62	24	63	7	47
5	89	4	99	15	46	5	34	25	84	7	57
6	103	5	112	16	27	-	41	26	77	5	69
7	118	9	132	17	16	-	18	27	102	7	84
8	102	7	124	18	14	-	15	28	117	6	94
9	80	6	90	19	24	3	13	29	86	4	79
10	74	2	86	20	29	3	15	30	78	3	67
								31	65	5	64

R - liczba Wolfa **F** -liczba nasilenia pochodni fotosferycznych **CV** - wartość klasyfikacyjna

Średnie wartości powierzchni plam dla danych miesięcy:

Szacunkowa średnia miesięczna powierzchnia plam za miesiąc styczeń 2011 wyniosła **S = 314,00** [p.p.s - MH.].

Szacunkowa średnia miesięczna powierzchnia plam za miesiąc luty 2011 wyniosła **S = 310,28** [p.p.s - MH.].

Szacunkowa średnia miesięczna powierzchnia plam za miesiąc marzec 2011 wyniosła **S= 882,40** [p.p.s - MH.].

Dane dotyczące powstałych grup plam słonecznych

Nr	B	L	P	S	Nr	B	L	P	S
102	+28	205	30 XII - 12 I	2	20	+24	165	25 II - 9 III	24
103	+30	265	31 XII - 4 I	5	21	-23	182	26 II - 10 III	13
104	-15	207	31 XII - 7 I	9	22	+13	97	2 - 15 III	26
1	-22	148	7 - 9 I	3	23	+15	125	3 - 7 III	4
2	+15	100	9 - 13 I	2	24	+16	217	4 - 5 III	3
3	+23	335	15 - 27 I	13	25	+20	104	6 - 8 III	1
4	-30	62	17 - 19 I	3	26	+21	62	6 - 18 III	15
5	+15	349	21 - 27 I	5	27	-31	173	7 - 8 III	3
6	-20	184	28 I - 3 II	10	28	+7	3	12 - 13 III	2
7	-13	151	4 - 6 II	4	29	+10	337	12 - 15 III	2
8	+17	168	7 - 8 II	5	30	+12	330	19 - 23 III	11
9	+12	146	8 - 9 II	2	31	+16	10	20 - 20 III	1
10	+18	71	8 - 10 II	7	32	+21	206	22 - 29 III	4
11	-17	70	8 - 13 II	9	33	-15	199	22 III - ?	17
12	-21	42	11 - 20 II	29	34	+14	270	24 - 25 III	3
13	+19	26	11 - 14 II	3	35	-13	171	24 - 30 III	10
14	+27	60	12 - 15 II	6	36	-32	300	24 - 24 III	2

Nr - roczny numer grupy **B** - średnia szerokość heliograficzna **L** - średnia długość heliograficzna **P** - okres widoczności grupy **?** - brak całego okresu widoczności grupy **S** - maksymalna liczba zaobserwowanych plam w danej grupie

Obserwatorzy:

G. Araujo (Hiszpania), R. Battaiola (Włochy), H. Barnes (Nowa Zelandia), A. Chrapek, G. Dątek, J. Derdzikowska, A. Derdzikowski, P. Jaskółka, M. Kwinta, M. Leventhal (Australia), G. Morales (Boliwia), M. Musialska, P. Musialski, P. Ossowski, G-Lutz Schott (Niemcy), G. Stemmler (Niemcy), M. Suzuki (Japonia), P. Urbański, K. Wirkus, P. Wirkus, Z. Ziółkowski



Fot. 1.

W listopadzie 2009 roku w gwiazdozbiornie Tarczy pojawiła się dość jasna gwiazda nowa. W chwili odkrycia jej jasność na niefiltrowanym zdjęciu CCD wynosiła 8,5 mag. Wkrótce jednak wzrosła do około 7,4 mag. Gwiazda znalazła się w pobliżu popularnej zmiennej R Sct oraz cefeidy SS Sct. Otrzymała oznaczenie V496 Sct. Mimo jesiennego okresu była dość popularnym obiektem obserwacyjnym wśród polskich obserwatorów.

Zdjęcie obok zostało wykonane 13.11.2009 r., jasność gwiazdy 7,5 mag.

Autor: KKX

Zdrowych i wesołych Świąt Wielkanocnych,
pełnych wiary, nadziei i miłości, radosnego,
wiosennego nastroju, pogodnego nieba,
serdecznych spotkań w gronie rodziny i wśród
przyjaciół oraz Wesołego Alleluja!

życzy zespół redagujący

