BIULETYN OBSERWATORÓW GWIAZD ZMIENNYCH



1/2015 (19) styczeń 2015

Alfa Come Berenices POLOWANIE NA ZAĆMIENIE

UTRATA MASY u gwiazd masywnych cz.2

SUPERNOWA

odkryta przez polskiego miłośnika astronomii

YY HERCULIS

Symbiotyczna zaćmieniowa

Psy Gończe

Zmienne nieba północnego:

PLUS: newsy, kalendarium, galeria, raporty aktywności Słońca



SŁONECZNY KONKURS ! spróbuj swoich sił w słonecznym szkicu lub fotografii nowy rok wkraczamy kolejnym numerem naszego biuletynu, w którym przede wszystkim kontynuujemy publikację obszernego opracowania autorstwa Ryszarda Bernikowicza o masywnych gwiazdach i utracie przez nich masy.

W ostatnich tygodniach w świecie gwiazd zmiennych głośno było o prognozowanym zaćmieniu słabo zbadanej gwiazdy α Com w Warkoczu Bereniki, do którego, według prognoz naukowców, mialo dojść około 25 stycznia. Akcja obserwacyjna ogłoszona przez AAVSO została jednak odwołana po tym, jak okazało się, że efemeryda zawiera błędy, a do zjawiska mogło dojść 2 miesiące wcześniej. O gwieździe tej piszemy w bieżącym numerze.

Niezmiernie miło mi również poinformować, że wraz z Towarzystwem Obserwatorów Słońca w Żychlinie ogłaszamy konkurs na najlepsze szkice i najlepsze fotografie naszej Dziennej Gwiazdy. Konkurs zaplanowany jest na 4 etapy, a dla autorów najlepszych prac przewidziano atrakcyjne nagrody.

Ponadto jak w każdym numerze naszego biuletynu przedstawiamy newsy ze świata gwiazd zmiennych i opisujemy kilka ciekawszych supernowych z IV kwartału 2014 r. – tu szczególną uwagę Czytelników chciałbym zwrócić na polskie odkrycie. Prezentujemy także kolejną porcję efemeryd dotyczących najjaśniejszych miryd, a w ramach cyklu "Zmienne nieba północnego" tym razem o gwiazdach z gwiazdozbioru Psy Gończe. Przygotowaliśmy również prezentację zmiennej symbiotycznej YY Herculis, która jednocześnie jest gwiazdą zaćmieniową oraz kolejny raport z obserwacji słonecznych członków Towarzystwa Obserwatorów Słońca im. Wacława Szymańskiego w Żychlinie i podsumowanie aktywności słonecznej w IV kwartale ubiegłego roku.

Życzę pogodnych nocy i serdecznie zapraszam do lektury biuletynu Proxima.

Huynled Hide

Proxima

Biuletyn obserwatorów gwiazd zmiennych

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

Rejestracja : ISSN 2391-629X

Redaktor naczelny: Krzysztof Kida

Opracowanie graficzne i skład: Maciej Nowaczyk

Zespół redakcyjny: Bogdan Kubiak, Marian Legutko

Współpraca: Ryszard Biernikowicz, Adam Derdzikowski, Tomasz Krzyt, Stanisław Świerczyński

Email: proxima@astronomica.pl

Strona www: http://www.astronomica.pl/proxima.html

Biuletyn wydawany w wersji elektronicznej (format PDF),

W biuletynie wykorzystano wyniki obserwacji zgromadzone w bazie AAVSO, uzyskane dzięki wysiłkowi obserwatorów z całego świata

We acknowledge with thanks the variable star observations from the AAVSO International. Database contributed by observers worldwide and used in this bulletin

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

Copyright © 2014 by PROXIMA

Zdjęcie na okładce: NGC 3603 i NGC 3576 - spektakularne obszary gwiazdotwórcze południowego nieba odkryte w 1834 r. przez Johna Herschela w gwiazdozbiorze Kila. Potężne wiatry z młodych i masywnych gwiazd kształtują ten egzotyczny krajobraz. Autor zdjęcia: Jan Połczyński (Perth, Western Australia), WO FLT132 + SBIG STT-8300m, całkowity czas ekspozycji: 8 h.

SPIS TREŚCI



Nieznane gwiazdy zmienne

W IV kwartale 2014 roku odnotowano kilka wydarzeń, które naprowadziły nas na ślad nieznanych dotychczas gwiazd zmiennych. Udział w odkryciach tych obiektów mają obserwatorzy – głównie japońscy – dokonujący systematycznych przeglądów nieba za pomocą zestawów typu: niedroga kamera CCD i obiektyw 50–135 mm, lub lustrzanka cyfrowa z podobnym obiektywem. Często zastanawiam się ile godzin spędzają oni na łowieniu tego typu zjawisk... Co do przedmiotów ich (i nie tylko) odkryć, kilka opisuję poniżej.

PNV J03093063+2638031

29 października 2014 roku, kilka minut po godz. 15 UT, japoński obserwator Seiji Ueda zarejestrował w gwiazdozbiorze Barana obiekt o jasności 11,2 mag na niefiltrowanym obrazie, uzyskanym za pomocą 25-cm reflektora f/3,4 "uzbrojonego" w lustrzankę cyfrową. Kilkanaście godzin później ten sam obserwator potwierdził obecność obiektu. Potencjalna nowa zdążyła w tym czasie pojaśnieć o 0,2 mag, według szacunków autora odkrycia. Po kilku kolejnych godzinach Selichiro Kiyota potwierdził niezależnie obecność nowego obiektu w podanej lokalizacji. Kiyota do swoich obserwacji zaprzągł zdalnie sterowany teleskop sieci iTelescope.NET w Mayhill, w USA (0,25m teleskop f/3,4 + SBIG ST-10XME). Według jego oszacowań jasność obiektu wynosiła 11,02 Vmag. Uzyskane przez teleskop w Mayhill zdjęcie można zobaczyć pod adresem: klik

Pozycja obiektu: R.A. = 03h09m29,76s Dekl. = +26°38'04,4"

Obserwacje dowiodły, że mamy w tym przypadku do czynienia z kolejną nieznaną wcześniej zmienną typu UGWZ. Położenie zmiennej powiązano ze słabym obiektem z katalogu U.S. Naval Observatory: USNO-B1.0 1320-0371585. Według informacji z katalogu AAVSO Variable Star Index, amplituda zmian blasku gwiazdy wynosi 11,3–19,2 Vmag. Zmienna ta nie doczekała się jeszcze oznaczenia w katalogu GCVS.

ASASSN-14jv

Nad ranem, 9 listopada 2014 roku około 4:35 UT w gwiazdozbiorze Lutni zarejestrowany został obiekt o jasności 11,3 Vmag. Odkrycia dokonano w ramach przeglądu All Sky Automated Survey for SuperNovae



Rys. 1 Krzywa blasku PNV J03093063+2638031 w okresie 29 października – 1 grudnia 2014 roku według obserwacji w bazie AAVSO



Rys. 2 Krzywa blasku ASASSN-14jv w okresie 9 listopada – 5 grudnia 2014 roku według obserwacji w bazie AAVSO

(ASAS-SN), za pomocą 14-cm teleskopu Brutus na szczycie Haleakala (Hawaje). Dwie doby wcześniej w miejscu, w którym zaobserwowano ASASSN-14jv, nie odnotowano obecności niczego jaśniejszego niż 15,7 mag. Brak także starszych doniesień o jasnym obiekcie w podanym położeniu.

Pozycja obiektu: R.A. = 18h53m28,81s Dekl. = +42°03'43,3"

Jak wykazały późniejsze badania, obiekt jest nową karłową typu UGSU, której wybuchów dotąd nie notowano. Tymczasowe oznaczenie gwiazdy to: PNV J03093063+2638031 – niestety, nie zyskała ona jeszcze katalogowego oznaczenia GCVS. Natomiast powiązano ją ze słabą gwiazdą z katalogu U.S. Naval Observatory: USNO-A2.0 1125-01018475. Amplituda zmian blasku nowej zmiennej, według danych zawartych w katalogu VSX wynosi 11,0–18,9 Vmag.

PNV J06483343+0656236

22 listopada 2014 roku, około godz. 13:40 UT, japoński obserwator S. Kaneko zarejestrował w gwiazdozbiorze Jednorożca obiekt o jasności 11,6 mag. Obraz, na którym zanotowano obecność nie obserwowanej wcześniej gwiazdy, uzyskany został za pomocą lustrzanki cyfrowej z obiektywem 200 mm (f/2,8). Blisko sześć godzin później T. Kojima (przy użyciu lustrzanki uzbrojonej w obiektyw 85-mm f/2,8) potwierdził obecność obiektu o jasności 11,5 mag. Potencjalną nową uchwycili w obiektywy kamer w ciągu kilkunastu następnych godzin także inni obserwatorzy, głównie japońscy i amerykańscy. Jednak jej jasność opadła już do około 12 mag.

Pozycja obiektu: R.A. = 06h48m33,47s Dekl. = +6°56'23,2"

Obserwacje dowiodły, że mamy w tym przypadku do czynienia z kolejną nieznaną wcześniej zmienną typu UG, nieustalonego dotąd podtypu (prawdopodobnie UGWZ – przyp. aut.). PNV J06483343+0656236 nie jest więc nową, jak przypuszczano początkowo. Położenie zmiennej powiązano ze źródłem z katalogu U.S. Naval Observatory: USNO-B1.0 0969-0123155. Według informacji z katalogu AAVSO Variable Star Index amplituda zmian blasku obiektu wynosi 11,6– 18,0 Vmag. Podobnie jak wcześniej opisany obiekt, także ta zmienna nie doczekała się jeszcze oznaczenia w katalogu GCVS.

TCP J16054809+2405338

20 grudnia 2014 roku około godz. 20:55 UT Hideo Nishimura uzyskał obraz nie obserwowanego wcześniej obiektu na tle gwiazdozbioru (Głowy) Węża. Na odkrywczym obrazie jasność obiektu wynosiła 12,6 mag. Podczas obserwacji Nishimura zastosował zestaw: lustrzanka cyfrowa + obiektyw 200 mm f/3,2. W ciągu



Rys. 3 Krzywa blasku PNV J06483343+0656236 w okresie 22 listopada – 17 grudnia 2014 roku według obserwacji w bazie AAVSO

kolejnej doby Seiichiro Kiyota, T. Yusa i T. Kojima potwierdzili obecność nowego obiektu we wskazanym miejscu. Jego jasność w ciągu tych 24 godzin opadła do około 13 mag.

Na razie nie jest znana natura tego ciała niebieskiego. Najprawdopodobniej jest to nieznana wcześniej zmienna kataklizmiczna (UG), nieustalonego jeszcze podtypu. Wstępnie rozbłysk powiązano ze słabą gwiazdą USNO-A2.0 1125-07499188 o jasności 19,8 Vmag. Tymczasowe oznaczenie obiektu: TCP J16054809+2405338. W bazie AAVSO brak obserwacji obiektu (aktualne na 4 stycznia 2015).

Pozycja obiektu:	R.A. = 16h05m47,98s
	Dekl. = +24°05'31,1"

■ Marian Legutko (LMT)

Materiały źródłowe: PNV J03093063+2638031

- » AAVSO-VSX
- » CBAT "Transient Objects Confirmation Page"
- » BAA VSS Alert

ASASSN-14jv

- » AAVSO-VSX
- » AAVSO Special Notice #390
- » The Astronomer's Telegram ATel#6676

PNV J06483343+0656236

- » AAVSO-VSX
- » CBAT "Transient Objects Confirmation Page"
- » The Astronomer's Telegram ATel#6751

TCP J16054809+2405338

- » CBAT "Transient Objects Confirmation Page"
- » AAVSO-VSX
- » VSNet Alert #18085

MIRYDY

Jak co kwartał, pragnąc zachęcić miłośników astronomii do obserwacji gwiazd typu Mira Ceti, przedstawiamy kolejną porcję efemeryd gwiazd, których maksima jasności przewidywane są w najbliższych trzech miesiącach. Wg kolejności podajemy: nazwę gwiazdy, współrzędne, datę maksimum, okres zmienności, średnią amplitudę zmian blasku, czas obserwacji (miesiące, dla których gwiazda powinna być jaśniejsza od 11 mag).

LUTY

W tym przeważnie zimnym miesiącu 9 mir znajdzie się w maksimum. Cztery z nich w średnim maksimum są jaśniejsze od 8 mag, a najjaśniejsza z nich - R Gem, będzie bardzo dobrze widoczna na wieczornym niebie.

Pełnia Księżyca wypadnie 3 lutego.

Nazwa	R.A.	Decl.	Data	Okres	Amplituda	V>11 MAG
R Boo	14 ^h 37 ^m 11.57 ^s	+26°44′11.6″	6	223.4	7.2-12.3	I-V
RS Vir	14 ^h 27 ^m 16.38 ^s	+04°40′41.0″	14	353.9	8.1-13.9	I-V
R CVn	13 ^h 48 ^m 57.05 ^s	+39°32′33.2″	15	328.5	7.7-11.9	XII-VI
U UMi	14 ^h 17 ^m 19.90 ^s	+66°47′39.1″	16	330.9	8.2-12.0	I-V
R Vul	21 ^h 04 ^m 22.50 ^s	+23°49'18.0"	20	136.7	8.1-12.6	1-111
S UMa	12 ^h 43 ^m 56.67 ^s	+61°05′35.4″	22	225.8	7.8-11.7	I-IV
R Cet	02 ^h 26 ^m 02.31 ^s	-00°10′41.8″	24	166.2	8.1-13.0	1-111
W Her	16 ^h 35 ^m 12.31 ^s	+37°20′43.0″	27	280.0	8.3-13.5	I-IV
R Gem	07 ^h 07 ^m 21.27 ^s	+22°42′12.7″	28	369.9	7.1-13.5	I-VII

MARZEC

W marcu 6 mir osiągnie maksimum, wszystkie w średnim maksimum mogą przekroczyć 8 mag. Najjaśniejszą z nich - R And, można będzie obserwować na wieczornym niebie, jednakże warunki jej widoczności będą dość szybko pogarszać się. W kolejnych miesiącach będzie przebywać stosunkowo nisko nad północnym horyzontem, co będzie przeszkadzało w jej obserwacjach.

Księżyc będzie w pełni 5 marca.

Nazwa	R.A.	Decl.	Data	Okres	Amplituda	V>11 MAG
R Crv	12 ^h 19 ^m 37.80 ^s	-19°15′1.8″	1	317.0	7.5-13.8	I-VI
R LMi	09 ^h 45 ^m 34.27 ^s	+34°30'42.8"	5	372.1	7.1-12.6	I-VII
R Dra	16 ^h 32 ^m 40.22 ^s	+66°45′17.8″	6	245.6	7.6-12.4	I-V
V Cnc	08 ^h 21 ^m 42.85 ^s	+17°17′06.7″	18	272.1	7.9-12.8	I-V
U Cyg	20 ^h 19 ^m 36.59 ^s	+47°53′39.0″	23	463.2	7.2-10.7	cały rok
R And	00 ^h 24 ^m 01.94 ^s	+38°34'37.3″	30	409.3	6.9-14.3	II-VI

KWIECIEŃ

W pierwszym w pełni wiosennym miesiącu polecamy obserwacje 4 miryd, które powinny osiągnąć maksimum jasności. Najjaśniejszą z nich - U Ori, będzie można dostrzec na wieczornym niebie, jednakże warunki jej widoczności będą dość szybko się pogarszać.

Księżyc będzie w pełni 4 kwietnia.

Nazwa	R.A.	Decl.	Data	Okres	Amplituda	V>11 MAG
U Ori	05 ^h 55 ^m 49.16 ^s	+20°10′30.6″	2	368.3	6.3-12.0	I-IX
W Lyr	18 ^h 14 ^m 55.87 ^s	+36°40′13.1″	6	197.8	7.9-12.2	 -V
RT Cyg	19 ^h 43 ^m 37.77 ^s	+48°46′41.3″	12	190.2	7.3-11.8	-V
U Vir	12 ^h 51 ^m 05.74 ^s	+05°33′11.5″	20	206.6	8.2-13.1	-VI

Krzywe jasności wybranych miryd

Poniżej prezentujemy krzywe jasności kilku wybranych miryd z obserwacji polskich obserwatorów gwiazd zmiennych, które w poprzednich miesiącach osiągnęły maksimum jasności.

Obserwatorom serdecznie dziękujemy za włożoną pracę i udostępnienie swoich wyników.



59 obs. od 06-07-2014 do 11-11-2014

obserwatorzy: Bogdan Kubiak, Oskar Dereń, Marcin Rzepka, Artur Wargin, Henryk Bilor, Łukasz Siekielewski



obserwatorzy: Jerzy Speil, Marcin Rzepka, Bogdan Kubiak, Oskar Dereń, Henryk Bilor, Adam Derdzikowski



obserwatorzy: Bogdan Kubiak, Oskar Dereń, Adam Derdzikowski, Łukasz Siekielewski, Henryk Bilor



obserwatorzy: Bogdan Kubiak, Oskar Dereń, Adam Derdzikowski, Henryk Bilor, Damian Jakubek, Łukasz Siekielewski, Marcin Rzepka

Na podstawie:

- » Programu Astrojawil
- » Programu Cartes du Ciel
- » http://www.aavso.org
- » http://www.sswdob.republika.pl

opracował: Bogdan Kubiak

Gwiazdy supernowe w IV kwartale 2014 r.

W IV kwartale minionego roku 8 supernowych osiągnęło jasność 15 mag lub wyższą: 3 z nich rozbłysły na północnym niebie (N), natomiast 5 na południowym (S). Są to: ASASSN-14il (Vmax: 14,5 mag, S); ASASSN-14iu (Vmax: 14,4 mag, N); ASASSN-14jg (Vmax: 14,5 mag, S); MASTER OT J120451.50+265946.6 (Vmax: 13,9 mag, N); SN 2014dt (Vmax: 13,2 mag, N); ASASSN-14jz (Vmax: 14,8, S); ASASSN-14lp (Vmax: 11,1 mag, S) oraz ASASSN-14me (Vmax: 14,9, S). Kilka z tych odległych kataklizmów można było zaobserwować z terenu naszego kraju. Właśnie o nich napiszę po kilka zdań.

ASASSN-14il

To supernowa odkryta 1 października 2014 r. w galaktyce PGC 3093694 (R.A. = 00h45m32,55s, Decl. = -14°15'34,6") w ramach projektu All Sky Automated Survey for SuperNovae (ASAS-SN). Położenie supernowej: 0,26" W i 0,33" N od centrum galaktyki. Sklasyfikowano ją jako IIn. Maksymalną jasność osiągnęła 9 listopada, gdy osiągnęła 14,5 mag. W Polsce widoczna była nisko nad horyzontem i nie wzbudziła większego zainteresowania wśród obserwatorów.

ASASSN-14iu

Odkryta 12 października 2014 r. w galaktyce NGC 2771 (R.A. = 09h10m39,53s, Decl. = +50°22'48,3") w ramach projektu All Sky Automated Survey for SuperNovae (ASAS-SN). Położenie supernowej: 1,3" W i 0,8" N od centrum galaktyki. Sklasyfikowana jako typ Ia, maksymalną jasność osiągnęła 25 października, gdy zaświeciła z jasnością 14,4 mag.

Galaktyka NGC 2771 jest galaktyką spiralną z poprzeczką (SBab), położoną w gwiazdozbiorze Wielkiej



Fot.1. Galaktyka M61 i SN 2014dt, autor: Damian Peach, http://www.damianpeach.com



Fot. 2. Zdjęcie odkrywcze ASASSN-14lp, źródło: ASASSN

Niedźwiedzicy. Odkrył ją w 1831 r. John Herschel. Jej jasność obserwowana wynosi 12,9 mag, a rozmiary kątowe 2,3'–1,9'.

MASTER OT J120451.50+265946.6

Odkryta 28 października 2014 r. w galaktyce NGC 4080 (R.A. = 12h04m51,50s, Decl. = +26°59'46,6") w ramach projektu MASTER robotic Net. Położenie supernowej: 4" W i 13" N od centrum galaktyki. Sklasyfikowana jako Ib, maksymalną jasność osiągnęła 3 listopada, gdy pojaśniała do 13,9 mag.

SN 2014dt

O ile pojawienie się na niebie dotychczas opisanych obiektów nie wywołało większego zainteresowania, o tyle następna supernowa okazała się zjawiskiem innego kalibru. 29 października 2014 r., znany japoński łowca nowych i supernowych Koichi Itagaki odkrył gwiazdopodobny obiekt o jasności 13,6 mag w galaktyce M61. Gwiazda uznana została za prawdopodobną supernową i otrzymała wstępne oznaczenie PSN J12215757+0428185. Itagaki dokonał odkrycia na niefiltrowanych obrazach CCD uzyskanych z 0,5 metrowego teleskopu. Dzień później odnotowano wzrost jasności gwiazdy do 13,2 mag (również obrazy niefiltrowane). Wkrótce potwierdzono spektroskopowo, że zaobserwowana przez Japończyka gwiazda jest supernową typu la-pec. Otrzymała oznaczenie SN 2014dt.

Jest to siódma supernowa, jaką zaobserwowano w galaktyce M61. Poprzednią była SN 2008in o jasności 14,3 mag.

Warto zauważyć, że SN 2014dt była jednocześnie czwartą supernową zaobserwowaną w 2014 roku w obiektach z katalogu Messiera. Prócz niej mieliśmy do czynienia z gwiazdami oznaczonymi jako: SN 2014J w M82, SN 2014L w M99 i SN 2014bc w M106.

ASASSN-14lp

Supernowa odkryta 9 grudnia 2014 r. w galaktyce NGC 4666 (R.A. = 12h45m09,10s, Decl. = -00°27'32,5") w ramach projektu All Sky Automated Survey for SuperNovae (ASAS-SN). Położenie supernowej: 7,5" E i 10,5" N od centrum galaktyki. Sklasyfikowana jako Ia, maksymalną jasność osiągnęła 18 grudnia, gdy pojaśniała aż do 11,1 mag. Obecnie jej jasność kształtuje się na poziomie 12,5 mag. Jej obserwacje z terenu naszego kraju możliwe są w drugiej połowie nocy.

NGC 4666 to galaktyka spiralna z poprzeczką (SBc) o jasności 10,8 mag, położona w galaktyce Panny. Została odkryta w 1784 r. przez Williama Herschela. Jedyna supernową zaobserwowaną w tej galaktyce była dotychczas SN 1965H.

Supernowa odkryta przez polskiego miłośnika astronomii !

Jarosław Grzegorzek, miłośnik astronomii spod Szczecina, 15 października 2014 r. zarejestrował gwiazdopodobny obiekt o jasności poniżej 17,5 mag w galaktyce UGC 12137. Otrzymał on oznaczenie PSN J22394901+3812500, później potwierdzono, że jest to supernowa typu IIP.

Odkrywca do obserwacji wykorzystał 20-cm teleskop systemu newtona z kamerą CCD, a wszystko zawieszone na montażu HEQ-5 w jego małym prywatnym obserwatorium. Jarosław od kilku miesięcy prowadzi regularne przeglądy odległych galaktyk w poszukiwaniu gwiezdnych eksplozji. Sam zaprojektował i zbudował system, dzięki któremu część prac wykonywana jest przez teleskop automatycznie, a on sam może na bieżąco analizować spływające do bazy dane i szybko reagować na podejrzane obiekty. Pierwsze odkrycie Jarka nastąpiło po wykonaniu niemal 13 000 zdjęć podczas 300 godzin obserwacji.

W imieniu zespołu Proximy składamy serdeczne gratulacje i życzymy rychłych kolejnych odkryć.

■ Krzysztof Kida



Fot. 3. Zdjęcie galaktyki UGC 12137 z supernową, autor: Jarosław Grzegorzek. Źródło: http://www.jgao.pl

Alfa Comae Berenices – wizualnie podwójny układ zaćmieniowy?

α Com od około 190 lat znana jest jako gwiazda wizualnie podwójna. Jednocześnie od kilkudziesięciu lat przypuszcza się, że występują tutaj zaćmienia podobne do Algola, gdyż nachylenie płaszczyzny orbity obserwowane z Ziemi wynosi 90,054°±0,01°. Nawet w bazie VSX jako obiekt podejrzewany o zmienność (NSV6116) sklasyfikowano go pod typem zmienności EA (Algol). Prawdopodobnie kilka miesięcy temu była szansa na zaobserwowanie zaćmienia w układzie α Com. Na kolejnych stronach artykułu opowiem o samej gwieździe, prawdopodobnym zaćmieniu oraz jak ją obserwować.

Diadem w Warkoczu Bereniki

α Com to druga co do jasności gwiazda w gwiazdozbiorze Warkocz Bereniki (4,32 mag). Nosi ona również zwyczajową nazwę Diadem, czyli korona królowej Bereniki. W języku arabskim określa ją nazwa Al Dafirah, co oznacza warkocz. Inne oznaczenia tej gwiazdy to między innymi HD 114378, BD+18 2697, 42 Com, AAVSO 1305+18, NSV 6116 (New catalog of Suspected Variable), WDS +1732AB 13100 (Washington Double Star Catalog), ADS 8804AB (Aitken Double Star Catalog).

W 1826 roku Friedrich Georg Wilhelm von Struve (1793–1864) odkrył, że α Com jest układem wizualnie podwójnym o maksymalnej obserwowanej separacji pomiędzy składnikami A/B ~ 0,7". Gwiazda była również obserwowana przez jego syna Otto Struve, który w roku 1875 opublikował wyniki obserwacji (patrz rysunek 1).

Układ podwójny α Com A/B składa się z prawie identycznych gwiazd ciągu głównego o typie widmowym F5 (niektóre źródła podają F6 dla gwiazdy B) o jasnościach obserwowanych odpowiednio 5,05 mag i 5,08 mag. Całkowita masa układu szacowana jest na 2,4–2,8 M_☉ (2,45 M_☉ - wg [2]), masa składników A/B odpowiednio 1,43/1,37 M_☉, temperatura powierzchniowa obu gwiazd ~6600 K, promień 1,3 R_☉ i jasność 2,7/2,0 L_☉. Układ odległy jest od nas o około 60 lat świetlnych. Jego okres orbitalny wynosi około 25,97 lat (9485,68 dni wg [2]) i jest zbliżony do ε Aur. Jednak w przypadku ε Aur prawdopodobieństwo zaćmienia zwiększa obecność dysku pyłowego. Dla α Com najprawdopodobniej jest to "tylko" wzajemne przesłanianie tarcz gwiazdowych o średnicach widzianych z Ziemi zaledwie 0,0007".

Średnia separacja orbitalna pomiędzy składnikami wynosi około 12,5 AU. Orbita wykazuje duże spłaszczenie (mimośród e~0,5). Do tego układu prawdopodobnie należy jeszcze trzeci składnik oznaczony jako CCDM J13100+1732C, o jasności 10,2 mag, który znajduje się w odległości 89" w kącie pozycyjnym 348° (dane z roku 2001).

Czy są możliwe zaćmienia α Com?

W 1961 roku Sarah Lee Lippincott sugerowała możliwość wystąpienia zaćmienia trwającego około 2 godziny (patrz: [3]). Ale żadna publikacja z analizą obserwacji z tego okresu nie ukazała się. Podczas poprzedniego prognozowanego zaćmienia w 1989 roku rozwinieto dość szeroką akcję obserwacyjną. Astronomowie W. H. McAlister i W. Hartkopf (Georgia State University) wyznaczyli datę zaćmienia na 15 lutego 1989 r. (±2 tygodnie) i amplitudę 0,1–0,8 mag oraz czas trwania 1,3 dnia. Parametry orbity układu α Com zostały określone między innymi na podstawie obserwacji techniką interferometrii plamkowej z użyciem 4-metrowego teleskopu na Kitt Peak. Ale prawdopodobny był również brak zaćmienia, gdyż zmierzone wtedy nachylenie płaszczyzny orbity wynosiło 90,063° ±0,04° (telegram astronomiczny CBAT nr 4678 z dn. 22.11.1988 r.). W czasopiśmie Sky & Telescope w lutym 1989 roku ukazał się artykuł na temat tego zaćmienia, gdzie α Com porównano do dwóch piłeczek pingpongowych znajdujących się w odległości 60 metrów od siebie, które krążą wokół wspólnego środka masy raz na 26 lat. I niestety nie zostały opublikowane żadne dane obserwacyjne potwierdzające lub zaprzeczające możliwości wystąpienia zaćmienia α Com w 1989 roku.

Wydawało się, że może wreszcie uda się zaobserwować zaćmienie α Com w styczniu 2015 r. Na początku grudnia 2014 r. wykonano bardzo dokładne obserwacje astrometryczne położenia składników α Com (wtedy obie gwiazdy były widoczne na niebie w odległości zaledwie 36 mas).

Wykorzystując ww. obserwacje oraz wszystkie inne wiarygodne pomiary astrometryczne α Com z ponad 100-letniego okresu, zespół astronomów pod kierownictwem Matthew Muterspaugh'a (Tennessee State University) i Williama Hartkopf'a (US Naval Observatory) wyznaczył najdokładniej dotychczas znane parametry orbitalne tego układu. Te parametry można znaleźć w publikacji [2]. W szczególności Monthly Notices of Royal Astronomical Society.

Vol LVI. Plate 12.



Rysunek 1. Otto Struve opublikował w 1875 roku obserwacje i parametry orbity układu wizualnie podwójnego α Com (materiał źródłowy [3]). Więcej informacji na temat historii obserwacji α Com można znaleźć w [3], ale należy brać poprawkę na "googlowską" jakość tłumaczenia tego tekstu z wersji francuskiej na angielską.

uzyskali oni większą dokładność wyznaczenia kąta nachylenia płaszczyzny orbity 90,054° ±0,01°. Dodatkowo zdaniem autorów zaćmieniu temu miało sprzyjać spłaszczenie orbity ~0,5 oraz ustawienie periastronu.

W kolejnym kroku Muterspaugh i Hartkopf wybrali próbkę 100 tysięcy przypadkowych zestawów parametrów orbitalnych α Com zbliżonych do najdokładniej dotychczas znanych wartości. Stworzyli prosty model zaćmienia, w którym przyjęli, że dla danych parametrów orbitalnych wystąpi zaćmienie tylko wtedy, gdy obserwowana odległość pomiędzy składnikami α Com A/B będzie mniejsza od 0,7 mas (tzn. 0.0007"). Przyjęta wartość 0,7 mas odpowiada średnicy każdego ze składników α Com, czyli gwiazdom ciągu głównego typu widmowego F5 (~1,3 R_O) widzialnym z odległości ~17,9 pc. Otrzymali prognozowany moment zaćmienia na dzień 25 stycznia 2015 r. ±3 dni, czas trwania zaćmienia od 28 do 45 godzin, spodziewana amplituda zaćmienia nie więcej niż ~0,8 mag. Na rysunku 2 dla opisanej powyżej symulacji pokazano zależność głębokości zaćmienia w wielkościach gwiazdowych jako funkcji obserwowanego rozdzielenia składników A/B w [mas]. Na przykład dla separacji 0,55 mas prognozowana głębokość zaćmienia wynosi tylko 0,06 mag, natomiast dla separacji <= 0,5 mas głębokość zaćmienia > 0,1 mag.



Rysunek 2. Głębokość zaćmienia vs rzut na sferę niebieską separacji składników α Com A/B w [mas] (mili sekunda łuku = 0,001"). Materiał źródłowy [2].

Przy okazji warto wspomnieć o ciekawej ogólnej zależności: podczas całkowitego zaćmienia w układzie podwójnym o identycznie jasnych gwiazdach (E - jasność jednej gwiazdy), obserwowana jasność układu spada o $\Delta m = 0,75$ mag – niezależnie od jasności gwiazd. Wynika to z definicji wielkości gwiazdowych:

 $\Delta m = -2,5*\log(E/2E) = -2,5*\log(1/2) = -2,5*(-0,301) = 0,75 mag.$

Informacje na temat prognozowanego zaćmienia α Com zostały opublikowane na portalu AAVSO w dniu 5 grudnia 2014 r. (alert nr 506 - patrz [5]). Astronomowie Muterspaugh i Hartkopf zaprosili do obserwacji społeczność miłośników obserwacji gwiazd zmiennych. Pojawiły się dedykowane wątki na forach astronomicznych i indywidualnych stronach użytkowników, np. [7], [8], [3]. Dane innych obserwatorów miały być nie tylko dodatkiem do obserwacji zawodowych astronomów, ale zapewnić dobre pokrycie obserwacjami tego zjawiska w przypadku braku dobrej pogody na Mt Hopkins. Jednak po ponad miesiącu akcja została odwołana (patrz [6] z 15 stycznia 2015 r.). Na forum CloudyNights [8] jeden z bardziej zaangażowanych obserwatorów Christophe ujawnił list, który otrzymał od prof. Muterspaugh'a wyjaśniający powody:

"... model orbity, który przewidywał moment zaćmienia zawierał 3 błędne pomiary astrometryczne sprzed ~100 lat (błąd w kącie pozycyjnym o 180°). Błędny model orbity, pomimo uwzględnienia ponad 600 dodatkowych pomiarów astrometrycznych nie był wystarczająco dokładny do poprawnej prognozy momentu zaćmienia. Zaćmienie (gdyby w ogóle się pojawiło...) powinno nastąpić dwa miesiące temu. Wtedy a Com była ledwo widoczna nad horyzontem i tak fotometria byłaby raczej trudna do wykonania. Aktualnie pracuję nad formalnym raportem analizującym ten błąd; opisem zdarzeń, które doprowadziły do jego odkrycia i naprawy; nad prezentacją poprawnego modelu orbity i momentów zaćmień. Jednak chciałbym, aby każdy dowiedział się o tym jak najszybciej, aby praca nie poszła na marne... ".

Obserwacje α Com

Prognozowane na styczeń 2015 r. zaćmienie α Com najprawdopodobniej nastąpiło około 2 miesiące wcześniej (listopad 2014 r. ?), gdy były bardzo niesprzyjające warunki do obserwacji tego obiektu. Zapewne szczegółowe informacje na ten temat wkrótce opublikuje prof. Muterspaugh. Tym nie mniej uważam, że warto zapoznać się ze specyfiką obserwacji tego obiektu.

W czasie 26-letniego okresu orbitalnego jasność a Com zmienia się na poziomie kilku mmag (0,001 mag) zarówno pomiędzy kolejnymi nocami jak i latami. Nie stwierdzono periodyczności w tych zmianach. Jednak w okresie kilku tygodni przed i po prognozowanym terminie zaćmienia można poszukiwać dodatkowych źródeł zmian jasności takich jak planety lub innej materii znajdującej się w pobliżu zaćmiewanych gwiazd.

W wątku dyskusyjnym na forum AAVSO [7] Sebastian Otero zaproponował dla obserwatorów wizualnych gwiazdy porównania oznaczone następującymi etykietami:

- * "43" (β Com, wskaźnik barwy B-V = 0,57 mag),
- * "44" (γ Com, B-V = 1,13 mag),
- ₭ "47" (11 Com, B-V = 1,01 mag).

W szczególności gwiazda porównania 43 (β Com, V = 4,25) jest jaśniejsza od α Com (V = 4,32) o 0,07 mag. Warto wspomnieć, że gwiazda porównania "43" jest gwiazdą zmienną (V = 4,23–4,28 mag). Może być wykorzystywana jako gwiazda porównania tylko do obserwacji wizualnych. Gwiazdy porównania do obserwacji wizualnych zostały pokazane na rysunku 3.

Do fotometrii CCD/PEP/DSLR zalecane są następujące gwiazdy porównania (patrz [5]):

- * HD 113848 (39 Com, HR 4946, HIP 63948) V = 5,990 mag, B-V = 0,39 mag, typ widmowy F4V,
- * HD 114520 (HIP 64312) V = 6,820 mag, B-V = 0,46 mag, typ widmowy F2II.

Obie gwiazdy porównania mają kolor zbliżony do α Com, gdyż jej wskaźnik barwy (B-V)=0,44 mag.



Rysunek 3. Mapka do obserwacji wizualnych α Com wygenerowana za pomocą VSP na portalu AAVSO. Tutaj krzyżyk w centrum rysunku wskazuje punkt o współrzędnych α = 13h00m, δ = 21°00'. Natomiast α Com jest pokazana jako jasna gwiazda (4,3 mag) na południowy-wschód od krzyżyka.



Rysunek 4. Przykładowe zdjęcie okolicy α Com wykonane przez Christophe za pomocą lustrzanki Canon 650D podpiętej do refraktora FS102 z ogniskową 640 mm. Użyto efektywnej apertury tylko 50 mm. Gwiazdy zostały rozogniskowane do średnicy 65 pikseli. Jest to stack 112 zdjęć (każde naświetlane przez 50 sekund, ISO 200). Materiał źródłowy [4].

Gwiazda HD 113848 na mapkach AAVSO okolicy α Com jest oznaczona etykietą "60" (AUID = 000-BBT-464), natomiast HD 114520 – "68" (AUID = 000-BLL-255). Gwiazdy porównania wykazywały niezmienną jasność z dokładnością do 1 mmag w obserwacjach z ostatnich kilkudziesięciu lat.

Bardzo dobrze w przypadku tej jasnej gwiazdy sprawdza się fotometria DLSR. Na przykład Christophe (AAVSO nick: MCHB - patrz [4]) z Valence na południu Francji dał się poznać jako bardzo aktywny obserwator α Com techniką DSLR. Obserwował on α Com od 23 grudnia 2014 r. za pomocą lustrzanki Canon 650D podpiętej do refraktora Takahashi FS102 z reduktorem ogniskowej do 640 mm. Pole widzenia tego setupu wynosi 117'x77' (przykład zdjęcia pokazano na rys. 4). Ze względu na podatność małych apertur teleskopów/ obiektywów na scyntylacje atmosferyczne konieczne było wykonywanie pomiarów fotometrycznych na uśrednionych zdjęciach o czasach ekspozycji przynajmniej 1 minuty i więcej. Christophe znalazł następujące optymalne parametry ekspozycji, aby nie prześwietlić α Com i gwiazd porównania i uśrednić wpływ scyntylacji atmosferycznych:

 * apertura FS102 ograniczona diafragmą do 50 mm, 180-sekundowa ekspozycja przy ISO 100, rozogniskowanie obrazu gwiazd do średnicy 60/65 pikseli. Alf Com - 2015 01 08 - 03H41 / 06H12 UT



Rysunek 5. Przykład fotometrii DSLR α Com w dniu 8.01.2015 r. w godz. 3:41-6:34 UT wykonanej przez Christophe. Obserwator zastosował 180-sekundowe ekspozycje przy ISO 100.

 * pełna apertura FS102, 70-sekundowa ekspozycja przy ISO 100, rozogniskowanie obrazu gwiazd do średnicy 80 pikseli.

Do fotometrii Christophe wykorzystał następujące gwiazdy porównania: HR 4962, HD 114762, HD 114300 i HD 114812. Przy obserwacjach tą techniką Christophe uzyskiwał rozrzut jasności α Com około 0,025 mag podczas ciągłych kilkugodzinnych obserwacji, gdy gwiazda podnosiła się od wysokości 20–25° nad horyzontem do 60°.

Być może uda się potwierdzić obserwacyjnie zaćmienie α Com z roku 2014 na przykład analizując historyczne zdjęcia wykonane przez zautomatyzowane kamery o małych aperturach, które fotografują całe niebo (przykład [9]). Inaczej będziemy musieli poczekać do roku 2041 na weryfikację hipotezy, czy ten układ wizualnie podwójny jest również układem zaćmieniowym typu EA (Algol). W skali astronomicznej jest to mniej niż chwila. Ale życia człowieka wystarczy tylko na podziwianie zaledwie kilku zjawisk takich, jak zaćmienie ε Aurigae lub prawdopodobne zaćmienie α Comae Berenices*).

 *) Początek zaćmień za "naszego" życia dla ε Aurigae: rok 1955, 1982, 2009, 2036, 2063 oraz prawdopodobnych zaćmień dla α Comae Berenices: rok 1961, 1989, 2014, 2041, 2067.

Materiały źródłowe:

- [1] M. W. Muperspaugh, W.I. Hartkopf i inni 2010
- [2] M. W. Muperspaugh & G. W. Henry 2014, arXiv: 1412.1432
- [3] Strona internetowa Christophe (AAVSO nick: MCHB) - kompendium wiedzy o α Com
- [4] Strona internetowa z obserwacjami DSLR Christophe (AAVSO nick: MCHB)
- [5] Alert nr 506 AAVSO dotyczący zaćmienia α Com
- [6] Odwołanie akcji obserwacji zaćmienia α Com w styczniu 2015r.
- [7] Wątek dyskusyjny na forum AAVSO poświęcony zaćmieniu α Com
- [8] Wątek dyskusyjny na forum CloudyNights na temat zaćmienia α Com
- [9] Fripon sieć 100 kamer monitorujących francuskie niebo

■ Ryszard Biernikowicz

Gwiazdozbiory nieba północnego - PSY GOŃCZE

Psy Gończe to niewielki i skromny gwiazdozbiór nieba północnego. Jego utworzenie zawdzięczamy naszemu wybitnemu rodakowi - Janowi Heweliuszowi, który w 1690 r umieścił ten gwiazdozbiór w swoim dziele pt. "Prodomus Astromiae".

Gwiazdozbiór przedstawia dwa psy pasterskie, które poganiają Wielką i Małą Niedźwiedzicę. Nie ma w nim zbyt wielu jasnych gwiazd, za to zawiera mnóstwo obiektów pozagalaktycznych. Gwiazdozbiór nie obfituje także w jasne gwiazdy zmienne, jednakże można wyróżnić kilka ciekawych i stosunkowo łatwych do obserwacji obiektów.

R CVn

To najjaśniejsza w tym gwiazdozbiorze przedstawicielka gwiazd typu Mira Ceti. W maksimum blasku potrafi osiągnąć 6,5 mag, a w minimum jej blask spada do 12,9 mag. Średnia amplituda zmian jasności jest jednak sporo mniejsza i wynosi 7,7–11,9 mag. Obserwatorzy posiadający teleskopy o średnicy obiektywu 20 cm mogą bez problemu zaobserwować cały cykl jej zmienności. Okres zmian blasku gwiazdy wynosi 328,53 dnia, a więc w każdym następnym roku maksimum obserwujemy około miesiąc wcześniej niż w poprzednim. W zachowaniu gwiazdy obserwujemy delikatnie szybszy wzrost jasności od minimum do maksimum, względem następującego potem spadku blasku.

R CVn odnajdziemy we wschodniej części gwiazdozbioru, mniej więcej w połowie odległości γ Boo i 20 CVn. Gwiazda położona jest nieco ponad 3200 lat świetlnych od nas. W polskiej bazie znajduje się niewiele ponad 400 jej ocen. Obecnie jasność tej zmiennej wynosi około 8,5 mag i wzrasta przed mającym nastąpić w połowie lutego maksimum. Poniżej prezentujemy krzywą zmian blasku z ostatnich 3 lat z obserwacji AAVSO.

T CVn

To druga pod względem jasności mira w tym gwiazdozbiorze, o okresie zmienności wynoszącym 290,08 dni. Jej zmienność została odkryta w 1897 r. przez T.D. Andersona. T CVn jest znacznie słabsza od R CVn, a jej średnia amplituda zawiera się w przedziale 9,6–11,9 mag, natomiast maksymalny przedział zmian blasku wynosi 7,6–12,6 mag. Na wieloletnim wykresie zmian blasku widać, że w maksimum bardzo rzadko jest jaśniejsza od 9 mag, jednocześnie w ostatnich latach ani razu nie zeszła w minimum poniżej 12 mag.

T CVn klasyfikowana jest w GCVS jako zmienna typu Mira Ceti, natomiast VSX klasyfikuje ją jako zmienną półregularną typu SRA. VSX podaje także inną amplitudę zmian jasności, bardziej zbliżoną do tego, co obserwujemy obecnie, zawierającą się w przedziale od 8,9 do 11,7 mag.

Gwiazdę odnajdziemy w południowej części gwiazdozbioru Psów Gończych, w pobliżu granicy z gwiazdozbiorem Warkocza Bereniki, 3,5° w kierunku



AAVSO DATA FOR R CVN - WWW.AAVSO.ORG

AAVSO DATA FOR T CVN - WWW.AAVSO.ORG



północnym od y Com. W jej pobliżu znajduje się wiele słabych galaktyk z katalogu NGC. Najjaśniejszą z nich jest NGC 4631 o jasności 9,2 mag i średnicy kątowej 15,2'x2,8', która położona jest około 1º w kierunku NE od zmiennej.

W polskiej bazie znajdują się zaledwie 92 oceny T CVn. Ale na świecie również nie jest zbyt często obserwowana – w 2013 r. do AAVSO wpłynęły zaledwie 92 oceny. Obecnie jej jasność utrzymuje się w pobliżu 10 mag, a maksimum blasku spodziewane jest w II dekadzie stycznia. Powyżejj krzywa zmian blasku z obserwacji nadesłanych do AAVSO z ostatnich 3 lat.

AS CVn

Jeśli będziemy mieli szczęście, to obserwując T CVn, około 0,5° na północ od niej, możemy dostrzec rozbłysk gwiazdy AS CVn. Co prawda w bazie AAVSO nie ma ani jednej wizualnej obserwacji dla tej gwiazdy, jednak zawsze warto przy okazji spojrzeć w ten rejon nieba.

AS CVn normalnie świeci z jasnością 15,8 mag, jednakże w nieregularnych odstępach czasu, na stosunkowo krótką chwilę, rozbłyska do jasności 12,5 mag. Jest zmienną typu UV Ceti.



1107 obs. od 16-11-1990 do 08-12-2014

obserwatorzy: Oskar Dereń, Stanisław Świerczyński, Adam Derdzikowski, Andrzej Markiewicz, Marcin Rzepka, Maciej Reszelski, Marian Legutko, Sylwester Kraśnicki, Piotr Plaszczyk, Zbigniew Siciarz, Robert Bodzoń, Paweł Trybus, Daniel



Muliński, Maciej Reszelski, Adam Derdzikowski, Marian Legutko, Piotr Plaszczyk, Zbigniew Siciarz, Joanna Derdzikowska, Paweł Trybus, Łukasz Siekielewski, Henryk Bilor, Andrzej Armiński

V CVn

To zmienna półregularna typu SRA, zmieniająca jasność w przedziale 6,5–8,6 mag w ciągu 191,89 dni. Gwiazdę bez problemu można obserwować już w lornetce 15x70, praktycznie przez cały rok. Odnajdziemy ją mniej więcej w połowie drogi pomiędzy α CVn, a η UMa. Stosunkowo blisko niej znajdują się dwie dość jasne i znane galaktyki: M64 i M51.

V CVn jest dość popularną zmienną. W Polsce mamy ponad 1100 ocen jej blasku, natomiast w 2013 r. do AAVSO wpłynęło ponad 600 ocen.

Y CVn

To kolejna zmienna półregularna, tym razem typu SRB. Jest gwiazdą typu C, o dość intensywnej czerwonej barwie (b-v = 2,99), położoną w odległości nieco ponad 1000 lat świetlnych od nas. VSX podaje zakres zmian jej jasności w przedziale 4,86–5,88 mag z okresem 267,8 dnia, tak więc gwiazda idealnie nadaje się do obserwacji za pomocą lornetki 10x50.

Y CVn odnajdziemy 4° na NE od β CVn. Jest dość często obserwowana przez obserwatorów gwiazd zmiennych. W polskiej bazie mamy ponad 1200 jej ocen. Poniżej krzywa zmian blasku z polskich obserwacji:

RS CVn

To najjaśniejsza przedstawicielka gwiazd zaćmieniowych w tym gwiazdozbiorze. Jest zmienną typu Algola, zmieniającą swoją jasność w przedziale 7,9–9,1 mag co 4,797 dnia. Czas zaćmienia wynosi 12,7 godziny i podczas jego trwania gwiazdę należy oceniać co 15 minut, a poza zaćmieniami wystarczy jeden raz każdej pogodnej nocy. Gwiazda ta jest także godna uwagi także ze względu na dodatkowe wahania blasku związane z aktywnością w jej chromosferze. Od jej nazwy wywodzi się grupa gwiazd charakteryzująca się długotrwałą aktywnością chromosfery.

RS CVn położona jest około 2,5° na SE od α CVn. Fizycznie dzieli ją od nas odległość nieco ponad 350 lat świetlnych.

W polskiej bazie obserwacji mamy zaledwie 26 obserwacji dla tej gwiazdy, także w bazie AAVSO nie ma wielu jej obserwacji.

BO CVn

To kolejna zmienna zaćmieniowa, jednakże tym razem typu EW, zmieniająca swoją jasność w przedziale 9,5– 10,1 mag. Okres zmian blasku wynosi 0,56746 dnia. Jej zmienność została odkryta dopiero w 1989 r. Gwiazdę odnajdziemy we wschodniej części gwiazdozbioru, w pobliżu granicy z gwiazdozbiorem Wolarza, dość blisko opisanej wcześniej mirydy R CVn.

Zarówno w polskiej bazie jak i w bazie AAVSO nie ma wizualnych obserwacji dla tej gwiazdy. Na następnej stronie prezentujemy fotometryczną krzywą fazową zmian blasku BO CVn.

W CVn

To inna mało popularna zmienna w tym gwiazdozbiorze. Jest zmienną pulsującą typu RRAB, zmieniająca



swoją jasność w przedziale 10,03–10,96 mag, w ciągu 0,5517 dnia. Znajduje się na nieco na południe od BO CVn, także blisko granicy z gwiazdozbiorem Wolarza.

W polskiej bazie nie ma obserwacji dla tej zmiennej, natomiast w AAVSO jest zaledwie kilkanaście jej obserwacji.

TX CVn

To gwiazda zmienna symbiotyczna typu Z And, zmieniająca swoją jasność w przedziale 9,3–10,3 mag. W drugiej połowie XX wieku jej jasność dochodziła nawet do 8,5 mag, obecnie jest na poziome 9,8 mag. Znajduje się około 1,5° na południe od gwiazdy α CVn. Jest gwiazdą dość popularną w obserwacjach, w polskiej bazie mamy ponad 600 ocen dla tej zmiennej. Na nastepnej stronie prezentujemy krzywą zmian blasku z polskich obserwacji.

Cor Caroli (Serce Karola)

To najjaśniejsza gwiazda gwiazdozbioru Psów Gończych, a jednocześnie gwiazda podwójna. Zawdzięcza swoją nazwę Edmudowi Halleyowi, który nazwał ją tak na cześć Karola II. Gwiazda ta ponoć zwiększyła swoją jasność po przybyciu Karola II do Londynu w 1660 r. Obecnie jeden ze składników tego układu wykazuje niewielkie zmiany jasności, mniejsze niż 0,1 mag, praktycznie nie możliwe do zaobserwowania wizualnie, jednak może być ciekawym obiektem do fotometrii CCD lub DSLR.

Mapkę gwiazdozbioru Psów Gończych, z zaznaczonymi gwiazdami zmiennymi opisanymi w artykule prezentujemy na następnej stronie.

Bibliografia:

- » http://sogz-ptma.astronomia.pl/fazgenerator.php
- » program Cartes du Ciel (katalog Tycho 2 i GCVS)
- » www.aavso.org
- » http://en.wikipedia.org
- » www.sswdob.republika.pl
- » Spectroscopic and Photometric Study of the Contact Binary BO CVn S. Zola i in.
- » "Niebo na dłoni" E.Pittich D. Kalmancok

Bogdan Kubiak



618 obs. od 02-05-1990 do 05-09-2014

obserwatorzy: Jerzy Speil, Stanisław Świerczyński, Maciej Reszelski, Marian Legutko, Adam Derdzikowski, Piotr Ossowski, Oskar Dereń, Tomasz Krzyt, Henryk Bilor



YY Herculis - symbiotyczna zaćmieniowa

W południowo-wschodniej części gwiazdozbioru Herkulesa znajduje się ciekawa gwiazda zmienna należąca do gwiazd symbiotycznych - YY Herculis. Jak wszystkie zmienne symbiotyczne jest to układ podwójny składający się z dużego chłodnego olbrzyma (w tym wypadku typu widmowego M2) i białego karła.

U YY Her zmiany jasności wizualnej są dosyć powolne i zawierają się w granicach 11–14 mag, dzięki czemu zmienna jest cały czas w zasięgu teleskopu o średnicy 20 cm. W ostatnich latach pojaśnienia związane z aktywnością białego karła zaczęły pojawiać się ze zwiększoną częstością. Niewykluczone, że jest to związane z przyśpieszeniem tempa akrecji gazu przez białego karła.

W takim scenariuszu można spodziewać się systematycznego wzrostu średniej jasności całego układu. Oprócz tego, że jest to zmienna symbiotyczna, jest ona także zmienną zaćmieniową o dosyć sporej amplitudzie, wynoszącej 0,8 mag. Na pierwszy rzut oka trudno jest dopatrzyć się zaćmień na krzywej zmian jasności, ponieważ dominuje aktywność związana z oddziaływaniem białego karła. Jednak, gdy biały karzeł przygaśnie, zaćmienia są wyraźnie widoczne. Tak było na przykład w latach 1997–2003 (czarny prostokąt na rys. 1), gdy zaćmienia można było obserwować w dziedzinie wizualnej. Jak wynika z rys. 2, w tychże latach miały miejsce cztery minima zaobserwowane przez polskich obserwatorów. Możemy zatem pokusić się na bazie tych obserwacji o zgrubne wyznaczenie okresu orbitalnego układu. Odstęp czasu pomiędzy pierwszym, a ostatnim minimum z wykresu, wynosi około 1800 dni. Wynika z tego, że minimum powtarza się średnio co około 600 dni i taki jest okres orbitalny. Jest to wartość bardzo bliska wartości wyznaczonej na podstawie precyzyjnych pomiarów fotometrycznych w kilku barwach (P = 590 dni).

A mając okres orbitalny, możemy spróbować wyznaczyć wielką półoś z III prawa Keplera [a³ = P²(m+M)]. Wiadomo bowiem, że masa białego karła musi być zbliżona do jednej masy słonecznej, zaś masa czerwonego







olbrzyma z reguły nie przekracza na tym etapie ewolucyjnym dwóch mas słonecznych. Przy takich założeniach wynika, że wielka półoś wynosi w tym układzie około dwie jednostki astronomiczne.

Zauważmy dodatkowo, że w minimum głównym dominuje światło olbrzyma, zatem gdyby był gwiazdą samotną, miałby jasność widomą około 14 mag. Jasność absolutna takiego olbrzyma niewiele przekracza zerową wielkość gwiazdową. Z tego wynika, że odległość do układu YY Her wynosi około 7 kiloparseków, czyli około 23 000 lat świetlnych oraz, że układ znajduje się około 2 kiloparseków nad płaszczyzną Drogi Mlecznej.

Tomasz Krzyt



Rys. 2 Krzywa jasności YY Her na podstawie polskich obserwacji w okresie od 10.12.1996 r. do 28.09.2002 r.



[Ryszard Biernikowicz]

4. SUPER-EDDINGTONOWSKIE WIATRY, WYBUCHOWA UTRATA MASY I ZJAWISKA PRZEJŚCIOWE

Modele ewolucyjne gwiazd wskazują na krytyczny wpływ zjawiska utraty masy na ich ewolucję. Widzimy wynik utraty masy w postaci gwiazd WR i różnych rodzajów supernowych. Coraz bardziej wzrasta niedokładność modeli w fazach ewolucyjnych po ciągu głównym – jak już pokazaliśmy w rozdziale 3, dla tempa utraty masy czerwonych nadolbrzymów (RSG) i prawdopodobnie dominującej roli układów podwójnych (szczegóły w rozdziale 5). Ta niepewność jest największa dla największych jasności, gdzie utrata masy jest najsilniejsza i gdzie szczegółowo obserwowano tylko kilka systemów. W pobliżu jasności eddingtonowskiej wzrasta siła wiatru gwiazdowego, który może doprowadzić do niestabilności gwiazdy, takich jak wybuch lub eksplozyjna utraty masy związana ze zjawiskami przejściowymi, zmieniając gwiazdę dramatycznie w krótkim czasie. W skrajnych przypadkach bardzo masywnych gwiazd pojedynczy wybuch może usunąć więcej masy przez kilka lat niż zostanie utracone w ciągu całej ewolucji gwiazdy na ciągu głównym. Dlatego racjonalnym wydaje się uznanie, że żaden z tych efektów nie został uwzględniony we współczesnych modelach ewolucyjnych gwiazd.

W rozdziale 2.3 została w skrócie omówiona rola wskaźnika Eddingtona Γ w zwiększeniu dość stabilnego tempa utraty masy dla bardzo jasnych gwiazd spalających wodór, takich jak gwiazdy WNH. Teraz skupimy uwagę na bardziej skrajnych przypadkach, gdzie duża wartość Γ prowadzi do niestabilności gwiazdy i utraty masy, która jest bardzo zmienna w czasie (wybuchy). Może być również istotna w późnych etapach spalania jądrowego (Arnett & Meakin 2011). Gdy zostanie zaobserwowany taki rodzaj zmienności, gwiazda otrzymuje oznaczenie LBV lub "kandydat LBV" (jeżeli jest podejrzewana o zmienność LBV).

4.1 LBV: historia i fenomenologia

Najbardziej dramatyczna niestabilność, która powstaje podczas ewolucji poza ciągiem głównym, dotyczy obiektów nazywanych jasnymi niebieskimi gwiazdami zmiennymi (ang. luminous blue variables, skrót – LBV). Ta grupa została początkowo rozpoznana jako najjaśniejsze niebieskie nieregularnie gwiazdy zmienne w najbliższych galaktykach (Hubble & Sandage 1953, Tammann & Sandage 1968) i nazwana gwiazdami zmiennymi Hubble-Sandage'a (ang. "Hubble-Sandage

W tym numerze:

cz.2

Spis Treści:

WSTĘP

STRESZCZENIE

- 1. WPROWADZENIE
- 2. MALEJĄCA ROLA STABILNYCH WIATRÓW ROZPĘDZANYCH LINIAMI WIDMOWYMI
- GĘSTE WIATRY
 W CHŁODNYCH
 NADOLBRZYMACH
- SUPER-EDDINGTONOWSKIE
 WIATRY, WYBUCHOWA
 UTRATA MASY
 I ZJAWISKA PRZEJŚCIOWE
- 5. TRANSFER MASY W UKŁADACH PODWÓJNYCH, MERGERY I UTRATA MASY
- KOŃCOWE WYNIKI UTRATY MASY I IMPLIKACJE
- 7. PODSUMOWANIE I PERSPEKTYWY
- 8. TEMATY NA PRZYSZŁOŚĆ: dla teoretyków
- 9. TEMATY NA PRZYSZŁOŚĆ: dla obserwatorów

variables"). Znane obiekty typu LBV w Drodze Mlecznej, takie jak P Cygni i η Carinae, miały spektakularne wybuchy w XVII i XIX wieku. Ale ich związek z innymi wybuchami gwiazd masywnych był niejasny. W 1984 roku Conti uznał, że wiele różnych rodzajów gorących nieregularnych gwiazd zmiennych w Drodze Mlecznej i Obłokach Magellana są prawdopodobnie spokrewnione ze zmiennymi Hubble-Sandage'a i P Cygni oraz η Carinae. Dlatego połączył te wszystkie obiekty w grupę "LBV". Jest to raczej niejednorodna klasa gwiazd zmiennych, składająca się z szerokiego zakresu nieregularnych zjawisk zmienności (Humphreys & Davidson 1994, Smith i inni 2004, 2011a). Ich początkowe masy są niepewne. Ale porównanie jasności LBV ze ścieżkami ewolucyjnymi pojedynczych gwiazd wskazuje na masy początkowe > 25 M_☉ (Smith i inni 2004). Gwiazdy LBV definiuje ich nieregularna wybuchowa zmienność.

Znane są również gwiazdy przypominające spektroskopowo zmienne LBV w fazie spokojnej, u których nie zaobserwowano do tej pory oznak zmienności typu LBV. Często takie obiekty nazywa się kandydatami na LBV. Są to gwiazdy typów widmowych Ofpe/WN9 lub nadolbrzymy wczesnego typu B. Nie wiadomo czy zmienne LBV przechodzą przez długi okres hibernacji. Nawet jeżeli tak jest, to nie znamy ich tzw. współczynnika wypełnienia erupcjami (ang. duty cycle – pojęcie z dziedziny transmisji danych \rightarrow stosunek wypełnienia impulsu; tutaj stosunek czasu trwania wszystkich wybuchów do czasu trwania fazy LBV). Jak zauważono poniżej, detekcja gęstej otoczki wokółgwiazdowej często może wskazywać na historyczny gigantyczny wybuch LBV.

Faza S Doradus. Wybuchy S Dor są obserwowane jako pojaśnienie w zakresie wizualnym, które występuje, gdy maksimum rozkładu energii w widmie gwiazdy przesuwa się z zakresu UV do wizualnego. Wzrost jasności w zakresie wizualnym (na ogół około 1–2 magnitudo) z grubsza odpowiada wartości poprawki bolometrycznej. Dlatego gwiazdy gorętsze wykazują większą amplitudę. W fazie spokojnej dla gwiazd zmiennych typu LBV ze wzrostem jasności obserwuje się coraz wyższe temperatury. Często wydają się one gwiazdami typu Ofpe/WN9 przy dużych jasnościach lub nadolbrzymami typu widmowego B (wczesny lub średni podtyp B) przy mniejszych jasnościach (Humphreys & Davidson 1994, Smith i inni 2004). Maksimum jasności wizualnej występuje przy stałej temperaturze ~8000 K i widmie przypominającym nadolbrzyma późnego typu F. Początkowo sugerowano, że wybuchy typu S Dor występują przy stałej jasności bolometrycznej (Humphreys & Davidson 1994), ale dalsze analizy ilościowe (Groh i inni 2009) wykazały zmiany jasności bolometrycznej. Tradycyjnie wyjaśniano obserwowane zmiany temperatury powierzchniowej gwiazd LBV poprzez dramatyczny wzrost tempa utraty masy prowadzący do wiatru gwiazdowego o bardzo dużej głębokości optycznej (tzn. nieprzeźroczystego) i powstania pseudofotosfery (np. Humphreys & Davidson 1994). Jednakże ilościowa analiza spektroskopowa wykazała, że mierzone tempo utraty masy w czasie wybuchu nie wzrasta wystarczająco do utworzenia pseudofotosfery (czyli widocznej w zakresie optycznym powierzchni gwiazdy). Dlatego wzrastający promień fotosfery w czasie wybuch S Dor przypomina raczej pulsacje. Możliwą przyczyną tego rozszerzania się zewnętrznych obszarów gwiazdy może być jasność zbliżona do eddingtonowskiej w obszarach podpowierzchniowych, gdzie występuje zwiększenie nieprzeźroczystości pochodzące od Fe (Grafener i inni 2012, Guzik & Lovekin 2012). **Dlatego wybuchy typu S Dor nie są zdarzeniami, gdzie następuje wielka utrata masy**. Jednakże średnie tempo utraty masy poprzez wiatr w fazie LBV (faza spokojna lub wybuch) jest około jeden rząd większe niż dla gwiazd typu "O" o porównywalnej jasności (patrz rysunek 4).



Rysunek 7. Gwiazdy LBV i η Carinae na diagramie H-R. Rysunek pokazuje gwiazdy zmienne typu LBV, również LBV związane z hiperolbrzymami i maksimum jasności LBV podczas wybuchów. Szarymi pasmami oznaczono przybliżone położenie LBV na diagramie H-R w fazie spokojnej (szare pochylone pasmo) oraz podczas wybuchu typu S Dorado (pionowe szare pasmo przy T_{eff}~8000 K). W szczególności punkt "Eta Car (G.E.)" oznacza jasność / temperaturę powierzchniową η Carinae w czasie gigantycznego wybuchu (ang. Great Eruption) w połowie XIX wieku. Materiał źródłowy: Rest i inni 2012.

Gigantyczny wybuch LBV. Najbardziej zauważalnym rodzajem zmienności przypisanym do gwiazd LBV są tzw. "olbrzymie / gigantyczne wybuchy" (ang. giant eruptions), podczas których gwiazdy są obserwowane ze zwiększoną jasnością bolometryczną przez miesiące lub lata. Zjawisku temu towarzyszy ekstremalna utrata masy. Najlepiej poznanym przykładem takiego obiektu w Galaktyce jest η Carinae (eta Carinae), dla której znamy zarówno historyczną krzywą blasku jak i złożoną strukturę wyrzutów materii zawierających 10–20 M $_{\odot}$ i ~10⁵⁰ ergów energii kinetycznej. Ostatnio zostały odkryte echa świetlne gigantycznego wybuchu η Carinae przez Rest i inni (2012). Ciągłe obserwacje spektroskopowe tego obiektu przez ww. zespół astronomów mogą zmienić dotych-czasowe poglądy na LBV.

Gorzej udokumentowanym przypadkiem jest wybuch gwiazdy P Cygni około 1600 r., dla której zmierzono znacznie mniejszą ilość wyrzuconej masy ~0,1 M_☉ (Smith & Hartigan 2006). Mgławica wokół P Cygni ekspanduje z prędkością ~140 km/s. Jej całkowitą energię kinetyczną szacuje się na kilka 10⁴⁶ ergów. P Cygni i η Carinae są jedynymi przypadkami obserwowanych gigantycznych wybuchów LBV, gdzie faktycznie zmierzono ilość wyrzuconej masy. Wynika to z faktu posiadania



Rysunek 8. Echa świetlne gigantycznego wybuchu η Carinae z połowy XIX wieku. Lewy panel pokazuje położenie η Car i obszaru użytego do detekcji echa świetlnego (biały prostokąt) w trzech różnych liniach emisyjnych: tlen (niebieski), wodór (zielony) i siarka (czerwony). Panele środkowe przedstawiają zdjęcia "białego prostokąta" (patrz lewy panel) uzyskane 4 - metrowym teleskopem CTIO Blanco w latach 2003 (oznaczenie "A"), 2010 ("B") i 2011 ("C"). Panel prawy górny (środkowy) pokazuje różnice pomiędzy zdjęciami C-A (C-B). Przykładowe pozycje echa świetlnego wskazują strzałki niebieskie (epoka A) i czerwone (epoka B i C). Panel prawy dolny przedstawia ustawienie szczeliny spektrografu (niebieska linia), przy którym uzyskano widmo echa świetlnego gigantycznego wybuchu η Carinae z połowy XIX wieku. Na każdym z tych rysunków północ jest u góry, a wschód po lewej stronie. Materiał źródłowy: Rest i inni 2012.

przez te obiekty mgławic shellowych (inaczej mówiąc – otoczkowych) powstałych w czasie gigantycznych wybuchów, które można rozdzielić przestrzennie. Przy założeniu, że gigantyczny wybuch LBV trwał dekadę, szacunkowe tempo utraty masy wynosi przynajmniej 0,01 M_{\odot}/rok i 1 M_{\odot}/rok odpowiednio dla P Cygni i η Carinae. Takie tempa utraty masy są za duże, aby to wyjaśnić mechanizmem tradycyjnym wiatru rozpędzanego liniami widmowymi, ponieważ materia jest nieprzeźroczysta (Smith & Owocki 2006). Formowanie się pyłu podczas wybuchów LBV również wskazuje na erupcyjną utratę masy.

Pozagalaktyczne fałszywe supernowe (ang. extragalactic supernovae impostors). Gigantyczne wybuchy LBV są rzadkie. Dlatego inne obserwowane przykłady dotyczą kilkudziesięciu takich zjawisk w najbliższych galaktykach (Smith i inni 2011a, Van Dyk & Matheson 2012). Z tego względu, że zostały odkryte przypadkowo podczas poszukiwań supernowych, czasami nazywane są również fałszywymi supernowymi (ang. supernovae impostors). Można się spotkać z innymi określeniami – "supernowe typu V" (ang. "type V supernovae"), "odpowiedniki / analogi η Car" (ang. "η Car analogs") oraz różne warianty "zjawisk przejściowych o pośredniej jasności" (ang. "intermediate luminosity transients"). Te obiekty mają jasność absolutną w zakresie od -11 do -15 mag oraz typową prędkość ekspansji 100–1000 km/s (Smith i inni 2011a), aczkolwiek mogą być obserwowane również mniejsze prędkości ekspansji przy wyrzutach kierunkowych materii. Obserwacje z ostatniej dekady pokazują dużą różnorodność fałszywych supernowych i ich progenitorów. Niektóre zjawiska przypominające wybuchy LBV mogą mieć progenitorów o małych masach (Prieto i inni 2008a). Przegląd mniej masywnych odpowiedników gigantycznych wybuchów LBV przekracza zakres niniejszego przeglądu. Ale fakt, że mniej masywne gwiazdy mogą doznawać podobnych zjawisk przejściowych rzuca dodatkowe wątpliwości na tradycyjne przekonania, iż wybuchy te pochodzą od obiektów o jasnościach zbliżonych do granicy Eddingtona (szczegóły poniżej).

Wiatry LBV. W zakresie widzialnym widma większość gwiazd LBV pokazuje silne linie emisyjne podobne do gwiazd WR, ale o mniejszej szerokości. Natomiast w widmach gwiazd LBV w porównaniu do WR silniejsze są linie wodoru. Typowe prędkości wiatrów gwiazdowych 100–600 km/s odzwierciedlają mniejsze prędkości ucieczki z niebieskich nadolbrzymów (BSG) w porównaniu do 1000–2000 km/s dla bardziej zwartych gwiazd typu O oraz WR. Typowe tempa utraty masy wykorzystywane przy modelowaniu ilościowym widm zmieniają się w zakresie od 10⁻⁵ do 10⁻⁴ M_{\odot}/rok lub nawet 10⁻³ M_{\odot}/rok w ekstremalnym przypadku dla η Car. Wspomniane tempa utraty masy są pokazane na rysunku 4. Wiatry gwiazdowe LBV są wystarczająco silne, by mieć istotny wpływ na ewolucję gwiazdy, o ile faza LBV potrwa dłużej niż 10⁵ lat. Wybuchy LBV dają dodatkową



Rysunek 9. Gigantyczny wybuch P Cygni z 1600 roku jest widoczny jako otoczka wokół gwiazdy o promieniu ~10". Jest ona widoczna w podczerwonych liniach widmowych wzbronionego żelaza [Fe II] λ12567 Å i λ16435 Å. Oszacowana z linii widmowych masa utracona w czasie tego wybuchu wynosi ~0,1 M_O. Materiał źródłowy: Smith & Hartigan (2006).

utratę masy. Inne gwiazdy mają podobne widma (np. WNH, Ofpe/WN9, nadolbrzymy B[e]), ale nie są obiektami typu LBV – pomimo częściowego pokrywania się na diagramie H-R.

Otoczki wokółgwiazdowe (ang. circumstellar shells, w skrócie CSM shells). Wiele gwiazd LBV posiada rozdzielone przestrzennie otoczki wokółgwiazdowe, które są "skamieniałościami" po poprzednich wybuchach. Jak już wcześniej wspomniano kandydatami na LBV (ang. LBV candidates) nazywane są gwiazdy, które spektroskopowo przypominają LBV oraz posiadają masywne otoczki, ale dotychczas nie zaobserwowano u nich zmienności typu LBV. Otoczki wokółgwiazdowe LBV są szczególnie ważne, gdyż jedynie z ich pomocą można wiarygodnie oszacować ilość wyrzuconej masy w trakcie gigantycznego wybuchu LBV. Duża liczba LBV i kandydatów na LBV w Drodze Mlecznej i Obłokach Magellana jest otoczona masywnymi mgławicami otoczkowymi (patrz np. Smith &



Rysunek 10. Masa otoczek wokółgwiazdowych LBV i obiektów podobnych do LBV jako funkcja jasności. Lewa część rysunku (szary prostokąt) odpowiada gwiazdom o jasności mniejszej od log(L/L_O) = 5,8. Gwiazdy w szarej części rysunku mogą być pozostałością po ewolucji czerwonych nadolbrzymów (post-RSG) i cała masa mgławicy mogła być wyrzucona w fazie RSG i uformowana w otoczkę. Obiekty po prawej stronie rysunku musiały mieć utworzone swoje masywne otoczki w wyniku gigantycznych wybuchów LBV. Może być również sporo małomasywnych otoczek, które jest trudno zaobserwować wokół bardzo jasnych gwiazd centralnych. Materiał źródłowy: Smith & Owocki (2006).

Owocki 2006). Dlatego uważa się, że wybuchowa utrata masy LBV jest ważna w późnych etapach ewolucji gwiazd. Masa mgławic LBV przyjmuje szeroki zakres wartości od 20 M_O do 0,1 M_O, ale pomiar mniejszych wartości masy stwarza problemy przy jasnych gwiazdach centralnych. W niektórych przypadkach (np. η Car) widać wiele otoczek (ang. shells) wokół tej samej gwiazdy. Ale nie ma korelacji masy otoczki z jasnością gwiazdy, aczkolwiek takiego związku można by się dopatrywać dla najbardziej masywnych otoczek, które wyrzuca gwiazda. Masy otoczek zebrane przez Smith & Owocki (2006) dla różnych gwiazd LBV zostały pokazane na rysunku 10. Aby porównać z stabilnymi wiatrami gwiazdowymi, "tempa" utraty masy M w czasie gigantycznych wybuchów LBV (patrz rysunek 4) zostały obliczone dzieląc masę otoczki LBV przez ~10 lat trwania wybuchu dla η Carinae i P Cygni, aczkolwiek rzeczywiste chwilowe M mogą być większe. Dynamiczny wiek otoczek wokół gwiazd LBV i kandydatów LBV zmienia się od 100 do kilku tysięcy lat. Jednakże jest problem z wykorzystaniem tego wieku do szacowania fazy LBV, gdyż ekspandujące otoczki są wyhamowywane. Czas trwania fazy LBV może być jeszcze bardziej zagmatwany, gdyż może się zmieniać z masą początkową gwiazdy oraz może zależeć od szczegółów ewolucji w układzie podwójnym.

4.2 Fizyka wybuchowej utraty masy

Mimo, że gwałtowna zmienność gwiazd LBV jest znana od ponad wieku lub więcej, to jednak poszukiwanie fizycznej teorii wybuchów LBV jest nadal na bardzo początkowym etapie. Do tej pory większość prac koncentruje się na tym jak wynieść materię z gwiazdy lub na poprawieniu dokładności wyznaczeń masy, prędkości i energii wybuchów. Na temat przyczyn utraty masy są rozwijane dwie ogólne klasy modeli: wiatry super-eddingtonowskie i wybuchy. Oba modele mogą operować na pewnym poziomie abstrakcji, ale żaden z nich nie odpowiada na głębsze pytanie: co jest najważniejszą przyczyną wybuchu LBV. Idee dotyczące przyczyny wybuchów LBV nadal mają poziom spekulatywny.

4.2.1 Super-eddingtonowskie wiatry gwiazdowe

Tradycyjnie gigantyczne wybuchy LBV analizowano jako super-eddingtonowskie (w skrócie SE) wiatry gwiazdowe spowodowane przez nagły, niewyjaśniony wzrost jasności bolometrycznej gwiazdy (np. Humphreys & Davidson 1994, Owocki i inni 2004, Smith & Owocki 2006). Takie podejście było uzasadnione głównie tym, że η Car podczas gigantycznego wybuchu miała obserwowaną jasność Γ~5 przez około dekadę lub więcej, a pozagalaktyczne impostory supernowych (czyli tzw. fałszywe supernowe) również wykazują podobnie wysokie jasności. Przy wartościach Γ znacznie większych od jedności w sposób naturalny można się spodziewać wielkiej utraty masy, ale szczegółowy obraz fizyczny takiego wiatru nie jest oczywisty. Oczekuje się, że wiatry SE są bardzo gęste, ale niejednorodne. Pozwala to zachować stabilny stan atmosfery gwiazdy przy jasności przewyższającej granicę Eddingtona (Owocki i inni 2004). Na rysunku 11 pokazano schematyczny przekrój przez taką gwiazdę.

Utrata masy jest tak silna, że duża gęstość wiatru powoduje saturację absorpcyjnych linii widmowych w zakresie UV. Dlatego wiatry SE są rozpędzane przez transfer pędu z fotonów do gazu za pomocą mechanizmu rozpraszania na elektronach – tutaj praktycznie nie działa mechanizm rozpędzania wiatru gwiazdowego przez absorpcję w liniach widmowych (Owocki i inni 2004). To sprawia, że wiatry SE zasadniczo są niezależne od metaliczności i mechanizm ten może być wykorzystany do wyjaśnienia zjawiska utraty masy w gwiazdach III populacji (Smith & Owocki 2006).

Symulacje numeryczne wiatrów SE rozpędzanych w kontinuum (czyli w widmie ciągłym) pokazują złożoną strukturę zarówno ze spadającą, jak i wypływającą materią. Potwierdza to oczekiwania, że wiatry SE powinny być skrajnie niejednorodne. Wiatry SE mogą również wyjaśnić bipolarny kształt mgławic wokół zmiennych LBV takich jak η Car, gdy gwiazda jest szybkim rotatorem. W takiej sytuacji grawitacyjne pociemnienie na równiku będzie prowadziło do większego M oraz większej prędkości wiatru w okolicach biegunowych gwiazdy.



Rysunek 11. Ogólny obraz gwiazdy, która zachowuje stabilność, mimo że jej jasność przekracza granicę Eddingtona (Γ = 1). Zostały wyróżnione następujące obszary:

(A) Przy odpowiednio dużej gęstości we wnętrzu gwiazdy nadwyżka energii nad jasnością eddingtonowską jest unoszona przez konwekcję.

(B) Przy mniejszej gęstości, gdy konwekcja staje się niewydajna, pojawiają się niestabilności pola promieniowania, które wymuszają powstanie niejednorodności w atmosferze ("opaque clumps" – nieprzeźroczyste zgęstki materii). Prowadzi to do redukcji nieprzezroczystości i warstwa pozostaje stabilna, mimo większego strumienia promieniowania. Ta warstwa pozostaje stabilna nie z powodu zmniejszenia się strumienia promieniowania (tak się dzieje w obszarach konwekcyjnch), ale z powodu redukcji nieprzeźroczystości!

(C) Zmniejszanie nieprzezroczystości jest możliwe tylko wtedy, gdy niejednorodne zgęstki są grube optycznie (inaczej mówiąc – nieprzeźroczyste). Przy jeszcze mniejszej gęstości zgęstki stają się przeźroczyste (ang. transparent clumps) i pochłanianie powraca do wartości mikroskopowych.

(D) Przy znacznym tempie utraty masy wiatr jest optycznie gruby i fotosfera znajduje się w samym wietrze gwiazdowym. Materiał źródłowy: Shaviv (2001) oraz Owocki & Shaviv (2010).

Bez odpowiedzi pozostają pytania czy ten mechanizm zapewni wystarczającą utratę masy dla najbardziej skrajnych obserwowanych przypadków oraz co włącza wiatry SE. Współczesne oszacowania utraty masy η Car podczas XIX-wiecznej erupcji dają wartość rzędu 15 M_{\odot} lub więcej. W zasadzie wiatry SE mogą spowodować tak wielką utratę masy średnio w ciągu ponad 20 lat, ale również te same modele przewidują dość małą prędkości wypływu. To stwarza trudności w wyjaśnieniu właściwości mgławicy wokół η Car, w której większość masy porusza się z prędkością 500–600 km/s. Poza tym w η Car dla niewielkiej masy obserwuje się ekstremalnie szybki ruch materii z prędkością około 5000 km/s lub więcej, co jest bardzo trudne do osiągnięcia w modelu wiatru SE przy rozpędzaniu tak ogromnej masy. Wiatry SE są w dalszym ciągu sensownym wy-jaśnieniem dla większości gwiazd LBV, które tracą mniej ekstremalnie masę niż η Car podczas XIX-wiecznej erupcji. Jeśli chodzi o wydzielenie się dodatkowej energii promienistej, która włącza wiatr SE – ten mechanizm jest nieznany. W końcu zakłada się również, że wiatry SE są włączane na powierzchni gwiazdy. Ale nie jest jasne, czy wnętrze gwiazdy może pozostać stabilne przy Γ = 5 przez więcej niż dekadę.

4.2.2 Wybuchy

Rośnie liczba dowodów obserwacyjnych świadczących o tym, że niektóre gigantyczne wybuchy LBV mogą być nie zatrzymanymi eksplozjami hydrodynamicznymi. Część tej argumentacji jest oparta na szczegółowej analizie η Carinae, która pokazała kilka dowodów, że wybuch w latach 40-tych dziewiętnastego wieku miał składniki zasilane falą uderzeniową.

Jednym z tych dowodów jest szacowany stosunek całkowitej energii kinetycznej wyrzuconej materii do całkowitej energii promienistej E_k/E_{rad} >3, co jest bardzo trudne do uzyskania w wiatrach rozpędzanych promieniowaniem (aczkolwiek prawdopodobnie jest to możliwe do uzyskania przy skrajnym "zmęczeniu fotonów"/ang. photon-tiring; Owocki i inni 2004). Bardzo wąska granica mgławicy wskazuje na mały zakres prędkości ekspansji, co można najłatwiej osiągnąć poprzez ściśnięcie w fali uderzeniowej. W końcu obserwacje pokazują ekstremalnie szybkie wyrzuty materii z prędkością 5000 km/s, co wydaje się niemożliwe do osiągnięcia bez silnej fali uderzeniowej. W pewnej liczbie pozagalaktycznych wybuchów podobnych do LBV widać widma, które są bardzo podobne do eksplozji zasilanych falą uderzeniową supernowych typu IIn. Widoczne są również dowody na ekstremalnie szybkie wyrzuty materii, które mogą oznaczać zjawiska zasilane falą uderzeniową, takie jak prekursor wybuchu supernowej SN 2009ip (prekursor – wybuch poprzedzający "właściwy" wybuch supernowej).

Zwykle można spodziewać się, że gwałtowne hydrodynamiczne procesy będą trwały krótko (tzn. w dynamicznej skali czasowej), ale na pierwszy rzut oka wydaje się to niezgodne z obserwowanym przez dekady gigantycznym wybuchem η Car. Jednakże wybuch połączony z odziaływaniem z ośrodkiem wokółgwiazdowym (CSM) może generować jasność utrzymującą się na wysokim poziomie, jak przy wybuchach supernowych typu IIn związanych z kolapsem jądra. Smith (2013) pokazał, że oddziaływanie fali uderzeniowej z CSM może wyjaśnić krzywą blasku n Car z lat 1845– 1860, wykorzystując model wybuchu supernowej typu IIn, ale o mniejszej energii. Wolniejsza fala uderzeniowa o mniejszej energii (10⁵⁰ ergów zamiast 10⁵¹) oddziałując z CSM generuje mniejszą jasność niż supernowa typu IIn i zabiera jej więcej czasu przejście przez CSM. Czas trwania tego zjawiska jest określony rozciągłością granicy gęstego ośrodka wokółgwiazdowego (CSM). Zasadniczo wybuch LBV połączony z oddziaływaniem z CSM mógłby trwać kilka dekad lub tylko 100 dni – w zależności od rozciągłości obszaru gęstego wiatru gwiazdowego sprzed wybuchu. Ponieważ interakcja pomiędzy falą uderzeniową i CSM jest bardzo wydajnym sposobem na zamianę energii kinetycznej wybuchu na jasność, dlatego jest prawdopodobne, że wiele fałszywych supernowych z wąskimi liniami emisyjnymi może być zasilanych w ten sposób. Ten model fali uderzeniowej mógłby pomóc w wyjaśnieniu obserwowanej wielkiej różnorodności impostorów supernowych (Smith i inni 2011a, Van Dyk & Matheson 2012). Jednak pułapka polega na tym, że nawet ten model wymaga czegoś jeszcze do stworzenia gęstego ośrodka wokółgwiazdowego (CSM), w którym rozchodzi się fala uderzeniowa. Tym czymś mogą być super-eddingtonowskie wiatry gwiazdowe lub interakcja w układach podwójnych.

4.2.3 Przyczyny wybuchów

Nieznana jest przyczyna wybuchów LBV i ich mechanizm. W modelu wiatrów SE, nawet jeżeli wiatr ma żądane tempo utraty masy, to nie wiemy dlaczego nagle jasność bolometryczna gwiazdy



Rysunek 12. Model oddziaływania z CSM dla gigantycznego wybuchu η Car. Górny panel pokazuje wizualną krzywą blasku η Car skalibrowaną do jasności absolutnej wyrażonej w L_O. Pomarańczowa krzywa pokazuje jasność generowaną podczas oddziaływania z CSM dla preferowanego modelu dotyczącego wybuchu o energii 8x10⁴⁹ ergów i ekspansji w postaci gęstego wiatru. Dolny panel pokazuje promień jako funkcję czasu, wskazując trajektorie dwóch głównych komponentów modelu:

(1) ciągły wiatr rozpędzany w kontinuum \dot{M} = 0.33 M_O/rok i V_∞ = 200 km/s "wiejący" przez 30 lat przed 1844 r. (całkowita masa 10 M_O),

(2) wybuch o energii 8x10⁴⁹ ergów w 1844 roku w czasie którego zostało wyrzucone 10 M_☉ z prędkością w zakresie od 750 do 1000 km/s. Czarna ciągła linia pokazuje wynikową trajektorię "zimnej gęstej otoczki" (CDS) podczas gdy kropkowane czarne linie zaznaczają trajektorię mgławicy Humunculus (prędkość ekspansji oszacowana na podstawie współczesnych wartości prędkości ekspansji obszarów biegunowych). Materiał źródłowy: Smith (2013).

wzrasta 5–10 razy. Nie wiemy również jak otoczka gwiazdy mogłaby przetworzyć tak duży strumień energii. W modelu eksplozji wyzwalacz wybuchu jest nieznany. W jakimkolwiek modelu coś musi "wstrzyknąć" ogromną ilość dodatkowej energii (10⁴⁸–10⁵⁰ ergów) do wnętrza gwiazdy w sposób ściśle zależny od czasu. W publikacji Smith i inni (2011a) znajduje się przegląd pewnej liczby fizycznych mechanizmów w związku z wybuchami LBV. Nie ma preferowanego wyjaśnienia, ale wydaje się, że niektóre idee są odrzucane w oparciu o bilans wymaganych wartości energii i masy. Mechanizmy te można rozważać w dwóch ogólnych kategoriach: niestabilności oraz magazynowania energii.

Niestabilność otoczki. LBV są masywnymi gwiazdami w pobliżu granicy Eddingtona. W konsekwencji ich luźno związane otoczki mogą być podatne na niestabilności typu "dziwnego" (Glatzel i inni 1999), ucieczkę masy (a.k.a. model "gejzera" – Humphreys & Davidson 1994) lub granicę krytycznej rotacji (inaczej mówiąc " Ω limit"; Langer 2012). Podczas gdy powyższe mechanizmy mogą pomóc w wyjaśnieniu niektórych nieregularnych zmian obserwowanych podczas wybuchów gwiazd LBV typu S Dorado, to jednak są niewystarczające do wyjaśnienia gigantycznych wybuchów gwiazd LBV. Jest tak, ponieważ całkowita wyrzucona masa może być znacznie większa niż masa malutkiej zewnętrznej otoczki wodorowej, gdzie stosowne niestabilności mogą się tworzyć. Wybuchy gwiazd LBV mogą mieć znacznie większą energię kinetyczną niż całkowita energia termiczna zawarta w otoczce gwiazdy.

Magazynowanie energii. Wielka ilość dodatkowej energii może być zmagazynowana i uwolniona głęboko wewnątrz otoczki gwiazdy za pomocą następujących sugerowanych mechanizmów:

- a. niestabilne spalanie (Smith & Arnett 2014),
- b. pulsacyjna niestabilność kreacji par (ang. PPI pulsational pair instability; Woosley, 2007),
- c. inne niestabilności eksplozyjnego spalania otoczki gwiazdowej (Smith & Arnett 2014),



Rysunek 13. Ilustracja jak oddziaływanie z CSM określa współcześnie obserwowany wygląd mgławicy Homunculus wokół η Car. Lewy panel pokazuje typową strukturę fal uderzeniowych, jakie powstają przy oddziaływaniach z CSM przy wybuchach supernowych typu IIn. Zimna gęsta otoczka (CDS) tworzy się po przejściu fali uderzeniowej przy kontakcie pomiędzy CSM i wyrzuconą materią i podlega ona niestabilności Rayleigh'a-Taylor'a. Środkowy panel pokazuje końcową strukturę gęstości i jonizacji po zakończeniu oddziaływania z CSM. CDS zawiera większość masy w postaci geometrycznie cienkiej otoczki, która została schłodzona do postaci gazu i pyłu i jest nieprzeźroczysta dla promieniowania UV tak, że pył pozostaje względnie chłodny. Dwa panele po prawej stronie pokazują obecnie obserwowaną strukturę mgławicy Homunculus: na górze – zdjęcie z teleskopu HST pokazujące "pstrokatą" strukturę biegunowych powierzchni, które są związane z niestabilnością Rayleigh'a-Taylor'a zimnej gęstej otoczki; na dole – rysunek pozycja vs prędkość dla linii emisyjnych H2 λ = 2,122 µm i [Fe II] λ = 1,644 µm. Biały prostokąt na tym rysunku odpowiada schematycznemu rysunkowi w środkowym panelu. Materiał źródłowy: Smith (2013).

- d. wzbudzona falami utrata masy (ang. wave-driven mass loss; Shiode & Quataert 2013),
- e. zderzenia gwiazd lub mergery w układach podwójnych (Smith & Arnett 2014).

Podczas gdy powyższe mechanizmy zapewniają wiarygodne wyniki, to jednak głównym argumentem krytycznym odnośnie wybuchów LBV jest to, że mechanizmy dotyczą niestabilności w późnych fazach spalania jądrowego. Oczekuje się, że takie niestabilności pojawiają się w ostatnich kilku latach poprzedzających kolaps jądra gwiazdy. Tymczasem wydaje się, że wiele gwiazd zmiennych LBV z masywnymi otoczkami wokółgwiazdowymi przetrwało 100–10 000 lat po gigantycznym wybuchu. Taki zarzut można jednak zmienić w zaletę w przypadku wybuchów poprzedzających "właściwy" wybuch supernowych typu IIn (patrz rozdział 6).

W tej chwili badania wybuchów LBV i wybuchów poprzedzających wybuchy supernowych są w toku. Jest to wielki nierozwiązany problem w astrofizyce. Takie zjawiska obserwuje się i bilans masy w to zaangażowanej może zdominować lub stanowić znaczną część całkowitej masy traconej przez gwiazdy masywne.

4.3 Rola utraty masy przez LBV w ewolucji gwiazd

Jeżeli ten rozdział miałby być tylko przeglądem wpływu wybuchów LBV w modelach ewolucji gwiazd, to posiadałby bardzo mało treści. Bez wyjątku – w żadnym współczesnym modelu ewolucji gwiazd nie uwzględniono gigantycznego wybuchu LBV. Jest tak, ponieważ nie wiemy jak poprawnie uwzględnić takie zjawisko. Z danych obserwacyjnych nie mamy pewnych oszacowań typowej wartości wyrzuconej masy jako funkcji masy początkowej gwiazdy, ile powtarzających się wybuchów wystąpi u danej gwiazdy lub tzw. współczynnika wypełnienia erupcjami (ang. duty cycle – pojęcie z dziedziny transmisji danych à stosunek wypełnienia impulsu; tutaj stosunek czasu trwania wszystkich wybuchów do czasu całej fazy LBV). Teoretycznie nie znamy fizycznego mechanizmu(-ów) odpowiedzialnego za to, kiedy takie erupcje pojawiają się podczas ewolucji gwiazdy lub jak gigantyczne wybuchy powinny zmieniać się w zależności od masy początkowej gwiazdy (M_{ZAMS}).

Według tradycyjnych poglądów na temat LBV, które pojawiły się w latach 80-tych i 90-tych ubiegłego wieku, są one bardzo krótką fazą przejściową ewolucji gwiazd, gdy gwiazda masywna przechodzi z fazy spalania wodoru w jądrze do fazy spalania helu (Humphreys & Davidson 1994). Poniżej pokazano typowy prosty schemat ewolucyjny:

100M $_{\odot}$: gwiazda typu O \rightarrow Of/WNH \rightarrow LBV \rightarrow WN \rightarrow WC \rightarrow Supernowe typu lbc

W scenariuszu tym silna utrata masy doświadczana przez gwiazdy LBV jest bardzo ważna do usuniecia tego co pozostało z otoczki wodorowej, gdy gwiazda opuściła ciąg główny. Po fazie LBV zostaje gwiazda typu WR. Tak krótki czas trwania tej fazy jest powodem faktu, że gwiazdy LBV są ekstremalnie rzadkie. Uważa się, że faza LBV może trwać zaledwie kilka x104 lat (Humphreys & Davidson 1994). Ale w tym standardowym obrazie zauważono pewną liczbę niezgodności. Bardzo krótki czas życia w fazie LBV został wydedukowany na podstawie założenia, że obserwowane gwiazdy LBV zajmują całą fazę przejściową. Faktycznie jest znacznie większa liczba niebieskich nadolbrzymów (BSG), które nie są widoczne w fazie wybuchu – są to tzw. kandydaci na LBV. Badając populacje gwiazd w najbliższych galaktykach, Massey i inni w 2007 roku odkryli, że jest ponad jeden rząd wielkości więcej gwiazd podobnych spektroskopowo do kandydatów LBV niż samych gwiazd LBV potwierdzonych poprzez obserwacje ich zmienności. Jeżeli uwzględnimy wszystkich kandydatów LBV, to wtedy średnio faza LBV wydłuża się z kilku 10⁴ lat do kilku 10⁵ lat. Jest to okres porównywalny z całkowitym czasem spalania helu dla bardzo masywnych gwiazd – zaprzeczając idei LBV jako obiektów czysto przejściowych. Massey (2003) wskazał na gwiazdę P Cygni jako "cichy" przykład – jej gigantyczny wybuch LBV był obserwowany w 1600 roku i dlatego nazywamy ją jasną niebieską gwiazdą zmienną (LBV). Ale od tego czasu P Cygni nie wykazała zmienności typu LBV związanej z wybuchami. Gdyby rozpoczęto rejestrację obserwacji w 1700 roku to wtedy nie mielibyśmy pojęcia, że P Cygni jest zmienną typu LBV.

Inną ważną kwestią jest wzrastająca liczba dowodów świadczących o tym, że gwiazdy LBV lub podobne do nich (masywne gwiazdy z silnym liniami wodoru, o bardzo dużym tempie utraty masy, wzbogacone w azot, wolne wiatry o prędkości 100–500 km/s., masywne otoczki wokółgwiazdowe) wybuchają jako supernowe w wyniku kolapsu jądra, ciągle jeszcze będąc w fazie zbliżonej do LBV (patrz poniżej). To nie byłoby prawdą, jeżeli gwiazdy LBV są tylko krótką fazą przejściową do fazy ewolucyjnej gwiazd WR, która z kolei trwa kolejne 0,5–1 miliona lat.

Wydłużona faza ewolucyjna gwiazd LBV oraz kolaps jądra bardzo masywnych gwiazd ($M_{ZAMS} > 40 M_{\odot}$) z nienaruszoną otoczką wodorową (przy metaliczności słonecznej Z = Z_{\odot}) są w bezpośrednim konflikcie z modelami ewolucyjnymi pojedynczych gwiazd. Dlatego status ewolucyjny i natura gwiazd LBV nadal są mało znane. To jest problem dla naszego zrozumienia ewolucji gwiazd masywnych, w której utrata masy stanowi kluczowy składnik, ponieważ gwiazdy LBV posiadają największe znane tempa utraty masy ze wszystkich gwiazd (patrz rysunek 4).

4.4 Niska metaliczność

Nie znamy jeszcze przyczyn wybuchów LBV. Ale wiemy, że ogromne obserwowane tempa utraty masy wymagaja, aby mechanizm przekazywania pędu do wyrzuconej materii nie był wiatrem gwiazdowym zależnym od metaliczności (Z), ponieważ wypływająca materia jest bardzo gruba optycznie i linie widmowe są wysycone. Wybuchy LBV mogą być albo super-eddingtonowskimi wiatrami rozpędzanymi w kontinuum, albo zjawiskami hydrodynamicznymi (gwałtowne pulsacje, eksplozje). Oba te mechanizmy są raczej niewrażliwe na Z. Ponieważ taka wybuchowa utrata masy faktycznie może być głównym składnikiem całkowitej utraty masy w gwiazdach masywnych o metaliczności słonecznej (Z = Z_{\odot}), póki co nie ma powodu by uważać, że mechanizm ten nie zadziała we wczesnym Wszechświecie. To może być ważne dla gwiazd III populacji, ponieważ uważa się, że wśród nich przeważają gwiazdy bardzo masywne. Oczywiście może się zdarzyć, że w jakiś nierozpoznany do tej pory sposób metaliczność wkradnie się do opisu tych zjawisk (np. garb nieprzeźroczystości w liniach żelaza, jakieś zależności od Z podczas wybuchu LBV, itp.). Obiekty typu LBV zostały zidentyfikowane w najbliższych karłowatych galaktykach o niskiej metaliczności (np. HD 5980 w Małym Obłoku Magellana). Ponadto często obserwuje się w galaktykach karłowatych wybuchy przypominające zmienność LBV, które poprzedzają wybuchy supernowych typu IIn (patrz rozdział 6). Więc są doświadczalne dowody, że niska metaliczność nie blokuje zjawiska wybuchowej utraty masy.

5. TRANSFER MASY W UKŁADACH PODWÓJNYCH, MERGERY I UTRATA MASY

Na konferencjach o gwiazdach masywnych częstą "śpiewką" słyszaną na zakończenie wystąpień o modelach ewolucyjnych gwiazd pojedynczych jest tekst: *"A co z układami podwójnymi?".* Po czym często zapada niekomfortowa cisza, następuje wzruszenie ramionami, nerwowy śmiech mówcy lub interwencja przewodniczącego sesji, aby przejść do poważniejszych pytań.

Tak naprawdę to jest poważny problem. Zasadniczo pominięcie skomplikowanych efektów w układach podwójnych i skupienie się modelach ewolucji gwiazd pojedynczych jest słuszne, ponieważ faktycznie musimy rozpocząć budowanie podstaw wiedzy od zrozumienia pojedynczych gwiazd. Ale jeżeli układy podwójne stanowią znaczną część obserwowanej statystyki wszystkich gwiazd, to porównanie modeli ewolucyjnych pojedynczych gwiazd z obserwowanymi właściwościami statystycznymi gwiazd i następnie sprawdzenie tego z poprawnością założeń dotyczących modeli pojedynczych gwiazd, może prowadzić do poważnych błędów. Największy wpływ układów podwójnych na obserwowany rozkład masywnych gwiazd jest związane z utratą i transferem masy przez RLOF, który przewyższa wpływ wiatrów gwiazdowych i rotacji dla większości (prawdopodobnie dla wszystkich) mas początkowych.

5.1 Masywne gwiazdy w większości są podwójne

Na podstawie badań z ostatniego dziesięciolecia mamy pewne dowody, że **większość (około 2/3-3/4) gwiazd masywnych znajduje się w układach podwójnych, które mają wystarczająco krótkie okresy orbitalne, aby gwiazdy podczas ewolucji oddziaływały ze sobą i wymieniały masę lub nawet połączyły się – tzw. "merger" (Sana i inni 2012). Było kilka kampanii obserwacyjnych w gromadach gwiazdowych, polegających na pomiarach prędkości radialnych gwiazd masywnych, które są spektroskopowo podwójne. W tych kampaniach znaleziono, że typowo 20–60 % obserwowanych gwiazd jest w układach podwójnych. Jednak obserwowany procent układów podwójnych jest tylko dolną granicą, ponieważ wartości te muszą być poprawione o układy spektroskopowo podwójne, które zostały pominięte ze względu na niskie nachylenie płaszczyzny orbity w kierunku obserwatora – za długie okresy orbitalne w stosunku do zebranych danych obserwacyjnych; za duża ekscentryczność orbity; mało-masywni towarzysze, którzy są trudni w detekcji. Pewna liczba tych układów podwójnych posiada separację orbitalną na tyle małą, że faktycznie gwiazdy mogą oddziaływać ze sobą i wymieniać masę. Typową wielkość tej separacji określa maksymalny promień czerwonego nadolbrzyma RSG (około 5AU) lub rozmiar gwiazdy LBV w czasie wybuchu (kilka AU) w zależności od masy początkowej gwiazdy (Kiminki & Kobulnicky 2012).**



Rysunek 14. Jak wymiana masy w układzie podwójnym może zmienić ścieżkę ewolucyjną gwiazdy – przykład prawdopodobnego przebiegu ewolucyjnego progenitora SN 1993J w galaktyce M81. Gwiazdy tego układu podwójnego rozpoczęły ewolucję z masami początkowymi $M_1/M_2 = 15/14 M_{\odot}$ i okresie orbitalnym 5,8 lat. Linie w kolorze niebieskim pokazują ścieżki ewolucyjne na diagramie H-R obu składników przed fazą wymiany masy, linie w kolorze czerwonym – podczas transferu masy z donora ($M_{1pocz} = 15_{\odot}$) do akceptora ($M_{2pocz} = 14_{\odot}$). W chwili wybuchu donor był pomarańczowym nadolbrzymem (typ widmowy K) o masie około 5,4 $_{\odot}$). Natomiast akceptor aktualnie posiada około 22 $_{\odot}$ (niebieski nadolbrzym B2Ia – najlepsze dopasowanie do obserwacji z 2004 roku). Na rysunku pokazano również szacowane prostokąty błędów dla obu komponentów. Materiał źródłowy: Maund i inni (2004).

Ostatnie szacunki bazujące na danych z kilku młodych gromad gwiazdowych sugerują, że po poprawieniu o błędy systematyczne mniej więcej 3/4 gwiazd masywnych w układach podwójnych posiada okresy orbitalne na tyle krótkie, że gwiazdy muszą wymienić masę lub nawet połączyć się ze sobą (Kiminki & Kobulnicky 2012, Sana i inni 2012). Sana i inni (2012) szacują, że z całej populacji masywnych gwiazd ~1/4 połączy się (merger), ~1/3 straci otoczkę wodorową przed śmiercią, ~14% będzie akreowało materię i **tylko około 1/4 masywnych gwiazd jest "efektywnie" pojedyncza** (w tym mogą być zawarte układy podwójne o bardzo rozległych orbitach). Stąd wynika, że transfer materii RLOF w układach podwójnych to nie jest czynnik, który być może należałoby uwzględnić, ale to musi dominować w obserwowanych zjawiskach utraty masy i mieszania w gwiazdach masywnych.

Również jest prawdopodobne, że ogromna większość najszybciej rotujących gwiazd (potencjalnie włączając w to wszystkie gwiazdy Be) powstała raczej w wyniku wzajemnego oddziaływania z towarzyszem w układzie podwójnym (de Mink i inni 2013), niż urodziła się jako pojedyncza szybko rotująca gwiazda. To z kolei sugeruje, że wpływ rotacji i mieszania rotacyjnego może być przeszacowany we współczesnych modelach ewolucyjnych gwiazd pojedynczych (de Mink i inni 2013).



Rysunek 15. Jak wymiana masy w układzie podwójnym może zmienić ścieżkę ewolucyjną gwiazdy – przykład prawdopodobnego przebiegu ewolucyjnego progenitora SN 1987A jako mergera (progenitor = niebieski nadolbrzym Sk-69O202). Schematyczny przebieg tego zjawiska pokazano w lewym panelu. Ta hipoteza wyjaśnia m.in. osobliwości składu chemicznego oraz powstanie potrójnej mgławicy około 20 tysięcy lat temu (patrz zdjęcie z HST w prawym panelu). Autorzy hipotezy założyli, że początkowo był to układ podwójny o masach M1/M2≈15/5 M_☉ i okresie orbitalnym większym od 10 lat. Ze względu na duży stosunek mas 15/5 oraz bardzo duży okres orbitalny, transfer masy przebiegał w sposób gwałtowny we wspólnej otoczce dopiero po wypaleniu helu w jądrze donora, doprowadzając w końcu do połączenia się obu gwiazd. To był tzw. powolny merger, gdzie zjawisko połączenia się gwiazd mogło trwać kilkaset lat. Następnie zbyt duży czerwony nadolbrzym kolejne kilka tysięcy lat kurczył się, odrzucając otoczkę. Doprowadziło to do powstania niebieskiego nadolbrzyma. Otoczka została "wywiana" przez bardzo silny wiatr niebieskiego nadolbrzyma i w ten sposób powstała potrójna mgławica wokół progenitora. Materiał źródłowy: Morrison i Podsiadlowski (2007) oraz zdjęcie z teleskopu HST.

5.2 Fizyka utraty masy w układach podwójnych

W trakcie ewolucji od ZAMS-u aż do częściowej lub całkowitej utraty otoczki wodorowej, masywne gwiazdy mają tendencję do powiększania swojego promienia. Efekt ten rozpoczyna się na ciągu głównym, gdy gwiazda w sposób ciągły zwiększa jasność i staje się coraz chłodniejsza na powierzchni. Wielkość gwiazdy znacznie rośnie, gdy opuści ciąg główny. W układach podwójnych znaczny transfer masy rozpoczyna się, gdy składnik główny rozszerzy się do takich rozmiarów, że jego fotosfera przetnie wewnętrzny punkt Lagrange'a (L1).

Dlatego początek transferu masy przez RLOF (skrót z języka angielskiego "Roche Lobe OverFlow" → "przepływ (masy) przez powierzchnię Roche'a") bardzo zależy od początkowej separacji orbitalnej. Może on wystąpić, gdy składnik główny (donor) jest jeszcze na ciągu głównym (okres orbitalny = kilka dni) lub gdy opuszczając ciąg główny – rozszerzy się do znacznie większych rozmiarów nadolbrzyma (okres orbitalny = kilkadziesiąt lub więcej dni). Transfer masy RLOF, gdy donor jest na ciągu głównym nazywa się przypadkiem A (ang. case A, patrz rysunek 16). Podczas gdy przypadek B (ang. case B) dotyczy transferu masy RLOF podczas spalania wodoru w otoczce i przypadek C (ang. case C) dotyczy spalania helu w jądrze (Langer 2012). Transfer masy staje się coraz bardziej niestabilny i gwałtowny od przypadku A do C. W niektórych przypadkach jest to związane z dynamicznymi zjawiskami, wspólną otoczką, akrecją, mergerami. Tempo transferu masy również jest bardzo wrażliwe na stosunek masy q = M₁/M₂ (q ≥ 1) i rośnie dla coraz większych wartości q. W przypadku "A" orbita rozszerza się i transfer masy spada, gdy q zbliża się do 1.

Tempo transferu masy (a stąd tempo utraty masy ze składnika głównego / donora) może być bardzo duże i może znacznie przekroczyć tempo utraty masy wiatru rozpędzanego liniami widmowymi (patrz rysunek 4). Fizyka transferu masy podczas RLOF jest skomplikowana i zależna od czasu. Jest wiele wątpliwości dotyczących właściwej analizy układów kontaktowych zarówno w zakresie utraty masy jak i momentu pędu. Ogólnie zakłada się, że w najsilniejszej fazie RLOF tempo transferu masy (M) jest ograniczone przez termiczną skalę czasową gwiazdy masywnej z otoczką promienistą:

$$\dot{M}$$
 = (Mo – M_{WR}) / τ_{KH}

gdzie:

 τ_{KH} – termiczna (Kelvin'a-Helmholtz'a) skala czasowa otoczki gwiazdowej (ang. stellar envelope), Mo – masa początkowa gwiazdy,

M_{WR} – masa gwiazdy WR.

Dlatego tempo transferu masy może być największe dla najbardziej masywnych i najjaśniejszych gwiazd, które mają krótkie termiczne skale czasowe. Wynikowe tempo transferu masy może być ekstremalnie wysokie. Podczas szybkiego transferu w przypadku A, B lub C może osiągnąć wartość nawet 10^{-3} M_{\odot}/rok lub więcej (Langer 2012). Aczkolwiek jest to duży zakres wartości (tylko rząd wielkości jest pokazany na rysunku 4 dla wartości M). Dlatego przy termicznej skali czasowej rzędu 10^4 lat, transfer masy RLOF w układzie podwójnym jest zdolny do prawie całkowitego usunięcia otoczki wodorowej gwiazdy masywnej, tworząc z niej gwiazdę WR. Gdy RLOF kończy się, promień gwiazdy zmniejsza się, pozostawiając cienką warstwę wodoru na powierzchni gwiazdy.

Fizyka i obserwowana fenomenologia fazy RLOF i wspólnej otoczki może być bardzo skomplikowana i prawdopodobnie mogłaby zapełnić kilka artykułów przeglądowych. Główne wątpliwości dotyczą zakresu, z jakim ten transfer masy jest "zachowawczy" (de Mink i inni 2007). Pod pojęciem **"zachowawczego transferu masy"** należy rozumieć transfer masy RLOF, ale bez znacznej utraty masy z całego układu podwójnego. Powiązanym problemem jest pytanie jak gwiazda zyskująca masę (tzw. akceptor, ang. gainer) zareaguje na przekazany moment pędu, który może doprowadzić do rotacji z prędkością krytyczną (de Mink i inni 2013) i dalszej ewolucji orbity. Tutaj najważniejszym dla nas sprawą jest skupienie się na wyniku netto: duża ilość masy jest "natychmiast" (względem nuklearnej skali czasowej) usuwana z jednej gwiazdy i jej większość (lub całość) jest akreowana



Rysunek 16. Ilustracja przypadków A,B,C transferu masy RLOF w układzie podwójnym (ang. case A, B, C). Rysunek pokazuje ewolucyjne zmiany promienia gwiazdy (donor) $M_1 = 5 M_{\odot}$ w czasie (tutaj akceptorem jest gwiazda $M_2 = 2 M_{\odot}$). W zależności od okresu orbitalnego P, donor wypełni swoją powierzchnię Roche'a w układzie podwójnym w różnym momencie ewolucji i wtedy rozpoczyna się wypływ(transfer) masy przez punkt L1. Przypadek A transferu RLOF występuje w bardzo ciasnych układach podwójnych (tutaj okres orbitalny: $P \le 1,5$ dnia), gdy donor jest na ciągu głównym (spala wodór w jądrze). Przypadek B transferu RLOF ma miejsce w czasie spalania wodoru otoczce donora (tutaj okres orbitalny: $1,5 \le P \le 87$ dni). Przypadek C transferu RLOF dotyczy spalania helu w jądrze donora (tutaj okres orbitalny: $87 \le P \le 4300$ dni). Materiał źródłowy: Podsiadlowski (2010).

przez drugą gwiazdę. Pozbawienie otoczki składnika głównego w układzie podwójnym ma podobną efektywność do również "natychmiastowego" usunięcia ~10 M_☉ w gigantycznej erupcji LBV (patrz rozdział 4.1). Faktycznie ich tempa utraty masy są podejrzanie podobne na rysunku 4. Jest całkiem prawdopodobne, że niektóre gigantyczne wybuchy LBV są ekstremalnymi transferami masy RLOF lub mergerami w układach podwójnych (wiele obiektów LBV lub kandydatów na LBV posiada tylko jedną masywną otoczkę wokółgwiazdową). Podsiadlowski i inni (2010) analizowali ekstremalne przypadki, gdzie mieszanie się świeżego paliwa jądrowego z głębszymi warstwami podczas zlewania się dwóch gwiazd (tzw. merger) może prowadzić do eksplozyjnego spalania i odrzucenia otoczki wodorowej (jest to reminiscencja idei eksplozyjnej tłumaczącej gigantyczne wybuchy LBV).

Jest kilka ograniczeń obserwacyjnych na tempo utraty i transferu masy w układach podwójnych w fazie RLOF. Ponieważ najbardziej aktywna faza jest bardzo krótka (~10⁴ lat = mniej niż 1% czasu ewolucji gwiazdy masywnej), układy podwójne znajdujące się w danej chwili na etapie silnej wymiany masy RLOF są rzadkie (patrz de Mink i inni 2007) Najczęściej obserwujemy dłużej trwające transfery masy dla przypadku A, gdzie również tempo transferu masy jest mniejsze. Jednym z lepiej poznanych przykładów układów z transferem masy w przypadku A jest układ podwójny RY Scuti o okresie orbitalnym 11 dni. Składa się on z komponentów o przybliżonych masach 8 i 30 M $_{\odot}$ z gwiazdą zyskująca masę otoczoną przez nieprzeźroczysty dysk (Grundstrom i inni 2007) i przestrzennie rozdzieloną toroidalną mgławicę (Smith i inni 2011c).

Warto wspomnieć o obiekcie z większą separacją orbitalną (prawdopodobnie przypadek C transferu masy), czyli o sławnym żółty hiperolbrzymie (YHG) HR 5171A, u którego ostatnio Chesneau i inni (2014) odkryli transfer masy techniką interferometrii (szczegóły na rysunku 18). System ten daje wskazówkę, że niektóre żółte hiperolbrzymy (YHG) zamiast bycia efektem utraty masy podczas ewolucji pojedynczego czerwonego nadolbrzyma (RSG), faktycznie mogą być układami podwójnymi o dłuższych okresach orbitalnych, w których transfer masy RLOF przerywa dalszą ewolucję składnika głównego w stronę czerwoną na diagramie H-R. Ponieważ towarzysz nie został odkryty do czasu użycia techniki interferometrycznej, to również pokazuje, że takie układy podwójne mogą być łatwo pominięte. Ciekawe, że podobny przypadek pozagalaktycznego układu zaćmieniowego z YSG został odkryty przez Prieto i inni (2008b) w galaktyce karłowatej Holmberg IX (satelita M81, inne oznaczenie UGC 5336). Dlatego oprócz tych rzadkich przypadków, większość naszej empirycznej wiedzy o RLOF pochodzi z obserwacji częściej występujących układów podwójnych po fazie RLOF, czyli systemów WR+OB. Jednak ich wynikowe modele zależą od pewnej liczby założeń.



Rysunek 17. Zdjęcie układu podwójnego RY Scuti (teleskopy HST i Keck), w którym aktualnie obserwuje się transfer masy RLOF w przypadku A. Materiał źródłowy: Smith i inni (2011c).



Rysunek 18. Odkrycie towarzysza żółtego hiperolbrzyma (YHG) HR 5171A na zdjęciach uzyskanych techniką interferometrii w zakresie podczerwonym (λλ ~1,3 μm, 1,7 μm, 2,1 μm i 2,5 μm). Skrót "mas" oznacza "mili arcsecond" (milisekunda łuku), gdyż rozdzielczość tych zdjęć wynosi nawet poniżej 0,001". Materiał źródłowy: Chesneau i inni (2014).

5.3 Modele ewolucyjne układów podwójnych i synteza populacji

Idea, że transfer masy RLOF w układzie podwójnym pozbawia otoczki wodorowej i prowadzi do powstania gwiazd WR i następnie supernowych typu Ibc pochodzi z dawnych czasów (polski astronom B. Paczyński rozwinął tą myśl około 1967 roku). Jak już wspomniano we wstępie, pogląd ten został porzucony na rzecz wiatrów gwiazdowych rozpędzanych liniami widmowymi, ale obecnie odżywa z powodu mniejszych wartości tempa utraty masy i bardzo dużego procenta układów podwójnych wśród gwiazd masywnych. Obecnie jest oczywistym, że złożoność transferu masy RLOF i wielu jego zmiennych parametrów stanowi niedogodność, którą należy uwzględniać.

Układy podwójne przed i po fazie interakcji gwiazd w dużej mierze zachowują się jak gwiazdy pojedyncze. Dlatego modele ewolucyjne układów podwójnych zawierają wszystkie założenia i niepewności, które są związane z gwiazdami pojedynczymi takie jak:

- a. sposób traktowania konwekcji,
- b. założenia odnośnie "bezwładności" konwekcji (ang. "convective overshoot" bąble gazu nie zatrzymują się natychmiast w obszarze, gdzie przestają być spełniane kryteria matematyczne na istnienie konwekcji, ale wskutek bezwładności materii wylatują nieco poza ten obszar),
- c. znaczenie mieszania spowodowanego rotacją,
- d. dyfuzja momentu pędu,
- e. i oczywiście zjawisko utraty masy (Maeder & Maynet 2000, Woosley i inni 2002).

Opis ewolucji układów podwójnych wymaga wprowadzenia dodatkowych parametrów (Langer 2012). Całkowita masa tracona lub transferowana podczas RLOF, tempo transferu masy M, ilość momentu pędu traconego / transferowanego i zależność czasowa powyższych wielkości fizycznych od czasu – to wszystko zależy od następujących warunków początkowych:

- 1. początkowy stosunek masy donor/akceptor "q",
- 2. początkowa masa donora,
- 3. początkowa separacja orbitalna,
- 4. ekscentryczność orbity,
- 5. względne tempa utraty masy dla obu gwiazd wskutek wiatrów gwiazdowych.

Zwykle jest pomijany jeszcze bardziej złożony opis układów podwójnych. Policzenie siatki szczegółowych modeli ewolucyjnych układów podwójnych, które uwzględniłyby opisaną powyżej przestrzeń parametrów oraz rotację i mieszanie w gwiazdach, wymagałoby użycia sporego procenta mocy obliczeniowej komputerów na całej Ziemi. Dlatego współczesne modele ewolucyjne układów podwójnych i syntezy populacji gwiazdowych muszą korzystać z założeń upraszczających (Langer 2012). Synteza modeli populacji układów podwójnych pokazała, że transfer masy RLOF w sposób naturalny jest uwzględniony w wielu obserwowanych rozkładach statystycznych rodzajów gwiazd, jak również we względnych stosunkach różnych rodzajów supernowych (np. Dessart i inni 2011, Sana i inni 2012, Yoon i inni 2010). Wcześniejsze badania doprowadziły do konkluzji dotyczącej ułamka oddziałujących ze sobą układów podwójnych, który byłby wymagany do zachowania zgodności z danymi obserwacyjnymi. Jeżeli ostatnie szacunki bardzo wysokiego procenta układów podwójnych są poprawne, to wydaje się nieuniknione, że ewolucja w układach podwójnych jest dominującym sposobem tworzenia obserwowanej populacji gwiazd WR i supernowych lbc (patrz rozdziały 6.1 i 6.2).

Synteza populacji układów podwójnych może w sposób naturalny wyjaśnić właściwości statystyczne gwiazd masywnych takie, jak obserwowany stosunek liczby gwiazd WR do OB, względne liczby różnych typów supernowych, itp. Jednakże modele ewolucyjne pojedynczych gwiazd nie powinny poprawnie tego opisać – przecież pojedyncze gwiazdy masywne są w mniejszości. Chodzi o to, że uwzględniając wydajne mieszanie spowodowane rotacją i zbyt silne wiatry gwiazdowe, modele gwiazd pojedynczych "naśladują" rezultaty, które w rzeczywistości są w dużym stopniu zdominowane przez transfer RLOF w układach podwójnych. Poprawność przyjętych założeń fizycznych w modelach ewolucyjnych pojedynczych gwiazd powinna zostać zweryfikowana – włączając w to, oprócz przeszacowanego tempa utraty masy, podejście do rotacji i konwekcji.

5.4 Niska metaliczność

Fizyka transferu masy RLOF jest rządzona przez grawitacyjne oddziaływanie dwóch gwiazd i jest niewrażliwa na metaliczność (Z) transferowanej materii. Dlatego niezależność od Z dla ekstremalnej utraty masy wymuszonej przez RLOF jest zasadniczo podobna do wiatrów rozpędzanych kontinuum i wybuchów jasnych niebieskich gwiazd zmiennych LBV (Smith & Owocki 2006). Powinno to mieć poważne konsekwencje dla populacji zaawansowanych ewolucyjnie gwiazd i supernowych o małym Z. Aczkolwiek ten aspekt nie był jeszcze głębiej analizowany w literaturze astronomicznej.

Z danych obserwacyjnych wynika zależność od metaliczności wartości takich jak stosunek liczby gwiazd WC/WN (Massey 2003) oraz względny stosunek supernowych typu Ibc do II (np. Prieto i inni 2008a). Jednak powinniśmy być ostrożni, gdyż nawet RLOF w układach podwójnych może być w jakiś sposób zależny od metaliczności, ponieważ metaliczność wpływa na nieprzeźroczystość w otoczce gwiazdowej i skutkiem tego na promień gwiazdy. Przy mniejszej nieprzeźroczystości, gwiazdy o niskim Z są bardziej zwarte (Heger i inni 2003, Maeder & Meynet 2000). Początek transferu RLOF głównie zależy od promienia gwiazdy – donora. Dlatego populacja gwiazd o małej metaliczności Z średnio może być mniej dotknięta przez RLOF niż populacja gwiazd o metaliczności słonecznej (Z = Z_{\odot}). Można łatwo się pomylić i przypisać taką obserwowaną zależność od Z w całości dla wiatrów rozpędzanych liniami widmowymi. Dlatego zależność (lub niezależność) od Z dla transferu RLOF zasługuje na dodatkowe badania. Oczywiście ekstrapolacja RLOF na małe wartości Z również wymaga szczegółowej wiedzy na temat fizyki powstawania układów podwójnych i rozkładu końcowych okresów orbitalnych jako funkcji Z – co nie jest łatwe do uzyskania, ale może być całkiem ważne. Będzie to miało silny wpływ na inne kwestie w astrofizyce, z których najbardziej oczywistą są progenitory wybuchów promieniowania gamma (GRB).

Tym nie mniej, nawet jeżeli przyjmiemy całkowity brak zależności od Z dla RLOF, to obserwowane relacje Z dla stosunków liczby gwiazd WC/WN i supernowych lbc/II nie przeczą dominujące roli RLOF w układach podwójnych. Ważne dla interpretacji podtypów gwiazd WR i progenitorów supernowych jest to, że nawet jeżeli gwiazda zostanie pozbawiona otoczki przez RLOF, to dalsza ewolucja od gwiazdy WN do WC (i typów supernowych od IIb do Ib i Ic) jest nadal głównie określona przez zależność Z w wiatrach rozpędzanych liniami widmowymi. Ten temat będzie dyskutowany w następnym rozdziale.

Koniec części 2

DODATEK:

Zaawansowane ewolucyjnie masywne gwiazdy II: gorące typy widmowe (rozdział 4)

- » WR: (ang. Wolf-Rayet star) gwiazda Wolfa-Rayeta. Masywne gwiazdy spalające hel z bardzo silnymi liniami emisyjnymi helu w widmach, generowanych przez bardzo silne wiatry gwiazdowe. WN (WR z liniami emisyjnymi N) i WC (WR z liniami emisyjnymi C) są odsłoniętymi jądrami helowymi gwiazd masywnych, które zostały pozbawione swoich otoczek wodorowych w wyniku utraty masy. Przykłady: γ2 Vel, EZ CMa.
- » LBV: (ang. Luminous Blue Variable) jasna niebieska gwiazda zmienna. Grupa zaawansowanych ewolucyjnie gwiazd, które wykazują wybuchową / erupcyjną utratę masy lub nieregularną zmienność. Jest to połączenie różnych podtypów gwiazd, obejmujących gigantyczne wybuchy (zmienne typu η Car), zmienne typu S Doradus, zmienne typu α Cygni, gwiazdy P Cygni, gwiazdy zmienne Hubble-Sandage'a, etc. Większość z nich posiada silne wiatry gwiazdowe i silne linie emisyjne w widmach. Kandydatami LBV są gwiazdy, które posiadają podobne widma jak

LBV lub/i otoczki pyłowe. U kandydantów na LBV jeszcze nie zaobserwowano zmienności typu LBV. Przykłady: η Car, P Cygni, AG Car, S Dor, HR Car.

- » BSG: (ang. Blue SuperGiant) niebieski nadolbrzym. Masywne gwiazdy o typach widmowych B w fazie ewolucyjnej post-MS. Nie jest dobrze rozumiana względna liczba niebieskich nadolbrzymów na diagramach H-R wypełnionych obserwacyjnymi danymi gwiazdowych populacji. Przykłady: Sk -69 202, Sher 25.
- Be/B[e]: (ang. Be and B[e] stars) gwiazdy typu Be i B[e]. Gwiazdy typu widmowego B z silnymi i zwykle zmiennymi w czasie liniami emisyjnymi. Często pokazują dowody na istnienie struktur podobnych do dysków w ośrodku wokółgwiazdowym (CSM). Gwiazdy Be szybko się obracają. Ich prędkość rotacji mogła się zwiększyć w wyniku wzrostu momentu pędu spowodowanego akrecją masy w układzie podwójnym. Gwiazdy B[e] wykazują silne wzbronione linie emisyjne i nadwyżkę promieniowania w podczerwieni, pochodzącą od pyłu, które tłumaczy się powstaniem wokółgwiazdowego dysku lub torusa. Niektóre z tych gwiazd są zaawansowanymi ewolucyjnie nadolbrzymami o dużej jasności podobnymi do zmiennych typu LBV. Przykłady: y Cas (typ Be), R4 w Małym Obłoku Magellana (typ B[e]).

MATERIAŁY ŹRÓDŁOWE

- » Arnett WD, Meakin C. 2011. ApJ, 741: 33
- » Chesneau O, Meilland A, Chapellier E, et al. 2014
- » de Mink SE, Pols OR, Hilditch RW. 2007. A & A, 467: 1181
- » de Mink SE, Langer N, Izzard RG, Sana H, de Koter A. 2013. ApJ, 764: 166
- » Dessart L, Hillier DJ, Livne E, et al. 2011. MNRAS, 414: 2985
- » Glatzel W, Kiriakidis M, Chernigovskij S, Fricke KJ. 1999. MNRAS, 303: 116
- » Grafener G, Owocki SP, Vink JS. 2012. A & A, 538: A40
- » Groh JH, Hillier DJ, Damineli A, et al. 2009. ApJ, 698: 1698
- » Grundstrom ED, Gies DR, Hillwig TC, et al. 2007. ApJ,667: 505
- » Guzik JA, Lovekin CC. 2012. Astron. Rev., 7: c13 – wersja poprawiona cytowanego artykułu z 2014 roku
- » Heger A, Fryer CL, Woosley SE, Langer N, Hartmann DH. 2003. ApJ, 591: 288
- » Hubble E, Sandage A. 1953. ApJ, 118: 353
- » Humphreys RM, Davidson K. 1994. PASP, 106: 1025
- » Kiminki DC, Kobulnicky HA. 2012. ApJ, 751: 4
- » Langer N. 2012. ARA & A, 50: 107
- » Maeder A, Meynet G. 2000. ARA & A, 38: 143
- » Massey P. 2003. ARA & A, 41: 15,
- » Maund i inni 2004, Nature 427, 129–131
- » Morrison i Podsiadlowski, 2007

- » Owocki SP, Gayey KG, Shaviv NJ. 2004. ApJ, 616: 525
- » Owocki & Shaviv,2010
- » Paczyński B. 1967. Acta Astronomica, 17: 355
- » Podsiadlowski 2010
- » Prieto JL, Stanek KZ, Beacom JF. 2008a. ApJ, 673: 999
- » Prieto JL, Stanek KZ, Kochanek CS, et al. 2008b. ApJ, 673: L59
- » Rest A, Prieto JL, Walborn NR, et al. 2012. Nature, 482: 375
- » Shaviv, 2001
- » Shiode J, Quataert E. 2013. preprint (arXiv:1308.5978)
- » Smith N, Vink JS, de Koter A 2004. ApJ, 615: 475
- » Smith N, Hartigan P. 2006. ApJ, 638: 1045
- » Smith N, Owocki SP. 2006. ApJ, 645: L45
- » Smith i inni, 2011a. MNRAS, 415: 773
- » Smith i inni, 2011c. MNRAS, 418: 1959
- » Smith N. 2013. MNRAS, 429: 2366
- » Smith N. & Arnett W.D. 2014 ApJ 785 82
- » Tammann GA, Sandage A. 1968. ApJ, 151: 825
- » Van Dyk SD, Matheson T. 2012. ApJ, 746: 179
- » Woosley SE, Heger A, Weaver TA. 2002. Rev. Mod. Phys. 74: 1015
- » Woosley SE, Blinnikov S, Heger A. 2007. Nature, 450: 390
- » Yoon SC, Cantiello M. 2010. ApJ, 717: L62

E DOG Aktywności

Aktywności Słońca Kwartał 2014r

opracował: Adam Derdzikowski

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 mail: tossun1@wp.pl, tossun@interia.pl, adamderdzikowski@wp.pl



Główne indeksy aktywności słonecznej na październik 2014

Średnie miesięczne**: R = 91,74, F = 8,15, CV = 73,55**

Szacunkowa średnia miesięczna powierzchnia plam wyniosła: S = 1495,50 [p.p.s - MH.].

Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV
1	145	9	120	11	44	8	45	21	85	10	95
2	117	10	90	12	34	6	30	22	97	-	113
3	127	9	71	13	55	7	40	23	126	8	123
4	109	9	68	14	72	7	46	24	122	8	94
5	105	8	53	15	80	8	52	25	119	-	105
6	89	9	51	16	64	-	31	26	129	8	107
7	82	7	60	17	68	-	49	27	106	9	92
8	86	-	65	18	73	11	97	28	98	8	97
9	74	7	48	19	93	9	93	29	96	7	96
10	58	7	37	20	95	7	110	30	109	7	59
								31	87	9	43



Główne indeksy aktywności słonecznej na listopad 2014

Średnie miesięczne: : **R = 95,67, F = 7,60, CV = 94,20** Szacunkowa średnia miesięczna powierzchnia plam wyniosła: **S = 804,75[p.p.s – MH.].**

Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV
1	92	9	46	11	75	9	65	21	52	-	100
2	89	7	60	12	91	-	81	22	71	-	99
3	116	8	62	13	104	-	95	23	68	9	109
4	125	7	77	14	99	-	89	24	90	7	161
5	132	5	101	15	105	-	108	25	71	-	158
6	115	9	65	16	110	-	97	26	94	-	87
7	83	-	67	17	83	-	97	27	134	-	119
8	93	8	55	18	82	-	67	28	133	3	153
9	63	9	62	19	69	-	70	29	148	8	179
10	62	9	50	20	80	-	86	30	141	7	161



Główne indeksy aktywności słonecznej na grudzień 2014

Średnie miesięczne**: : R = 113,0 , F = 8,13 , CV = 117,32**

Szacunkowa średnia miesięczna powierzchnia plam wyniosła: : S = 1116,56 [p.p.s - MH.].

Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV	Dzień	R	F	CV
1	131	-	181	11	101	-	117	21	135	10	165
2	129	6	125	12	132	10	141	22	122	-	157
3	120	-	106	13	147	12	126	23	110	-	143
4	83	5	86	14	152	9	136	24	89	-	97
5	71	-	77	15	161	-	153	25	92	10	82
6	75	-	67	16	162	-	186	26	100	7	70
7	58	-	88	17	161	-	177	27	103	-	79
8	81	-	113	18	140	-	155	28	111	9	78
9	70	5	71	19	138	-	157	29	101	6	80
10	83	7	88	20	141	9	153	30	110	6	89
								31	94	11	94

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



Powierzchnia plam





Liczby wolfa XXIV cyklu



Nr	В	L	Р	S	Nr	В	L	Р	S
237	-11	238	20 IX – 2 X	50	282	15	298	13 – 16 XI	2
238	-15	249	20 IX – 1 X	15	283	-13	224	14 – 26 XI	27
240	14	263	25 IX – 1 X	28	284	-8	275	15 – 20 XI	5
241	7	210	29 IX – 5 X	9	285	-12	208	16 – 21 XI	5
242	10	172	25 IX – 5 X	13	286	10	209	16 – 18 XI	3
243	-5	143	28 IX – 9 X	6	287	-14	166	19 XI – 1 XII	16
244	-10	142	29 IX – 5 X	2	288	-20	222	22 – 24 XI	8
245	10	200	30 IX – 1 X	3	289	-17	129	23 XI – 4 XII	9
246	-10	160	30 IX – 8 X	8	290	2	165	24 XI – 2 XII	2
247	15	92	2 – 7 X	3	291	-16	150	24 – 29 XI	3
248	-13	122	3 – 11 X	7	292	18	111	24 XI – 6 XII	5
249	-17	81	3 – 10 X	3	293	7	91	26 XI – 4 XII	13
250	-14	61	6 – 10 X	4	294	-17	88	26 XI – 7 XII	18
251	-21	19	8 – 19 X	3	295	-21	94	27 – 29 XI	1
252	-10	321	11 – 24 X	5	296	12	152	28 XI – 2 XII	1
253	16	26	13 – 15 X	2	297	10	171	29 XI – 30 XI	3
254	-12	308	13 – 15 X	4	298	-16	110	30 XI – 5 XII	8
255	22	343	14 – 15 X	3	299	-17	45	30 XI – 1 XII	1
256	23	300	15 – 16 X	2	300	-4	3	2 – 14 XII	12
257	-14	249	17 – 30 X	61	301	-5	329	5 – 5 XII	1
258	4	285	16 – 26 X	14	302	-24	21	6 – 7 XII	3
259	-11	305	19 – 20 X	1	303	9	295	8 – 15 XII	11
260	-13	204	20 – 31 X	3	304	-15	318	8 – 17 XII	30
261	10	183	22 X – 3 XI	8	305	-10	268	8 – 20 XII	7
262	-13	165	24 – 30 X	7	306	2	322	8 – 17 XII	15
263	-4	160	24 X – 1 XI	3	307	-14	250	10 – 19 XII	7
264	-14	195	28 – 30 X	3	308	-17	246	11 – 22 XII	4
265	15	134	30 X – 6 XI	11	309	12	253	13 – 19 XII	6
266	-14	100	30 X – 9 XI	7	310	12	219	13 – 21 XII	5
267	6	85	30 X – 9 XI	7	311	-10	215	13 – 24 XII	24
268	-18	127	31 X – 6 XI	3	312	-20	238	14 – 23 XII	35
269	5	72	1 – 8 XI	5	313	-8	280	16 – 16 XII	1
270	1	80	2 – 6 XI	2	314	-5	160	19 – 24 XII	8
271	-7	161	3 – 5 XI	3	315	3	130	21 – 24 XII	2
272	-14	38	4 – 6 XI	2	316	19	110	21 XII - ?	(2)
273	12	11	4 – 16 XI	19	317	-25	100	21 – 28 XII	4
274	-13	14	4 – 8 XI	2	318	-12	161	22 – 30 XII	10
275	-18	15	4 – 6 XI	1	319	-19	81	23 XII - ?	(9)
276	1	79	7 – 7 XI	1	320	-6	160	25 – 27 XII	1
277	-11	321	8 – 15 XI	1	321	8	142	25 – 30 XII	1
278	-13	303	9 – 20 XI	14	322	-16	49	26 XII - ?	(8)
279	6	301	10 – 13 XI	2	323	-21	25	28 XII - ?	(7)
280	5	5	12 – 16 XI	3	324	6	85	28 – 28 XII	1
281	-15	265	12 – 17 XI	6	325	-8	2	31 XII - ?	(17)
					326	-23	41	31 XII - ?	(5)

Dane dotyczące powstałych grup słonecznych

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

Dane obserwacyjne i Komunikaty nr 10-12/2014 opracowali: Piotr Urbański, Zbigniew Ziółkowski, Grzegorz Dałek.

Obserwatorzy: G. Araujo (Hiszpania), H. Barnes (Nowa Zelandia), R. Battaiola (Włochy), M. Biesiada, A. Chrapek, G. Dałek, A. Derdzikowski, J. Derdzikowska, M. Leventhal (Australia), P. Madaliński, G. Morales (Boliwia), P. Musialski, G-Lutz Schott (Niemcy), M. Sidor, M. Suzuki (Japonia), P. Urbański, Z. Ziółkowski .

Wykres Motyla dla XXIV Cyklu wg. obserwacji TOS



Podsumowanie IV kwartału 2014 roku pod względem aktywności słonecznej

Aktywność słoneczna w ostatnim kwartale 2014 roku utrzymała się na dotychczasowym, dość wysokim poziomie. Wydaje się, że drugie maksimum aktywności XXIV Cyklu ulegnie niewielkiemu przedłużeniu i podczas pierwszego kwartału 2015 roku nie należy spodziewać się zauważalnego spadku aktywności. Opinię taką można sformułować przede wszystkim w oparciu o Komunikat TOS 12/2014.

W grudniu odnotowano wysoką aktywność w zakresie wszystkich indeksów, a wartość indeksu CV osiągnęła drugą wysokość podczas obecnego cyklu. Oznacza to, iż na Słońcu pojawiło się dużo zaawansowanych typów grup, wykazujących znaczną "żywotność". Istnienie rozległych aktywnych obszarów w fotosferze, gdzie występuje silne pole magnetyczne, może być przez jeszcze długi czas źródłem kolejnych dużych grup plam.

Ponadto, zgodnie z oczekiwaniami, drugie maksimum cyklu wyraźnie dominuje nad pierwszym, co widać niemal na każdym z załączonych wykresów. Obecny poziom aktywności z pewnością daleki jest od imponującego maksimum poprzedniego cyklu, jednakże Słońce prezentuje stabilną aktywność.

Ta stabilność i efektowne grupy plam to niewątpliwa zachęta do wzięcia udziału w naszym słonecznym konkursie...

Adam Derdzikowski



Słoneczny konkurs

Towarzystwa Obserwatorów Słońca im. Wacława Szymańskiego Ogłoszenie konkursowe

Redakcja Proximy we współpracy z Towarzystwem Obserwatorów Słońca im. Wacława Szymańskiego ogłasza konkurs dla obserwatorów Gwiazdy Dziennej. Prace konkursowe (szkice i fotografie) można zgłaszać do końca 2015 roku, a każdy kolejny numer biuletynu w bieżącym roku będzie oznaczał kolejny etap, podczas którego będą przyznawane punkty od każdego z oceniających oraz będą wyłaniani etapowi zwycięzcy.

Wszystkie wyróżniające się prace, w tym prace trzech najlepszych na danym etapie autorów będą publikowane w naszym biuletynie oraz na łamach "Współpracy Obserwatorów Słońca". Zdobyte przez wszystkie etapy punkty będą sumowane po ostatnim z nich i na podstawie ich ilości będzie wyłoniony zwycięzca naszego konkursu. Ogłoszenie wyników nastąpi w Proximie nr 1/2016, będą one także opublikowane na stronie internetowej TOS.

Ponieważ ciężko porównywać różne techniki i różne podejścia do tematu, postanowiliśmy wyodrębnić dwie kategorie konkursowe:

Kategoria 1: szkic tarczy lub fragmentu tarczy słonecznej,Kategoria 2: fotografia tarczy lub fragmentu tarczy słonecznej.

Zgłaszając prace konkursowe należy podać następujące dane:

- * imię i nazwisko (lub nick) autora,
- * sprzęt użyty do obserwacji (teleskop, filtry, okulary, kamery, soczewki barlowa itd.),
- * programy wykorzystane do obróbki, bądź technikę, w której została wykonana grafika,
- * moment wykonania zdjęcia lub szkicu (data RRRR–MM–DD i godzina w UT),
- * warunki pogodowe (wystarczy krótki opis np. seeing dobry, bezwietrznie, stopień i rodzaj zachmurzenia).

Mile widziane będą dodatkowe informacje w postaci analizy lub opisu uwiecznionych obiektów, czyli na przykład w przypadku sfotografowania grupy plam, dokonanie klasyfikacji danej grupy zgodnie z klasyfikacją McIntosha, a w przypadku całej tarczy słonecznej – wyznaczenie liczby Wolfa lub innych indeksów, bądź sklasyfikowanie protuberancji uwiecznionych za pomocą teleskopu z odpowiednim filtrem itp. W tym aspekcie naszego konkursu autorom prac zostawiamy wolną rękę i miejsce na inwencję twórczą. Ponieważ obserwator nieba powinien wiedzieć, co uwiecznia, a swoją pasję uprawiać świadomie, dokładne opisy i klasyfikacje, bądź wyznaczanie aktywności na podstawie zgłoszonej obserwacji, będzie traktowane jako czynnik mogący mieć wpływ na ocenę zgłoszonej pracy. Ten dodatkowy aspekt pozwoli być może na wyrównanie szans wynikających z faktu, iż wielu obserwatorów słońca dysponuje diametralnie różnym jakościowo sprzętem.

Dla najlepiej szkicujących i najlepiej fotografujących uczestników konkursu przewidziano nagrody. Będzie to z pewnością element motywujący do uczestniczenia w konkursie, jednakże najważniejszą jego treścią będzie niewątpliwie zabawa i rywalizacja, praca nad własnym warsztatem obserwatorskim, poznawanie technik szkicowania oraz fotografowania, a także śledzenie naszej Gwiazdy Dziennej i zjawisk zachodzących na jej powierzchni w czasie bieżącego, XXIV Cyklu aktywności. Na koniec naszego konkursu opublikowane zostaną wszystkie przysłane prace w specjalnej galerii.

Prace konkursowe należy wysyłać na adres: proxima@astronomica.pl, tytuł wiadomości powinien zawierać informację: "Konkurs TOS – imię i nazwisko lub nick".

Zapraszamy do zabawy!

Regulamin konkursu

- 1. Redakcja "Proximy" we współpracy z Towarzystwem Obserwatorów Słońca im. Wacława Szymańskiego prowadzi konkurs dla obserwatorów Gwiazdy Dziennej. Ocenę prac prowadzić będzie jury w składzie: Krzysztof Kida (redaktor naczelny biuletynu Proxima), Marian Legutko (Proxima), Adam Derdzikowski (Proxima, TOS) oraz Piotr Urbański (TOS).
- 2. Prace zgłaszane do konkursu (szkic lub fotografię Słońca) można wysyłać do końca miesiąca poprzedzającego miesiąc, w którym nastąpi wydanie każdego kolejnego numeru biuletynu "Proxima", który będzie zawierał wyniki danego etapu, a także klasyfikację generalną uczestników biorących udział w konkursie po wszyst-kich dotychczasowych etapach.
- **3.** Konkurs będzie trwał od 1 lutego do 31 grudnia 2015 roku, zatem będzie składał się z 4 etapów. Cząstkowe wyniki konkursu będą publikowane w kolejnych wydaniach biuletynu. Wyniki końcowe zostaną ogłoszone w styczniu 2016 roku na łamach "Proximy", "Współpracy Obserwatorów Słońca" oraz na stronie internetowej Towarzystwa Obserwatorów Słońca.
- 4. Każdy uczestnik może przystąpić do konkursu w dowolnym momencie jego trwania. Brak nadesłanej pracy na jeden z etapów nie oznacza dyskwalifikacji obserwatora w konkursie. Jego wyniki uzyskane w poprzednich oraz w następnych etapach będą liczyły się w klasyfikacji końcowej.
- 5. Konkurs jest prowadzony odrębnie dla szkiców i fotografii Słońca, ze względu na nieporównywalność technik stosowanych do tworzenia tych dwóch typów prac. Na każdy etap konkursu można przesłać jedno zdjęcie lub szkic. W przypadku fotografii dopuszczalna jest praca stworzona techniką mozaiki. Każdy uczestnik może brać udział w konkursie tylko i wyłącznie w jednej z wybranych dziedzin (szkic lub fotografia).
- 6. Prace będą oceniane zarówno pod kątem walorów estetycznych, jak i obserwacyjnych. W celu umożliwienia właściwej oceny wartości prac wymagane są następujące informacje:
 - imię i nazwisko (lub nick) autora,
 - ✓ sprzęt użyty do obserwacji (teleskop, filtry, okulary, kamery, soczewki barlowa itd.),
 - ✓ programy wykorzystane do obróbki, bądź technikę, w której została wykonana grafika,
 - ✓ moment wykonania zdjęcia lub szkicu (data RRRR–MM–DD i godzina w UT),
 - ✓ warunki pogodowe (wystarczy krótki opis np. seeing dobry, bezwietrznie, stopień i rodzaj zachmurzenia).

Powyższe dane mogą być integralną częścią szkicu lub fotografii, pod warunkiem zachowania ich czytelności, mogą być również przesłane w odrębnym pliku, opisanym danymi uczestnika konkursu.

- 7. Elementem pracy konkursowej mogą być wszelkie dodatkowe informacje na temat zawartości pracy i zjawisk naszkicowanych lub sfotografowanych wynikające z analizy obserwatora tj. wyznaczenie aktywności słonecznej w wybranych indeksach, sklasyfikowanie plam, protuberancji lub pochodni uwiecznionych na zdjęciach i szkicach itd. Mogą być to także opisy dotyczące innych aspektów związanych z obserwacją lub wykonaną pracą. Powyższe informacje mogą być integralną częścią szkicu lub fotografii, pod warunkiem zachowania ich czytelności, mogą być również przesłane w odrębnym pliku opisanym danymi uczestnika konkursu.
- 8. Prace mają dotyczyć zjawisk obserwowanych na Słońcu w czasie trwania konkursu. Nie można przysyłać prac archiwalnych. Na każdy etap można przysyłać prace z dowolnego okresu, w czasie którego trwał konkurs.
- **9.** W celu wyłonienia zwycięzcy każdy z członków jury dokonuje wyboru trzech najlepszych prac w zakresie szkicu oraz trzech prac w zakresie fotografii, przyznając im kolejno 3, 2, 1 punkty. Końcowy wynik etapu to suma wszystkich punktów uzyskanych przez poszczególnych autorów prac u wszystkich członków jury. W razie identycznej sumy punktów uzyskanych w klasyfikacji generalnej na koniec konkursu, decyzja o wyłonieniu zwycięzcy nastąpi w wyniku konsultacji między członkami komisji konkursowej.
- 10. Najlepsze prace z każdego etapu będą publikowane na łamach "Proximy" w artykule podsumowującym dany etap konkursu. Po ogłoszeniu wyników końcowych, wszystkie prace nadesłane na konkurs wraz danymi autorów oraz załączonymi do nich opisami, zostaną opublikowane w specjalnej galerii.

Liczba Wolfa (R) oraz Classification Values (CV) jako podstawowe indeksy aktywności słonecznej

W celu zmotywowania czytelników do wzięcia udziału w słonecznym konkursie Towarzystwa Obserwatorów Słońca, który będzie trwał na łamach Proximy przez cały 2015 rok, postanowiliśmy uzupełnić zauważalny brak w dotychczasowych publikacjach naszego biuletynu – tj. opis dwóch podstawowych indeksów aktywności, stosowanych zarówno przez TOS, jak przez inne organizacje zrzeszające obserwatorów Słońca. Opisy obydwu metod można łatwo znaleźć w internecie, jednakże nie wypada, by w przededniu rozpoczęcia konkursu, gdy używanie powyższych indeksów może wpłynąć na rywalizację i ostateczne wyniki, zabrakło ich na łamach Proximy. W celu ułatwienia naszym czytelnikom opanowania indeksu CV dołączamy także informacje na temat klasyfikacji McIntosha, na której CV się opiera.

Mamy więc tu dwa najpopularniejsze indeksy aktywności słonecznej: najstarszy (czyli Liczbę Wolfa), stosowany od 1849 roku, oraz najmłodszy (CV), stworzony przez Maldego w 1980 roku. Pomijając wszelkie możliwe zalety obydwu indeksów, warto przede wszystkim wspomnieć o ich słabościach. Każdy z nich obarczony jest bowiem pewnymi wadami, na które warto zwrócić uwagę w kontekście prowadzenia obserwacji słońca zawierających analizę jego aktywności.

Wysokość Liczby Wolfa zależy przede wszystkim od ilości grup i ilości plam, natomiast nie uwzględnia ona stopnia ich zaawansowania ewolucyjnego, rozmiarów i obecności półcieni. Stąd dochodzi czasem do sytuacji kuriozalnych – jedna rozbudowana grupa plam, zajmująca często ogromny obszar fotosfery, daje nam mniejszą liczbę Wolfa, niż cztery izolowane grupy typu Axx, ledwo zauważalne przy przeciętnej widoczności. Liczbę Wolfa stosuje się nadal, mimo tej dość istotnej wady, gdyż pozwala ona na ustalanie poziomu słonecznej aktywności porównywalnego do wyników uzyskanych w ubiegłych dziesięcioleciach, czy nawet wiekach.

Sposób liczenia Liczby Wolfa (R) jest prosty. Liczbę obszarów aktywnych (**g** – **grupy**) mnożymy x 10, a do uzyskanej w ten sposób liczby dodajemy wszystkie zaobserwowane **plamy** (**p**). Pamiętać należy tylko, iż wszystkie cienie w obrębie jednego półcienia liczymy jako odrębne plamy. Dla ułatwienia użyjemy wzoru pozbawionego dodatkowego współczynnika k, który wprowadzany jest czasem, by uzyskiwać wynik porównywalny dla lunet o różnej średnicy apertury.

R = 10g+p

Drugi z poruszanych indeksów, Classification Values, wykorzystuje do ustalania aktywności słonecznej klasyfikację grup McIntosha. Klasyfikacja danej grupy opiera się o przeanalizowanie jej morfologii i oznaczenie jej wg trzyliterowego klucza, w którym pierwszą literę zapisuje się jako dużą, a następne dwie jako małe. Dla przykładu: klasyfikacja dużej, dwubiegunowej, skomplikowanej grupy o długości 12 stopni, z symetryczną największą plamą o średnicy do 2,5 stopnia, oraz z otwartym układem plam w grupie (bez plam między obszarami biegunowymi) to Eso. Do nazwy tej dopisuje się zwyczajowo ilość stwierdzonych w grupie plam, więc końcowy zapis naszej klasyfikacji wygląda przykładowo tak: Eso25.

Eso25

Pierwsza litera (X):

- A: Mała pojedyncza plama. Jest to albo początkowa albo końcowa faza ewolucji grupy plam.
- B: Dwubiegunowa grupa plam bez półcieni.
- C: Dwubiegunowa grupa plam, z których jedna ma półcień.
- Dwubiegunowa grupa plam, która rozciąga się na mniej niż 10 stopni długości heliograficznej.
 Plamy skrajne posiadają półcienie.
- E: Dwubiegunowa grupa plam, rozciągająca się na 10–15 stopni długości heliograficznej. Plamy skrajne posiadają półcienie.
- F: Dwubiegunowa grupa plam, rozciągająca się na więcej niż 15 stopni długości heliograficznej.
 Plamy skrajne posiadają półcienie.
- H: Jednobiegunowa grupa plam z półcieniem.

Druga litera (Y):

- x: Brak półcieni.
- Półcień jest szczątkowy, niekompletny, dość jasny – otacza tylko największą plamę.
- a: Mały, asymetryczny półcień dookoła największej z plam.
- s: Mały, symetryczny półcień. Największa plama ma dobrze wykształcony, kołowy lub eliptyczny półcień. Średnica półcienia nie przekracza 2,5 stopnia w kierunku równoleżnikowym.

- k: Duży, niesymetryczny półcień, o własnościach takich jak w klasie a. Średnica półcienia przekracza 2,5 stopnia w kierunku równoleżnikowym.
- h: Duży, symetryczny półcień o własnościach takich jak w klasie s. Średnica półcienia przekracza 2,5 stopnia w kierunku równoleżnikowym.

Trzecia litera (Z):

- x: Dla grup unipolarnych (klasy A i H) niedefiniowalny.
- Otwarta. Brak plam między plamą prowadzącą, a postępującą, bądź występują one w bliskim sąsiedztwie ww. plam, ewentualnie są to bardzo małe, lub pojedyncze plamy.
- Pośrednia. Istnieją liczne plamy pomiędzy plamą prowadząca a plamą postępującą. Plamy wewnętrzne nie mają półcieni.
- c: Zwarta. Istnieją liczne, dobrze wykształcone plamy pomiędzy plamą prowadząca a plamą postępującą. Co najmniej jedna z nich posiada półcień. Może zdarzyć się tak, że cała grupa plam ma jeden duży wspólny półcień.

Wszystkim możliwym grupom, jakie można sklasyfikować za pomocą tego narzędzia, przypisane zostały w klasyfikacji Maldego wartości od 1 do 60. Najmniejszą wartość reprezentują grupy Axx, natomiast największą wartość Malde przypisał grupie Fhc. Wartość indeksu CV to suma wartości wszystkich grup zaobserwowanych na tarczy Słońca. Dla przykładu, jeśli na Słońcu podczas obserwacji stwierdzimy występowanie dwóch grup Axx, grupy Bxi, grupy Dsc oraz Esi, to wartość CV stwierdzona podczas naszej obserwacji wyniesie: CV = 68.

Wadą indeksu CV jest to, iż klasyfikacja McIntosha jest nieco niekompletna. Czasami na Słońcu pojawiają się grupy trudne do jednoznacznej klasyfikacji, co powoduje rozbieżności w klasyfikacji u poszczególnych obserwatorów. Rozbieżności te jednak, co trzeba przyznać, nie powodują raczej większych różnic w uzyskanych wartościach liczbowych. Często większe znaczenie ma tutaj błąd obserwatora w klasyfikacji grup, bądź np. zarejestrowanie wątpliwego półcienia wokół jednego z biegunów grupy, ewentualnie nieprawidłowe zmierzenia długości danego obszaru aktywnego.

Indeks CV należy uznać za niewątpliwie najlepszy, jaki do tej pory stworzono, a na pewno bardziej precyzyjny niż Liczba Wolfa. Ze względów, o których wspomniałem, Liczbę Wolfa nadal się wyznacza, mimo faktu, iż aktywność słoneczną można zmierzyć obecnie na wiele różnych sposób. A oto jak wyglądają wartości poszczególnych grup (tabela po prawej stronie).

Na koniec warto przypomnieć, iż nasz konkurs promował będzie obserwatorów, którzy oprócz wykonania

CLASSIFICATION VALUES after Malde

VALUES given for McINTOSH CLASSIFICATION SYSTEM										
A	B	C	D	E	F	H				
1	2	5	13	14	15	4				
Axx	Bxo	Сго	Dro	Ero	Fro	Hrx				
	3	6	16	17	18	7				
	Bxi	Cri	Dri	Eri	Fri	Hax				
		8	19	20	21	10				
		Cao	Dao	Eao	Fao	Hsx				
		9	22	23	24	37				
		Cai	Dai	Eai	Fai	Hkx				
		11	25	26	27	40				
		Cso	Dso	Eso	Fso	Hhx				
		12	28	29	30					
		Csi	Dsi	Esi	Fsi					
		38	31	32	33					
		Cko	Dac	Eac	Fac					
		39	34	35	36					
		Cki	Dsc	Esc	Fsc					
		41	43	44	45					
		Cho	Dko	Eko	Fko					
		42	46	47	48					
		Chi	Dki	Eki	Fki					
			49	50	51					
			Dho	Eho	Fho					
			52	53	54					
			Dhi	Ehi	Fhi					
Źród	lło:		55	56	57					
http	://www		Dkc	Ekc	Fkc					
cv-h	elios.ne	et/	58	59	60					
211101	_cab.m		Dhc	Ehc	Fhc					

szkicu lub zdjęcia, będą potrafili określić aktywność słoneczną na podstawie własnej pracy, bądź będą opisywać za pomocą klasyfikacji McIntosha sfotografowane lub naszkicowane grupy plam. W razie zbliżonych jakościowo szkiców i zdjęć, decydujące znaczenie mogą mieć właśnie klasyfikowanie grup lub ustalanie aktywności słonecznej w wybranym przez siebie indeksie lub obydwu. Mamy nadzieję, że nasza zabawa, oprócz pewnej dozy rywalizacji oraz okazji do pochwalenia się swoimi umiejętnościami, pozwoli czytelnikom Proximy na lepsze zrozumienie zachodzących na Słońcu procesów i zjawisk, które często są fotografowane przez amatorów astronomii, ale rzadko są obiektem nieco głębszej analizy. Przykładowa klasyfikacja grup wg indeksu CV na Słońcu w dniu 1 września 2014 r. Fot. Didier Favre, klasyfikacja: Adam Derdzikowski



1er septembre 2014 - 10h43 TU - Didier Favre

Przykładowa klasyfikacja grup wg indeksu CV na Słońcu w dniu 3 stycznia 2015 r. Fot. Erio Inglante Rossi, klasyfikacja: Adam Derdzikowski



Obiekt: Grupa plam AR2192 z października 2014 r., która okazała się największym aktywnym rejonem na słońcu od dziesięcioleci i była widoczna nawet gołym okiem Autor: RenimS, www.astrofotomakro.pl Obiekt: Grupa AR 2192 widziana w paśmie H-alfa Autor: RenimS, www.astrofotomakro.pl