5. Standardowe świece i drabina odległości.

5.1. Wstęp

Dwie zasady stosowane w wyznaczaniu odległości obiektów kosmicznych można krótko ująć jako: stosowanie standardowej świecy ("standard candle") i "drabiny odległości". Obserwacja "pozornej jasności", gdy znana jest rzeczywista jasność źródła, pozwala na wyznaczenie dystansu, zgodnie z prawem "odwrotnego kwadratu". Kolejne szczeble drabiny odległości pozwalają na skalowanie nowych standardowych świec.

5.2. Metody geometryczne.

Starożytni Grecy.

Warto wspomnieć o pomysłowej idei Greka Arystarcha, który na podstawie obserwacji wzajemnych położeń Słońca i Księżyca będącego w kwadrze (Rys. 1) oszacował odległość Ziemi od Słońca co do rzędu wielkości. Otrzymał on wynik 2.5×10^7 km - około 6 razy mniej, niż rzeczywista odległość (Rybka, Astronomia Ogólna). Spośród Greków najlepiej określił odległość (w jednostce, którą był promień Ziemi) Księżyca od Ziemi Ptolemeusz, który trafnie ocenił też jego wielkość; w obu przypadkach błąd był mniejszy od 5 procent. Z kolei Posidonios z Rodos dość dokładnie ocenił odległość Słońca od Ziemi, myląc się tylko o 40 procent (w jednostkach promienia Ziemi) (W. Ley, W niebo wpatrzeni, PIW, Warszawa 1984). Do czasów Galileusza i Keplera te oszacowania nie uległy zasadniczej zmianie. Kopernik ocenił odległości względne planet z zaskakującą dokładnością ale same odległości z dużym błędem, myląc się o rząd wielkości.

5.2.1. Paralaksa geocentryczna. Metodę pomiary ilustruje rysunek nr 2. Jeśli kąt γ zawiera promień Ziemi jak na rysunku 2 (γ nazywa się paralaksą geocentryczną poziomową), to z prostych rozważań trygonometrycznych widać, że

$$D = \frac{R}{\sin \gamma},$$

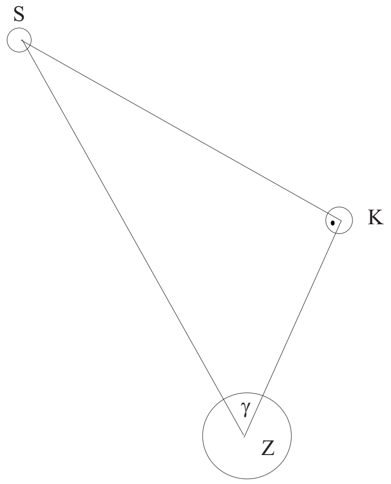
gdzie R jest promieniem Ziemi, zaś D poszukiwaną odległością. Pomiar kąta paralaktycznego powinien być równoczesny, co do połowy wieku XVIII było zasadniczym problemem, rozwiązywanym często bardzo pomysłowo. Dopiero pozytywne rozstrzygnięcie konkursu ogłoszonego przez admiralicję brytyjską na przenośny i dokładny zegar pozwoliło na rutynowe pomiary.

Przykłady.

1) Odległość od Księżyca dość łatwo wyznaczyć metodą wyznaczenia paralaksy. Paralaksa geocentryczna (poziomowa równikowa) wynosi około jednego stopnia.

2) Paralaksa geocentryczna dla bliskich planet (Mars, Wenus) wynosi około jednej minuty kątowej. Wyznaczając odległość od Ziemi oraz okresy obiegu wokół Słońca można następnie wyznaczyć (z trzeciego prawa Keplera) stosunek średnich odległości od Słońca. Pozwala to zatem na pośredni pomiar promienia orbity Ziemi. Richer i Cassini wyznaczyli odległość do Słońca i Marsa w 1672 roku mierząc kąty kierunków do Marsa z Paryża i Cayenne (odległych o prawie 10000 km). W połowie XVIII wieku bezpośrednio zmerzono odległość do planety Wenus.

5.2.2. Paralaksa słoneczna. W oparciu o znajomość promienia orbity Ziemi oraz pomiar kąta pomiędzy kierunkiem gwiazdy a płaszczyzną orbity Ziemi można wyznaczyć odległości od najbliższych gwiazd. Kąt ten normalizuje się do tzw. paralaksy słonecznej (Rybka, *Astronomia ogólna*; patrz rysunek 3). Bessel w 1838 roku zmierzył w ten sposób odległość do 61 Cygni - ok. 3 pc (parseków), co odpowiadało paralaksie ok. 0.3" (sekund). Wcześniej Struve wyznaczył odległość do Wegi (0".12). W początkach lat 90-tych przeprowadzono pomiar paralaks dla około miliona gwiazd w ramach tzw. programu Hipparcos (obserwacje z satelity



ZS=ZK/cosγ
Rys. 1.
Rysunek ilustruje metodę Arystarcha

Figure 1.

Ziemi w trakcie jej rocznego ruchu dokoła Słońca). W katalogu Tycho znajdują się wyniki obserwacji około 1 miliona gwiazd o paralaksach rzędu 0.02-0.03" W bardziej precyzyjnym katalogu Hipparcos umieszczono wyniki obserwacji ponad 118 tys. gwiazd o paralaksach 0.001 i odległościach do 1 kpc. Zidentyfikowano położenie blisko 7000 gwiazd odległych o nie więcej niż 160 pc, z dokładnością do 5% . Blisko 20000 gwiazd ma odległości wyznaczone z dokładnością do 10 procent. Znane są paralaktyczne odległości ponad 270 Cefeid. (Uwaga: dane te pochodzą z roku 1999. Patrz także krótkie omówienie w [3]) W zbiorze tym można poszukać statystycznych korelacji, które cechują rodziny standardowych świec, na przykład relację Hertzsprunga - Russella czy relację okres - jasność dla gwiazd zmiennych. Uzyskane za pomocą metod paralaktycznych standardowe świece pozwalają na pomiar odległości do 10^7 pc i więcej; w tej skali ujawniają się nowe standardowe świece, które można wyskalować wykorzystując fakt możności wyznaczenia odległości w oparciu o inne metody. Wśród tych świec najważniejsze są supernowe typu Ia i niektóre klasy galaktyk.

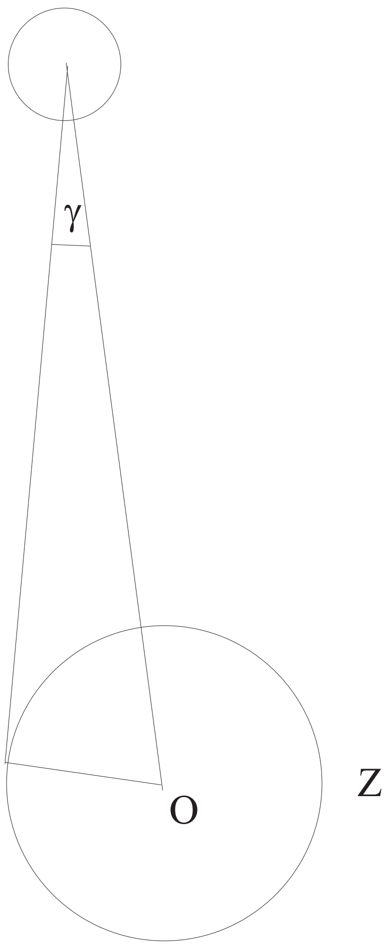
5.3. Wielkości gwiazdowe

Astronomowie wprowadzają pojęcie wielkości gwiazdowych (absolute and apparent magnitudes), charakteryzujących całkowite promieniowanie (blask) odbierane przez obserwatora na Ziemi. Sama idea była znana już starożytnym Grekom, od których pochodzi umowny punkt graniczny 6^m (patrz niżej). Znał ją Newton, który dokonał nawet oszacowania odległości do najbliższych gwiazd, przy założeniu, że ich jasności są równe jasności Słońca. Współcześnie znane definicje wypracowane zostały w XIX stuleciu.

Przyjęto umownie, że różnica wielkości gwiazdowych o 1 odpowiada stosunkowi natężeń blasku $2.512 = 10^{0.4}$. Jeśli przyjąć, że dwie gwiazdy mają (obserwowaną na Ziemi) jasności I_{m_1} i I_{m_2}, to powyższa umowa prowadzi do wzoru:

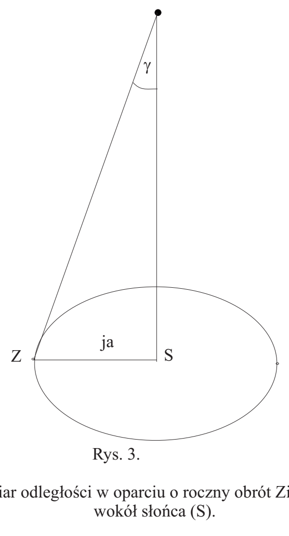
$$m_1 - m_2 = 2.5 \log(\frac{I_{m_2}}{I_{m_1}}), \tag{76}$$

gdzie m_1, m_2 oznaczają wielkości gwiazdowe. Widać stąd, że im blask gwiazdy jest silniejszy, tym mniejsza jest jej wielkość gwiazdowa. Im większa pozorna wielkość gwiazdowa, tym mniejszy



Rys. 2.

Figure 2.



Rys. 3.

Pomiar odległości w oparciu o roczny obrót Ziemi (Z)
wokół słońca (S).

Figure 3. ja=1.5×10^{8} km

jest jej blask. Przyjęto ponadto, że najsłabszym gwiazdom widocznym gołym okiem odpowiada m=6 (wielkość gwiazdowa zapisywana jako 6^m).

Wykorzystując poprzedni wzór i biorąc pod uwagę, że blask maleje odwrotnie proporcjonalnie do kwadratu odległości, otrzymamy dla dwu identycznych gwiazd położonych w dwu różnych odległościach D_1 i D_2 relację

$$m_1 - m_2 = 5\log(\frac{D_1}{D_2}). \tag{77}$$

Wielkość gwiazdową, jaką miałaby gwiazda, gdyby ją umieszczono w odległości 10 parseków nazywa się absolutną wielkością gwiazdową (absolute magnitude). Jeśli gwiazda o absolutnej wielkości gwiazdowej M jest umieszczona w odległości D, a jej wielkość gwiazdowa wynosi m, to wzór (77) przybiera postać

$$M - m = 5\log(\frac{10}{D}), \tag{78}$$

gdzie D wyraża się w parsekach. W przypadku standardowej świecy znane jest M i mierzone m; powyższy wzór pozwala wyznaczyć wtedy wyznaczyć odległość. W przypadku obiektów bardzo odległych sytuacja jest bardziej złożona i astronomowie muszą stosować poprawki uwzględniające historię promieniowania. Dla przykładu, pozorna wielkość gwiazdowa gwiazdy, której promienie przechodzą przez obłoki gazu jest pomniejszona wskutek pochłaniania. Wzór (78) musi być w takim przypadku zmodyfikowany.

Wielkości absolutne dzieli się na kilka typów, spośród których wymieniam tylko niektóre:

i) wizualne (jasność w części spektrum widzianej przez ludzkie oko), oznaczenie M_V;

ii) w podczerwieni – M_I;

iii) bolometryczne (ocenia się całkowitą jasność w całym spektrum promieniowania elektromagnetycznego).

iv) w niebieskim filtrze – M_B.

Jasność absolutna Słońca wynosi około 4.8 - 5.3, w zależności od typu widma użytego w definicji wielkości gwiazdowej. Ludzkie oko pozwala na obserwację obiektów o jasności poniżej 6; stąd wniosek, że gołym okiem można by zobaczyć Słońce z odległości nie przekraczającej 20 - 30 pc.

Jasność składnika A Syriusza (najjaśniejszej po Słońcu gwiazdy widocznej na niebie) wynosi $-1^m.46$, zaś jej absolutna wielkość jest równa $1^m.42$.

5.4. "Drabina" kosmicznych odległości.

Drabina kosmologicznych odległości uległa w ostatnim dziesięcioleciu znacznemu skróceniu. Liczba jej szczebli - "standardowych świec" - uległa skróceniu do kilku: cefeid, supernowych typu Ia, izolowanych galaktyk spiralnych i innych charakterystycznych obiektów galaktycznych. Najważniejsze są cefeidy i supernowe Ia. Ważna kiedyś metoda fotometryczna wydaje się mniej istotna; zamieszczam krótki opis jedynie dla podtrzymania tradycji.

5.4.1. Metoda zmiennych gwiazd. Miarą postępu dokonanego w ostatnich dziesięcioleciach niech będzie następujący fakt. Weinberg szacuje (w monografii *Gravitation and Cosmology* z początków lat lat siedemdziesiątych) maksymalne dystanse mierzone przy pomocy zmiennych gwiazd na mniejsze od 4 Mpc=4×10^6 pc. Obserwacje z drugiej połowy lat dziewięćdziesiątych dokonane z satelity na którym umieszczono teleskop Hubble'a (HST) przesuwają tę granicę do ponad 20 Mpc - t. j. odległości gromad galaktyk Panny (Virgo) i Fornax od Ziemi. Obecnie sądzi się, że cefeidy mogą być widoczne z HST w odległości do 30 Mpc. Najdalsza cefeida została rozpoznana w NGC3370, w galaktyce spiralnej odległej o 29 Mpc [3].

Są dwie rodziny gwiazd zmiennych ważne dla wyznaczania odległości, RR Lyrae gwiazdy i klasyczne Cefeidy (Cefeid - Cepheids). Te pierwsze mają okresy krótsze od doby i należą do tzw. gwiazd populacji II. Te drugie mają okresy 2-40 dni i należą do gwiazd populacji I.n Gwiazdy RR II mają z grubsza taką samą absolutną jasność, rzędu $0^m.2 - 1^m.0$. Shapley, który je skalibrował, oszacował za ich pomocą odległości do gromad kulistych gwiazd (globular clusters). Przez pewien czas mylono te dwie klasy obiektów, co prowadziło do błędnych ustaleń odległości i wielkości pochodnych (stałej Hubble'a i wieku Wszechświata).

Cefeidy I (znacznie jaśniejsze) z kolei mają okres związany funkcyjnie z jasnością; relację wyznaczono przed drugą wojną światową. Cox [34] podaje następujące empiryczne wzory na jasność L

$$\begin{aligned} M_V &= -2.8\log(\Pi_d) - 1.43 \\ \log(L/L_0) &= 1.15\log(\Pi_d) + 2.47, \end{aligned} \tag{79}$$

gdzie M_V jest uśrednioną jasnością absolutną, $0.4 < \Pi_d < 1.7$, Π_d jest okresem wyrażonym w dobach, zaś L_0 jest jasnością Słońca. (Wszystkie wielkości są uśrednione.) Mogłoby się wydawać, że związek ten ma jedynie historyczne znaczenie, wobec pojawienia się nowych dokładniejszych danych. Dzięki wynikom programu Hipparcos, po raz pierwszy wyznaczono paralaktyczne odległości do ponad 270 najbliższych Cefeid. Zdania są jednak podzielone co do tego, czy nowe obserwacje umożliwiają ich dokładniejsze cechowanie. Przyczyną są duże błędy paralaktyczne i szereg innych czynników [19]. Z drugiej strony, grupa astronomów [35] twierdzi, że relacja $M_V = -2.81\log\Pi_d - 1.43$, zbliżona do tej pochodzącej od Sandage'a (cytuje ją Cox, z tym że jest tam 2.80 zamiast 2.81) jest poprawna. Co prawda błędy względne wyznaczenia paralaks wynoszą od 5 do 50 procent, ale istnienie dużego zbioru danych pozwala na znacznie dokładniejsze wyznaczenie parametrów. Główna kontrowersja dotyczy punktu zerowego – inni autorzy (cytowani przez Ponta) przyjmują wartości nawet -1.05 zamiast -1.43. Oznacza to nawet 20 % rozbieżność w szacowaniu odległości do bliższych obiektów.

Wynikiem programu Hipparcos jest nowa fenomenologiczna formuła

$$M_{(V)} = -3.53\log_{10}\Pi_d - 2.13 + 2.13(B - V)$$

uwzględniająca tzw. indeks koloru $B - V$ [3].

Odnotujmy jeszcze opinię astronoma Michaela Richmonda z przełomu tysiącleci: *Cepheids are great relative distance indicators, but we need to know how just how luminous they are in order to calculate absolute distances. For better or for worse, astronomers have decided to base all their Cepheid distances on a single galaxy: the Large Magellanic Cloud, or LMC.* Tymczasem odległość do LMC znana jest niedokładnie, szacunki zawierają się między 0 a 55 kpc, z aktualną (około 2000 roku) preferencją dla 44 lub 51 kpc. W jakim stopniu ta opinia jest słuszna w roku 2010?

Wyjaśnienie jakościowe powyższych relacji jest znane. Do opisu gwiazd pulsujących stosuje się hydrodynamiczne równania Naviera - Stokesa, z równaniem stanu (związek gęstości energii i ciśnienia) oraz członami cieplnymi wyznaczanymi z teorii gwiazd. Rozwiązania "statyczne" stają się w pewnym reżimie wartości parametrów niestabilne i pojawiają się bifurkujące od nich mody niestabilne – stacjonarne pulsacje. Zmiany parametrów – głównie stopnia jonizacji wodoru i helu – wiążą się z kolei ze starzeniem się gwiazd, niewykluczone więc, że większość gwiazd przechodzi przez fazę zmienności. Modele ilościowe nie są jednak znane – ich konstrukcja jest fascynującym zadaniem czekającym na rozwiązanie. Jeśli prawdą jest hipoteza o krytycznej zależności rozwiązań od niektórych parametrów, to niewykluczone, że modele teoretyczne powinny uwzględniać także efekty ogólnorelatywistyczne.

Sądzi się, że warstwy powierzchniowe cefeid periodycznie kurczą się, z czym wiążą się zmiany temperatury ich powierzchni i jasności powierzchniowej. Oscylacje całkowitego blasku cefeid mają wynikać głównie ze zmian temperatury właśnie (zmiany pola powi erzchni gwiazdy spowodowane zmianami objętości są mniej istotne). Prędkość radialna oscylacji sięga 20 km/s, zasięg radialny drgań dochodzi do połowy promienia gwiazd (Rys. 2 w [33]).

5.4.2. Komentarz uzupełniający (na podstawie Coxa [34] i in.).

Przykładem klasycznej Cefeidy jest Gwiazda Polarna, chociaż w jej przypadku zmiany blasku są niewielkie (mniejsze od $0^m.1$). Klasyczne cefeidy to żółte olbrzymy i nadolbrzymy o wysokiej absolutnej wielkości gwiazdowej. Ich blask jest rzędu 300 do 26000 (10^5, w/g danych z 1994 [18]) jaśniejszy od blasku Słońca. Klasa spektralna - od F^5 do G^5. Średni promień - 14 do 200 promieni Słońca, masa rzędu 3.7 do 14 mas Słońca. Amplituda zmian blasku wynosi około 1^m. Wykres zależności (Hertzsprunga) okresu od jasności jest niemal krzywą (tj. o prawie zerowej grubości linii).

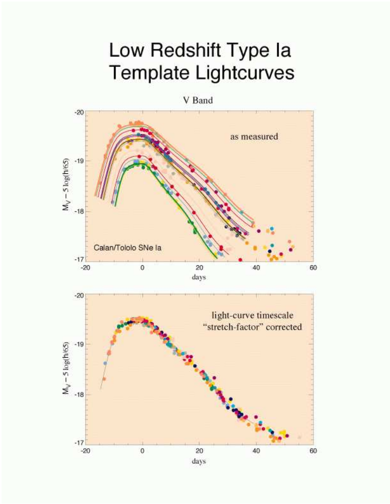
5.4.3. Uwagi o historycznej roli cefeid w wyznaczaniu odległości. W oparciu o wykres Hertzsprunga-Russela Hubble wyznaczył odległość gromady gwiazd 31 w Andromedzie na 280 000 pc; obecnie przyjmuje się około 460 000 pc. Shapley oszacował odległość do Obłoków Magellana przy użyciu klasycznych Cefeid. Do tej pory Cefeidy odkryte w obłokach Magellana są podstawowymi obiektami używanymi do kalibracji (cechowania) relacji okres – jasność [19]. Weinberg pisze w początkach lat siedemdziesiątych, że ze względu na małą jasność Cefeid nie udało się wyznaczyć za ich pomocą odległości do Panny (gromada galaktyk Virgo). W 1994 roku nastąpił przełom - znaleziono szereg (kilkanaście Cefeid) w gromadzie gwiazd Panna wykorzystując wyniki obserwacji z satelity Hubble'a.

Wendy Freedman i in. [18] w roku 1994 opublikowali wnioski z obserwacji prowadzonych z teleskopu Hubble umieszczonego w sztucznym satelicie Ziemi w ciągu 2 miesięcy wiosną 1994 roku. Zmierzono w tych obserwacjach redshift Cefeidy znajdującej się w galaktyce spiralnej M100 należącej do Panny. Znajomość typu cefeid (ich okresu) pozwoliło na ustalenie, że M100 jest odległa od Ziemi o ok. 17. 1 ($\pm$1.8) Mpc.

Istnieje różnica zdań co do tego, jakie jest położenie M100 względem centrum gromady galaktyk Panny (Virgo). Centrum Panny znajduje się w pobliżu gigantycznej galaktyki eliptycznej M87 o masie 10^{13} mas Słońca (nb., w jej jądrze może się ukrywać czarna dziura o masie ponad 10^{12} M_0). Może to mieć wpływ na ocenę odległości, bowiem położenie w odległejszej części Virgo oznaczałoby większe tłumienie promieniowania Cefeid, prowadząc do przeszacowania odległości. Dodatkowo, nie jest jasne jaki jest zwrot prędkości swoistej M100 zrzutowanej na oś Ziemia - centrum Virgo. W każdym z 2 skrajnych przypadków ruchy swoiste M100 inaczej wpływają na przesunięcie ku podczerwieni, dodając się lub odejmując do pola pędkości Hubble'a. W przypadku galaktyk odległościach rzędu 20 Mpc, ich ruchy swoiste są rzędu 1/5 prędkości ucieczki galaktyk, co może być poważnym źródłem błędów w wyznaczaniu stałej Hubble'a.

5.4.4. Supernowe typu Ia. Cefeidy pozwalają na kalibrację następnych generacji standardowych świec - nowych, supernowych I i II, gromad kulistych gwiazd, galaktyk (patrz dalej). Według artykułu Tammanna i in. [20] określono 26 odległości do galaktyk (wszystkie poza Grupą Lokalną) za pomocą Cefeid. Najważniejsze wśród nowych kandydatów na wskaźniki odległości wydają się tzw. supernowe typu Ia. Pogląd, że supernowe mogą posłużyć do wyznaczania odległości w skali kosmologicznej, nie jest nowy i był wypowiadany np. przez Baade [36]. W/g Freedman i in. [19] wyznaczono za pomocą HST około 10 cefeidowskich odległości do galaktyk zawierających supernowe typu Ia.

Supernowe Ia powstają rzadko, przeciętnie co 600 lat w galaktyce o jasności 10^10 L_O (patrz Leibundgut citeLeibundgut). Ich progenitura jest nieznana (patrz zresztą poniżej). Należą one do różnych klas, wyróżnianych za pomocą ich "krzywej świetlnej" opisującej historię ich promieniowania w ciągu pewnego okresu po wybuchu. Istnieje korelacja jasność absolutna - typ supernowej, pozwalająca na dość dokładne - w przypadku supernowych typu Ia - wyznaczenie ich jasności absolutnej. Jest kilka metod analizowania ewolucji jasności. Poniżej przedstawiam wykresy wykonane w grupie Perlmuttera [38].



gure 4.

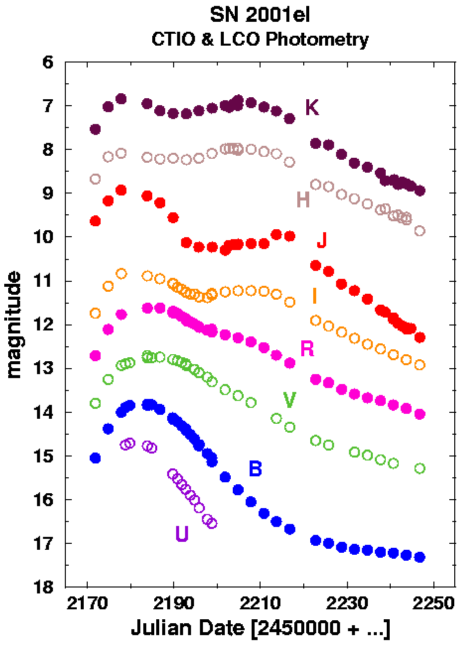


Figure 5. Zmiany jasności (oś rzędnych) w czasie (oś odciętych, czas mierzony w dobach). Wykres pochodzi z pracy Krisciunas et al. 2003 "Optical and Infrared Photometry of the Type Ia Supernova 2001el," *Astronomical Journal* , **125** , 166

Wiadomo już, że próbka supernowych Ia nie jest jednorodna. Identyfikacja populacji w miarę jednorodnej wymagałaby ustalenia przodków supernowych i zbadania ich ewolucji. Jest to ważne dla ustalenia zwłaszcza, czy supernowe występujące przy dużych redshiftach należą do tej samej populacji, co te skalibrowane. Model teoretyczny nie jest znany. Tym niemniej sądzi się, że przynajmniej próbka "niebieskich" supernowych [20] jest niezawodną klasą standardowych świec. Supernowe typu Ia pozwalają na wyznaczanie odległości do tysięcy megaparseków $z > 1$). Znanych jest około 100 obiektów o przesunięciu ku podczerwieniu powyżej $z = 0.3$

Supernowe Ia należą do obszerniejszej klasy supernowych, z których typ II (posiada linie wodoru w swoim spektrum optycznym) i typ Ib (nie posiada linii wodorowych) prawdopodobnie są wynikiem eksplozji ciężkiej gwiazdy. Supernowe typu Ia nie posiadają linii wodorowych i przy tym charakteryzują się obecnością linii krzemu o długości ok. 6150 ^oA. Prawdopodobnie powstają one w wyniku ewolucji lekkiego układu podwójnego. Istnieją spektroskopowe i fotometryczne wskazówki, że supernowe typu Ia powstają w wyniku zapadania się białych karłów węglow-tlenowych, które ma miejsce wtedy, gdy spadnie na nie krytyczna ilość materii. Towarzyszy temu proces wybuchu termojądrowego.

Istnieje kilka scenariuszy:

a) model zapadania się pary białych karłów [39]. Towarzyszyć ma temu emisja fal grawitacyjnych, w stadium końcowym następuje zlanie się obu obiektów i detonacja, jeśli masa jest większa od masy Chandrasekhara;

b) model białego karła w układzie z gwiazdą, w którym akrecja prowadzi do powstania białego karła o masie powyżej masy Chandrasekhara. Do eksplozji dochodzi w wyniku ściskania spadającego wodoru;

c) model białego karła w układzie z gwiazdą, w którym akrecja prowadzi do powstania białego karła o masie poniżej masy Chandrasekhara. Do powierzchniowej eksplozji dochodzi w wyniku ściskania spadającego He.

W każdym przypadku obiekty są niszczone i prawdopodobnie nie pozostaje żaden zwarty układ w miejscu eksplozji.

Model a) jest faworyzowany przez teoretyków, bowiem tłumaczy on częstość występowania supernowych. Jednakże obserwacje wykazały istnienie jedynie kilku układów podwójnych typu biały karzeł - biały karzeł , w dodatku o masie łącznej poniżej masy Chandrasekhara. Można by go wykluczyć, gdyby dało się zauważyć linie wodoru lub helu w spektrum promieniowania. Obecne dane (w roku 2000) są niekonkluzywne.

Energia wybuchu supernowych jest rzędu 10^{44}. Wybuchowi towarzyszy wysyłanie dużych ilości niklu (0.4-1 M_O) i innych pierwiastków o średniej masie, z szybkością ok. 10000 km/s. Całkowita jasność promieniowania wynosi około 10^{43} erg/s, zaś absolutna wielkość gwiazda osiąga nawet $M_B \approx -19.5$ [37]. Ich maksymalna absolutna wielkość gwiazdowa jest dobrze określona (nawet z dokładnością do 0.17^m).

5.4.5. Relacja Tully - Fishera. Izolowana galaktyka spiralna ma prawie płaską krzywą rotacji v_c poza jądrem i na tym płaskim odcinku jasność jest skorelowana z prędkością. W podczerwieni, dla długości 2.2 mikrona, w/w związek ma postać (Peebles, p. 49)

$$v_c = 220(L/L_*)^{0.22} km/s.$$

Powyżej L_* jest charakterystyczną jasnością galaktyki, rzędu 10^{10} jasności Słońca.

Key Project [19] pozwolił na kalibrację około 20 nowych galaktyk spiralnych (między innymi w Virgo i w Fornax), których odległości wyznaczono za pomocą Cefeid, a więc stosunkowo dokładnie.

5.5. Uzupełnienia.

5.5.1. Klasyfikacja harwardzka widm gwiazdowych. Widma gwiazd można usystematyzować w szereg klas.

i) Klasa O; znane są gwiazdy od klasy O^5 (O^6...) charakteryzujące się największym natężeniem promieniowania pojedynczo zjonizowanego wodoru i brakiem linii widmowych wodoru neutralnego. Absolutna jasność -4^m (jasność 10^4 razy większa od jasności Słońca) pozwala na obserwaję gołym okiem do odległości $\approx 10^3$ pc, zaś teleskopowo do $\approx 10^6$ pc.

ii) Klasa B - gwiazdy helowe; występują linie helu neutralnego (o dużym natężeniu w B^0 i zanikające w B^9).

iii) Klasa A - dominują linie wodoru serii Balmera (o największym natężeniu w A^2).

iv) Klasa F - występują linie spektralne różnych metali neutralnych (bez jonizacji).

v) Klasa G typ słoneczny. Najliczniej występują linie metali (neutralnych). Słabną linie Balmera.

Mając odległość wyznaczoną geometrycznie lub kinematycznie, można z jasności pozornej I policzyć jasność absolutną L, biorąc $L = 4\pi d^2 I$. *W latach 1905-15 odkryto statystyczną zależność pomiędzy absolutną jasnością a typem spektralnym (wykres Hertzsprunga-Russela, np. str. 353 w [30]; ale są też inne), dla dużej populacji gwiazd (głównego ciągu - main sequence).*

To pozwala na wyznaczenie odległości gwiazd należących do głównego ciągu, o ile znane są ich typ spektralny i jasność pozorna (wielkość gwiazdowa). Pozwala to wyznaczać odległości do rzędu 10^5 *pc (t.j. dotrzeć do gwiazd znajdujących się na obrzeżu Drogi Mlecznej), szczególnie dla grupy gwiazd znajdujących się w tej samej odległości.*

5.5.2. Parę uwag o gwiazdach i ich ewolucji. *Masy gwiazd wahają się w stosunkowo niewielkich granicach, od* $0.1\ M_\odot$ *do* $70\ M_\odot$. *Im większa masa, tym krócej trwa wypalanie się gwiazdy. Słońce ma ok. 4-5 mld lat i jest gwiazdą średniej wielkości; wypaliło się w około 30 procentach. Gwiazdy o dużej masie potrafią spalić się całkowicie (do osiągnięcia fazy gwiazdy netronowej lub czarnej dziury) w czasie znacznie krótszym.*

Gwiazdy dzieli się na należące do populacji typu I (duża zawartość metali - gwiazdy względnie młode) i II (o małej zawartości metali, gwiazdy stare). Parę informacji o obu klasach zaczerpniętych z "Astronomii" Ostera [32].

Otóż gwiazdy populacji pierwszej mają 70 procent wodoru, 28 procent helu i dwu procent metali (do których zaliczane są również węgiel, azot, tlen, neon itd. Jest on taki sam jak skład chemiczny Słońca. Wyjaśnienie stosunkowo dużej zawartości "metali" w młodych gwiazdach I populacji znajdujących się w układach otwartych: otóż powstają one ze stosunkowo "starego materiału", z gazu międzygwiazdowego pełnego metali utraconych przez gwiazdy starszych generacji. Mechanizmy tego procesu mogą być różne, od "powolnego parowania w postaci wiatru gwiazdowego poprzez wyrzut zewnętrznej otoczki gazowej w postaci mgławicy planetarnej, do potężnego wybuchu supernowej. Większa część utraconej materii uczestniczyła w mniejszym lub większym stopniu w reakcjach jądrowych i jej skład chemiczny różni się od pierwotnego, przede wszystkim większą zawartością jąder ciężkich." (str. 327 w [32]).

Gwiazdy populacji II wykazują znacznie mniej metali (nawet mniej niż 1 procent wielkości charakterystycznej dla Słońca. Występują one w gromadach kulistych gwiazd, które uważa się za najstarsze znane obiekty astronomiczne, o wieku rzędu 8 - 15 miliardów lat [32].