No a gwiazdy…?

O pierwszych wyznaczeniach odległości gwiazd pisaliśmy już w *Delcie* tyle razy (ostatnio nawet w numerze styczniowym), że może nie warto nadużywać cierpliwości Czytelnika. W skrócie więc przypominamy, że dalmierzem jest tu okołosłoneczna orbita Ziemi, bazą średnica orbity i w celu wyznaczenia odległości gwiazdy trzeba zmierzyć jej kątowe przesunięcie (wynikające z przemieszczenia się Ziemi) na tle gwiazd w założeniu bardziej odległych. Wynik tych pomiarów (pierwszy uzyskano w 1837 r.) był wręcz zaskoczeniem: paralaksa heliocentryczna nawet najbliższych gwiazd okazała się mniejsza od $1''$. A z tego wynika, że gwiazdy te znajdują się w odległości nie mniejszej niż odległość Ziemi od Słońca (jednostka astronomiczna) pomnożona przez odwrotność $\sin 1''$, która to odwrotność wynosi tyle, ile jest sekund łuku w jednym radianie, czyli w przybliżeniu 206 265. Taka wzorcowa jednostka nazwana została parsekiem (oczywiście od słów: paralaksa i sekunda, co na szczęście w wielu językach brzmi bardzo podobnie): $1\,\text{pc} = 206\,265\,\text{j.a.} = 3 \times 10^{16}\,\text{m}$. Po podzieleniu stosownych odległości przez prędkość światła łatwo się przekonać, że odległość najbliższej gwiazdy tak się ma do rozmiarów Układu Słonecznego, jak cztery lata do czterech godzin.

Nic więc dziwnego, że tego pierwszego pomiaru odległości gwiazdy dokonano tak późno. Znacznie wcześniej, bo w 1726 r., przy okazji prób pomiaru paralaks James Bradley odkrył zjawisko aberracji światła. Polega ono na tym, że wskutek ruchu Ziemi (prędkość obiegowa Ziemi wynosi 30 km/s) gwiazdy są lekko przesunięte ku punktowi nieba, ku któremu akurat Ziemia zmierza. Maksymalne przesunięcie aberracyjne wynosi w przybliżeniu $30/300\,000$ rad $= 20{,}''5$, czyli więcej niż paralaksa jakiejkolwiek gwiazdy.

Tak więc metoda paralaks jest wprawdzie bardzo „czysta”, ale dość trudna technicznie i ograniczona dokładnością pomiaru małych kątów. Z powierzchni Ziemi można mierzyć kąty nie mniejsze niż $0{,}''01$. Sztuczny satelita Hipparcos pomierzył paralaksy ogromnej liczby gwiazd z dokładnością do $0{,}''001$ (bo spoza atmosfery), czyli odległości do – powiedzmy – 1 kpc. Tym samym mierzenie paralaks z powierzchni Ziemi chyba definitywnie przeszło do historii. Zwróćmy uwagę, że odległość Słońca od Ziemi wyznaczono za pomocą paralaksy geocentrycznej, a z kolei jednostka astronomiczna stała się bazą dla wyznaczeń odległości gwiazd. Jednak gwiazdy choćby tylko naszej Galaktyki ciągną się jeszcze dalej, niż sięgnął Hipparcos. Zapewne więc znajomość odległości gwiazd pobliskich umożliwiła stworzenie trzeciej metody sięgającej dalej, czyli trzeciego szczebla tzw. drabiny odległości. Jak ta metoda działa, przedstawiamy również w tym numerze.

T.K.

Paralaksy spektroskopowe

Tomasz KWAST

Na podstawie samej jasności gwiazdy nie da się określić jej odległości – gwiazda jasna z daleka może wyglądać jak słaba z bliska. Jasność mogłaby być miarą odległości, gdyby było wiadomo, jak gwiazda jest jasna „sama w sobie”. Dla sprecyzowania tego, co tu powiedzieliśmy, trzeba przypomnieć kilka dość banalnych faktów. Przede wszystkim wrażenie odbierane przez oko (podobnie zresztą przez kliszę fotograficzną czy jakikolwiek elektroniczny odbiornik światła) jest tym większe, im więcej fotonów wpada do oka w jednostce czasu, czyli zależy od tzw. oświetlenia. Dokładniej, oświetleniem E jest ilość promienistej energii padająca w jednostce czasu na jednostkę powierzchni (czyli mierzy się je w W/m^2). Jeżeli gwiazda świeci z całkowitą mocą M i w dodatku równomiernie we wszystkie strony (jak każda normalna gwiazda), to w odległości r oświetlenie wynosi tyle, co moc gwiazdy podzielona przez powierzchnię sfery o promieniu r, czyli $E = M/(4\pi r^2)$.

Od co najmniej dwóch tysięcy lat stosowana jest w astronomii skala, w której najjaśniejsze gwiazdy nieba zostały nazwane gwiazdami pierwszej wielkości, a najsłabsze dostrzegalne nieuzbrojonym okiem – gwiazdami szóstej wielkości. Gdy pojawiły się przyrządy mierzące oświetlenie, astronomowie postanowili skalę jasności uczynić obiektywną, tak jednak, by zachować starożytną umowę oznaczeń jasności gwiazd. Okazało się, że starożytni astronomowie nieświadomie zastosowali się do poznanego znacznie później fizjologicznego prawa (prawo Webera–Fechnera), zgodnie z którym wrażenie jest wprost proporcjonalne do logarytmu bodźca. We współczesnym zapisie ten ważny fakt przyrodniczy opisuje wzór: $m = -2{,}5 \log E + \text{const}$, gdzie m to owa wielkość gwiazdowa (m od słowa *magnitudo*), czyli po prostu widoma jasność gwiazdy. Wszystkie współczynniki mają swoje uzasadnienie. Minus jest dlatego, że słabszym gwiazdom (czyli mniejszym jasnościom) ma odpowiadać większe magnitudo. Liczba 2,5 wzięła się stąd, że nowoczesne pomiary wykazały, iż oświetlenie przez gwiazdę szóstej wielkości jest w dobrym przybliżeniu stokrotnie mniejsze od oświetlenia przez gwiazdę pierwszej wielkości; zatem stosunkowi oświetleń równemu 100 powinna odpowiadać różnica magnitudo równa 5. Wreszcie stała „const” powinna być tak dobrana, by oświetlenie zmierzone w jednostkach fizycznych w ogóle można było „przetłumaczyć” na wielkości gwiazdowe. Nie musimy się jednak o nią troszczyć, bo będziemy dalej zajmować się tylko różnicami jasności.

Możemy już precyzyjnie zapisać, jak magnitudo gwiazdy zależy od jej odległości. Gdyby gwiazdę dało się raz zobaczyć z odległości r_1, a następnie z odległości r_2, to jej wielkości gwiazdowe m_1 i m_2 spełniałyby związek: $m_1 - m_2 = 5\log(r_1/r_2)$; wystarczyło podstawić dwukrotnie wyrażenie na E do wzoru na m i odjąć stronami. I teraz ważna definicja: jasnością absolutną (M) nazywa się taką jasność gwiazdy, jaką miałaby obserwowana z odległości 10 pc. Jasność gwiazdy M widoczna z ustalonej odległości jest już miarą mocy promieniowania gwiazdy (i użycie tego samego symbolu nie powoduje zamieszania). Jeżeli więc w ostatnim wzorze podstawić $m_2 = M$ oraz $r_2 = 10$, to dostaniemy jeden z najważniejszych wzorów podstaw astronomii:

$$m - M = 5\log r - 5.$$

Wzór ten umożliwia znalezienie odległości r (w parsekach!) gwiazdy o jasności absolutnej M, jeżeli jej jasność widoma wynosi m. Jak widać, M musi być znane skądinąd, a ponadto wzór obowiązuje, o ile światło po drodze od gwiazdy nie jest ani pochłaniane, ani rozpraszane, czyli gdy przestrzeń międzygwiazdowa jest pusta. Oczywiście, nigdy dokładnie tak nie jest i różnica $m - M$ (określona już przez odległość gwiazdy) jest dodatkowo powiększona o straty światła (ekstynkcję); oznaczmy je przez a. No to w końcu skąd wziąć jasność absolutną i jak uwzględnić ekstynkcję?

Na pierwsze pytanie nietrudno odpowiedzieć. Ostatni wzór może przecież równie dobrze służyć do określania jasności absolutnych gwiazd, których odległości wyznaczono wcześniej metodą paralaksy heliocentrycznej. I tak też było. Ponadto okazało się przy tym, że jasność absolutna gwiazdy jest dość precyzyjnie określona przez jej widmo. Tak powstał chyba najważniejszy w astronomii wykres, mianowicie diagram Hertzsprunga–Russella (tylna okładka). Obecnie wykorzystuje się go w przeciwną stronę. Mając widmo gwiazdy, z diagramu H-R odczytuje się jej jasność absolutną M (dlatego przedstawiona tu metoda nazywana jest metodą „paralaks spektroskopowych"), a zmierzywszy jasność widomą m bez trudu znajduje się jej odległość.

Możliwość uwzględnienia ekstynkcji na drodze od gwiazdy do obserwatora stworzyła sama natura, mianowicie materia międzygwiazdowa fałszuje jasności gwiazd rozmaicie w różnych zakresach promieniowania. Podobnie ziemska atmosfera: Słońce jest o zachodzie czerwone dlatego, że atmosfera rozprasza promieniowanie niebieskie, a czerwonego prawie nie. Wybierzmy trzy zakresy widma: nadfioletowy „U", niebieski „B" i wizualny „V" (stanowią one popularny system fotometryczny UBV, a wszystkie jasności powinny zawsze być opatrzone stosownym indeksem, by było wiadomo, w jakim zakresie są określone). Z trzech jasności można utworzyć dwie niezależne różnice – będą to tzw. wskaźniki barwy: nadfioletowy $U - B = m_U - m_B$ i niebieski $B - V = m_B - m_V$ (to są wskaźniki widome) oraz analogicznie $(U - B)_0 = M_U - M_B$ i $(B - V)_0 = M_B - M_V$ (a te są absolutne, czyli niezakłócone przez materię międzygwiazdową). Z kolei różnicę wskaźnika widomego i absolutnego nazywamy nadwyżką barwy: nadwyżka nadfioletowa to $E_{U-B} = (U - B) - (U - B)_0$, a niebieska to $E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$. Właśnie materia międzygwiazdowa jest powodem, dla którego nadwyżki barw są wielkościami niezerowymi.

Niezwykle ważne było odkrycie, że materia międzygwiazdowa tak zmienia prawdziwe barwy gwiazd, że $E_{U-B} \approx 0{,}7\, E_{B-V}$, a ekstynkcja w zakresie wizualnym wynosi $a_V \approx 3\, E_{B-V}$. To właśnie te dwie liczby, 0,7 i 3, ofiarowała nam natura – wynikają one z fizycznych własności materii międzygwiazdowej. Praktycznie proces wyznaczenia odległości przebiega następująco. Z obserwacji otrzymujemy widmo gwiazdy i trzy jasności widome w trzech barwach. Znajomość widma oznacza znajomość M_V, a z trzech jasności tworzymy dwa widome wskaźniki barwy. Z diagramu dwuwskaźnikowego można wtedy odczytać, jakie są wskaźniki absolutne, a więc znamy też dwie nadwyżki barwy. Nadwyżka niebieska pomnożona przez 3 to ekstynkcja a_V, którą trzeba dopisać po prawej stronie podstawowego wzoru otrzymując

$$m_V - M_V = 5\log r - 5 + a_V.$$

Rzeczywistość jest wprawdzie bardziej skomplikowana: określenie jasności absolutnej gwiazdy na podstawie widma może nie być proste, dwa współczynniki liczbowe są nieco różne w różnych obszarach nieba itd., ale idea samego pomiaru odległości gwiazd normalnych jest właśnie taka. A gwiazd nietypowych? O tym też w numerze.

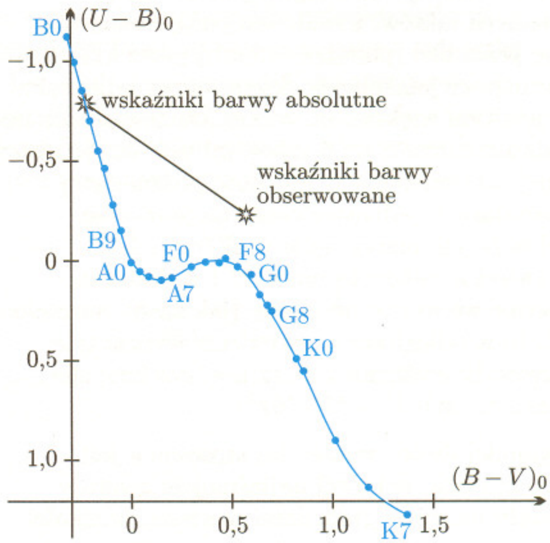

Diagram dwuwskaźnikowy dla gwiazd ciągu głównego i linia poczerwienienia – kierunek „fałszowania" barw gwiazd.