

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 parasekiem (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 $30/300\,000 \text{ rad} = 20'',5$, czyli więcej niż paralaksa jakiegokolwiek 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 najślabsze 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.