

## Plansza nr 9

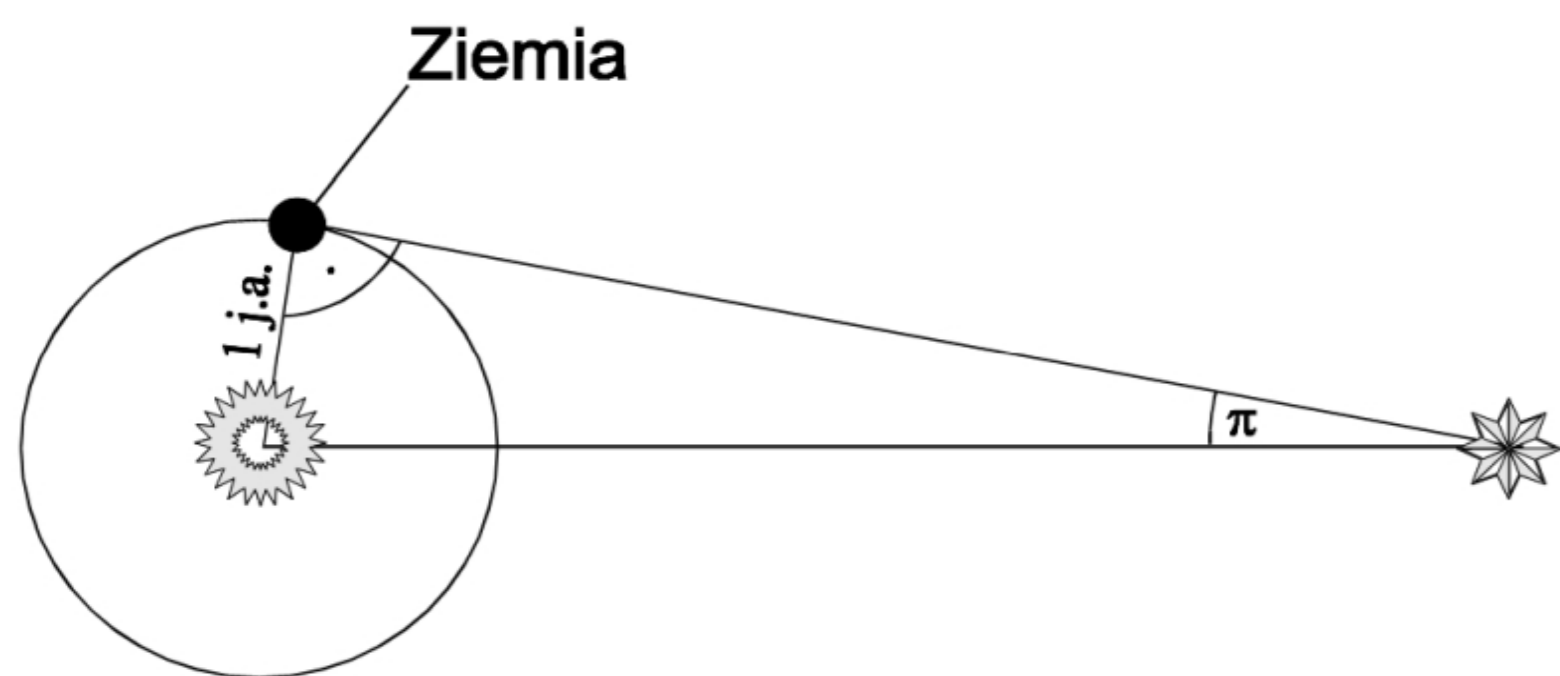
# Miary odległości w astronomii

Zadanie pomiaru odległości gwiazd, czy innych obiektów na niebie, jest w astronomii trudno wykonalne i wciąż poszukuje się nowych, bardziej precyzyjnych, rozwiązań. Wystarczy przywołać fakt, że Mikołaj Kopernik i wielki Johannes Kepler uprawiali astronomię w czasach, kiedy nikt nie wiedział jaka odległość dzieli nas od Słońca czy Księżyca. Powszechnie uczeni przyjmowali jeszcze w XVI i XVII wieku, że Wszechświat tylko niewiele rozciąga się poza orbitę Saturna, a ten miał znajdować się nie dalej niż ok. 1/20 wartości, którą dziś znamy.

Na potrzeby metryczne wewnątrz Układu Słonecznego przyjęto tzw. jednostkę astronomiczną **au**, która jest równa w przybliżeniu średniej rocznej odległości Ziemi od Słońca. Wartość i ścisła definicja tej jednostki ulegały zmianom. Postanowieniem Międzynarodowej Unii Astronomicznej z 2012 roku jej dokładna wartość ma wynosić **149 597 870 700 m**, czyli prawie 159 milionów kilometrów. Jednostka astronomiczna jest wygodna do określania odległości między obiektami nie tylko w Układzie Słonecznym, ale też w układach planetarnych innych gwiazd i wszędzie tam, gdzie występują odległości porównywalnego rzędu (np. w układach podwójnych gwiazd).

Przykłady odległości wyrażonych w jednostkach astronomicznych: średnia odległość Księżyca od Ziemi – 0.0026 au, średnia odległość Jowisza od Słońca – 5.2 au, średnia odległość Plutona od Słońca – 39.5 au, odległość sondy Voyager 1 od Ziemi – ponad 160 au.

Do wyrażania odległości gwiazd używa się tzw. paralaksy rocznej  $\pi$ . **Paralaksa roczna** gwiazdy jest to kąt, pod jakim z tej gwiazdy byłby widziany, ustawiony prostopadle do kierunku patrzenia,



promień orbity Ziemi w jej ruchu dookoła Słońca (rysunek). W trakcie ruchu dookoła Słońca powinniśmy odczuwać wrażenie, że najbliższe gwiazdy zataczają na tle bardziej oddalonych gwiazd (czy też, inaczej mówiąc, na sferze niebieskiej) małe elipsy. Przesunięcia paralaktyczne gwiazd okazały się być bardzo małymi, aczkolwiek mierzalnymi kątami. Odkrył je jako pierwszy Friedrich Wilhelm Bessel w 1838 roku. Paralaksy roczne gwiazd są zawsze mniejsze niż jedna sekunda łuku. Kulka o średnicy 1 cm miałaby średnicę kątową 1", gdyby ją oglądać z odległości ok. 2 km. Powszechnie używana w astronomii jednostka odległości, **1 parsek (ps)** jest to odległość odpowiadająca paralaksie rocznej równej jednej sekundzie łuku ( $\pi = 1''$ ). Jeden parsek jest równoważny 206 265 au. Mając paralaksę obiektu wyrażoną w sekundach kątowych odległość w parsekach otrzymujemy z prostego wzoru:  $D[\text{ps}] = 1/\pi$ .

Stosuje się też w astronomii, jako miary odległości, tzw. roku świetlnego (ly). Jeden rok świetlny to odległość, jaką przemierza światło w próżni za czas jednego roku Juliańskiego (365.25 dnia lub 31 557 600 s). Rok świetlny to równoważność 63 241 au.

Pierwsze pomiary paralaks gwiazd (odległości) miały dla astronomii znaczenie fundamentalne. I nie chodziło tylko o to, że pojawiła się piękna geometryczna metoda pomiaru odległości najbliższych gwiazd. Odkrycie Bessela, że gwiazdy wykonują ruchy paralaktyczne wokół swoich średnich położen, zamykało raz na zawsze dyskusje nad słusznością heliocentrycznej wizji świata. Ruchów paralaktycznych nie sposób było wytłumaczyć w żaden inny sposób, jak tylko tym, że Ziemia zmienia swoje położenie w przestrzeni w taki sposób jak sugerował Kopernik, a w ślad za nim Kepler. Słynny astronom duński, Tycho de Brahe, odrzucił pod koniec wieku XVI teorię Kopernika, bo mimo największych swoich wysiłków, nie zauważył paralaktycznych ruchów gwiazd. Dziś wiemy, że nie mógł ich zauważyć, bo gwiazdy znajdują się o wiele dalej niż ktokolwiek w czasach Tychona mógł sobie wyobrazić. Brahe oczekiwał i poszukiwał efektu na poziomie minut łuku, podczas gdy paralaksy najbliższych gwiazd przyjmują wartości poniżej sekundy łuku. Dopiero zastosowanie teleskopów w astronomii pozwoliło zejść z precyzją pomiarów położen gwiazd poniżej 1".

Jak wynika z powyższego, u podstaw definicji parseka jest jednostka astronomiczna, która bardzo długo opierała się wyznaczeniu. Współcześnie nie są już problemem same jednostki miary odległości; wielkim problemem jest natomiast wyznaczenie w tych jednostkach odległości poszczególnych gwiazd i innych ciał niebieskich. Przy współczesnych dużych teleskopach naziemnych, a tym bardziej umieszczanych w przestrzeni kosmicznej, bezpośrednią metodą wyznaczono paralaksy geometryczne setek tysięcy najbliższych gwiazd (do odległości około 150 ps). Dochodzi się już z precyzją wyznaczeń paralaks (z kosmosu; misje Hiparcos i Gaia) do pojedynczych milisekund łuku. Choć brzmi to imponująco, to jednak potrzeby astronomii wołają o więcej. Chcielibyśmy mieć pewne wyznaczenia odległości do miliardów gwiazd naszej Galaktyki, do odległości kilku czy kilkunastu kiloparseków (kps).

W stosunku do metody paralaksy geometrycznej, wypracowano szereg metod alternatywnych, wykorzystujących tzw. **moduł odległości**. Są to metody pośrednie i znacznie mniej precyzyjne, ale ich skuteczność zdaje się sięgać znacząco dalej niż dla metody paralaks geometrycznych.

**Moduł odległości.** Obserwuje się duży rozrzut jasności gwiazd. Rozrzut ten wynika zarówno z niejednakowych mocy promieniowania poszczególnych gwiazd, jak również z niejednakowych odległości dzielących obserwatora od gwiazdy. Natężenie oświetlenia promieniowaniem gwiazdy podlega bezpośrednim pomiarom z użyciem fotometrów. W układzie SI jednostką tego natężenia jest luks (Lx). W praktyce astronomicznej dla określenia jasności gwiazdy używa się jednak jednostki tradycyjnej, zwanej **wielkością gwiazdową** (magnitudo, m). Obiektowi świecącemu o określonej jasności obserwowanej  $I_0$  przyporządkowano umownie wielkość gwiazdową  $m = 0$ . Wielkość gwiazdową  $m$  jakiejś gwiazdy o jasności  $I$  określa się wzorem:  $m = -2.5 \log(I/I_0)$ . Wielkość gwiazdowa  $m$  jest bezwymiarową z definicji i nie zależy od użytych jednostek dla określenia jasności  $I$ . Powyższy wzór można zapisać też jako:  $m = -2.5 \log I + 2.5 \log I_0$ . Wartość  $I_0 = 2.398 \cdot 10^{-6}$  Lx przyjęto umownie tak, aby zdefiniowana skala wielkości gwiazdowych najlepiej zgadzała się ze skalą stosowaną w dawnych czasach. Jeśli zapisać powyższe wyrażenie zgodnie z tak przyjętą umową, to otrzymamy wzór (słuszny dla  $I$  wyrażonego w luksach):  $m = -2.5 \log I - 14.05$ . Dla dwóch gwiazd o jasnościach  $I_1$  i  $I_2$  możemy napisać:  $m_1 = -2.5 \log(I_1/I_0)$  i  $m_2 = -2.5 \log(I_2/I_0)$ , a stąd otrzymamy tzw. wzór Pogsona  $m_1 - m_2 = -2.5 \log(I_1/I_2) = 2.5 \log(I_2/I_1)$ .

Określonej różnicy wielkości gwiazdowych odpowiada określony stosunek jasności. Ujemne wielkości gwiazdowe odpowiadają obiektom, których jasność jest większa od  $I_0$ . Np. najjaśniejsza po Słońcu gwiazda całego nieba, Syriusz, ma wielkość gwiazdową  $m = -1.58$ , a samo Słońce wielkość  $m = -26.9$ . Obiekty zwarte o wielkościach gwiazdowych  $m = 5.5$  są na granicy widzialności gołym okiem. Z użyciem najsilniejszych teleskopów można rejestrować gwiazdy i inne obiekty o wielkościach gwiazdowych powyżej  $m = 25$ . Widać stąd, że stosunek jasności najsilniejszych do najślabszych obiektów astronomicznych dających się współcześnie obserwować wynosi ponad  $10^{20}$ .

Stosuje się w astronomii również pojęcie tzw. **absolutnej wielkości gwiazdowej**,  $M$ , w odróżnieniu od tej zdefiniowanej powyżej, którą nazwiemy **widomą**. Absolutna wielkość gwiazdowa  $M$  obiektu równa jest wielkości widomej tego obiektu  $m$  zarejestrowanej (hipotetycznie) w odległości 10 parseków od niego. Związek pomiędzy obiema wielkościami gwiazdowymi,  $m$  i  $M$ , można łatwo uzyskać zauważając, że natężenie oświetlenia maleje z odległością  $r$  od źródła proporcjonalnie do  $1/r^2$ . Wzór Pogsona możemy przekształcić następująco:

$m_1 - m_2 = 2.5 \log(I_2/I_1) = 5 \log(r_1/r_2)$  (tu wskaźniki 1 i 2 odnoszą się do tej samej gwiazdy lecz oglądanej z dwóch różnych odległości). Gdy za  $r_1$  podstawimy wspomnianą, umowną odległość 10 ps i oznaczyć odpowiadającą jej wielkość gwiazdową już nie  $m_1$  ale  $M$ , to będzie:  $M - m_2 = 5 \log 10 - 5 \log r_2$ . Zatem po opuszczeniu nieistotnego już wskaźnika otrzymamy ważny i często w astronomii wykorzystywany związek, będący definicją absolutnej wielkości gwiazdowej i jest nazywany „**modułem odległości**”:

$$m - M = 5 \log r - 5, \quad \text{gdzie odległość gwiazdy } r \text{ musi być wyrażona w parsekach. Dla paralaksy wyrażonej w sekundach łuku wzór na moduł odległości przyjmie postać:}$$
$$m - M = -5 \log \pi - 5$$

Wzór na moduł odległości w powyższej postaci pozwala wyznaczyć odległość świecącego obiektu poprzez pomiar bezpośredni wielkości  $m$ , pod warunkiem jednak, że mamy przesłanki co do blasku absolutnego  $M$  tego obiektu. Są np. gwiazdy zmienne (np. tzw. cefeidy), których okres zmian blasku  $T$  jest dobrze skorelowany z ich wielkością absolutną  $M$ . Jeśli dla możliwie licznej próbki tego rodzaju gwiazd, znajdujących się w miarę blisko, tak, że są dla nich znane paralaksy geometryczne (odległości), to znajdziemy zależność funkcyjną  $M(T)$  dla tych gwiazd. Nie ma powodu mniemać, że formuła wypracowana dla bliższych gwiazd nie będzie odnosić się do dalszych. Zatem jeśli gdzieś daleko (nawet w jakiejś bliskiej galaktyce) znajdziemy taką gwiazdę i pomierzmy jej okres, to z użyciem formuły wyliczymy też jej absolutną wielkość gwiazdową, a znając też wielkość widomą gwiazdy, możemy wyliczyć z modułu odległości odległość gwiazdy oraz galaktyki, w której ona się znajduje.

Zauważmy jednak, że przytoczona metoda nie uwzględnia zjawiska ekstynkcji międzygwiazdowej (międzygalaktycznej). Gaz i pył występujące w ośrodku pomiędzy gwiazdą i obserwatorem oddziałują z promieniowaniem elektromagnetycznym, absorbując oraz rozpraszając fotony tego promieniowania. W związku z tym natężenie światła podążającego od źródła do obserwatora ulega osłabieniu. Osłabienie to, nazywane **ekstynkcją**, zwykle zależne jest od długości fali promieniowania. Zjawisko ekstynkcji nastęrcza wielu kłopotów obserwacyjnych. Przede wszystkim pewne obszary Galaktyki, te przesłaniane przez gęste obłoki międzygwiazdowe, nie są dostępne obserwacjom i to niezależnie od czułości przyrządów obserwacyjnych. Nie mamy też możliwości obserwacji obiektów pozagalaktycznych, których pozycje na niebie pokrywają się z obszarami silnej ekstynkcji międzygwiazdowej w Galaktyce. Cenny wzór na moduł odległości nie uwzględnia ekstynkcji, która ma istotny wpływ na mierzoną, widomą wielkość gwiazdową  $m$ . Chcąc używać poprawnie tego wzoru dla wyznaczania odległości gwiazd czy innych ciał niebieskich, należy uwzględnić ekstynkcję. Ekstynkcję ogólną oznaczamy literą  $A$  i tradycyjnie wyrażamy w wielkościach gwiazdowych. Wobec tego wzór na moduł odległości należy zapisać jako:

$$m - M = 5 \log r - 5 + A$$

Dla większości kierunków na niebie ekstynkcja  $A$  nie przekracza dla światła widzialnego wartości 1 (czyli jednego magnitudo). Za ekstynkcję odpowiada każda frakcja materii rozproszonej, zarówno ta z rozmiarami cząstek mniejszych lub porównywalnych z długością fali świetlnej, jak i ta z rozmiarami drobin blokujących znacznie większymi od długości fali promieniowania. Część ekstynkcji ma zatem charakter selektywny (zależny od długości fali), a część (szara ekstynkcja) blokuje wszystkie fotony w równym stopniu, niezależnym od barwy światła. Będzie zatem:

$$A = A_s + A_{sz}, \quad \text{gdzie wskaźnik } s \text{ odnosi się do składowej selektywnej ekstynkcji, a wskaźnik } sz \text{ do składowej szarej.}$$

By korzystać fachowo ze wzoru na moduł odległości i pewnie wyznaczać z jego pomocą odległości ciał niebieskich, potrzebujemy silnych przesłanek nie tylko na  $M$ , ale również na oba rodzaje ekstynkcji.

