

O skali magnitudo

Arkadiusz HESS*

* Student, Kolegium MISMaP,
Uniwersytet Warszawski

W zachowanym dziele *Komentarz do Phenomena Aratos i Eudoksosa* Hipparch nie wprowadza numerowanej skali, używa jedynie greckich przymiotników, takich jak lampros (λαμπρός) – jasny, hypolampros (ὑπολαμπρός) – dość jasny, amydros (ἀμυδρός) – słaby, mikros (μικρός) – błady, do porównania jasności gwiazd.

Irradiancja to natężenie promieniowania określające ilość energii przypadającą na jednostkę powierzchni w jednostce czasu. Jednostką irradiancji jest więc $[W/m^2]$.

W ogólności problem jest nieco bardziej złożony. Skala magnitudo pochodzi od obserwacji gołym okiem, zaś Pogson w swej pracy opierał się na wczesnych pomiarach fotograficznych. Okazuje się, że oko ludzkie ma nieco inną czułość dla poszczególnych długości fal (różne gwiazdy o różnej temperaturze mają maksimum jasności dla różnych długości fal *via* prawo przesunięć Wiena) aniżeli papier fotograficzny. Z tego powodu w fizyce oświetlenia (choćby w pomiarach jasności lamp) używa się luksów (lumen na metr kwadratowy), czyli irradiancji skorygowanej o czułość ludzkiego oka.

W podręcznikach astronomii często spotyka się zapis $\ln F$ dla strumienia, jednak matematycznie operacja logarytmowania wielkości fizycznej z jednostką jest niepoprawna. Prawidłowo należy stosować logarytm ze stosunku wartości do jednostki odniesienia (np. $\ln(F/F_0)$), co daje wielkość bezwymiarową.

Przyjęcie dla Węgi dokładnie $m = 0$ jest definicją historyczną. Obecnie Wega nie jest już uważana za wzorzec i jej jasność różni się od zera we współczesnych systemach fotometrycznych.

Kiedy w pogodną noc zaczniemy przypatrywać się niebu, zauważymy bez trudu, że gwiazdy (i planety) ewidentnie różnią się jasnością. Również starożytni dostrzegli ten jakościowy fakt. Jednak dopiero w II wieku p.n.e. Hipparch z Nikei stworzył pierwszą znaną klasyfikację gwiazd.

W II wieku n.e. Klaudiusz Ptolemeusz z Aleksandrii, autor dzieła *Almagest* (a właściwie *Mathematikē Syntaxis*) wprowadza numerowaną skalę jasności gwiazd, w której podzielił gwiazdy od najjaśniejszych (które nazwał gwiazdami pierwszej wielkości) do świecących najślabiej (gwiazdy szóstej wielkości). Pojawiający się tu termin „wielkość” – mégetheos (μέγεθος) – w wiekach późniejszych został zlatynizowany do postaci *magnitudo*, która to nazwa jest używana w astronomii po dziś dzień.

Zauważmy przy okazji, że jaśniejsze obiekty mają mniejszą wartość w skali magnitudo. Jest to jedna z dość nietypowych dla fizyków rzeczy w astronomii.

W 1856 roku Norman Pogson uściślił skalę magnitudo. Nadał jej ścisłą definicję matematyczną i powiązał wizualne jasności gwiazd z fizycznie mierzalną wielkością (w tym przypadku tzw. irradiancją). Takie natężenie w literaturze astronomicznej określa się terminem strumienia (ang. *flux*), dlatego oznacza się go tradycyjnie jako F (choćby fizycy używają również literki I).

Pogson zauważył, że stosunek natężeń światła gwiazd pierwszej i szóstej wielkości gwiazdowej (czyli różniących się o pięć wielkości) jest bliski 100. W swojej normalizacji założył, że wynosi on dokładnie 100, $\frac{F_1}{F_6} = 100$. Drugim założeniem poczynionym przez Pogsona było przyjęcie, że stosunek natężeń odpowiadających różnicy jednej wielkości gwiazdowej jest stały, z czego wynika:

$$\frac{F_n}{F_{n+1}} = 100^{1/5} \approx 2,512,$$

a liczbę $\sqrt[5]{100}$ nazywa się czynnikiem Pogsona. Skala magnitudo jest skalą logarytmiczną, co odpowiada nieliniowej reakcji ludzkiego oka na zmiany natężenia światła. Związek ten można powiązać z prawem Fechnera–Webera, wiążącym wrażenie zmysłowe (tutaj postrzegana jasność m w magitudo) z fizyczną siłą bodźca F , wyrażonym poprzez równanie różniczkowe:

$$dm = k \cdot \frac{dF}{F}.$$

Całkując, otrzymujemy rzeczywiście:

$$(1) \quad m = k \cdot \ln \left(\frac{F}{F_0} \right) + C,$$

gdzie F_0 jest strumieniem odniesienia (np. strumieniem odpowiadającym zerowej wartości magnitudo), a C jest stałą całkowania. W praktyce stałą C i wartość F_0 dobiera się tak, aby skalę magnitudo powiązać z obserwacjami (co będzie dokładniej opisane w dalszej części artykułu).

We wzorze tym mamy stałą proporcjonalności k oraz stałą kalibracyjną C . Tę pierwszą możemy wyznaczyć, korzystając z różnicy magnitudo dla dwóch źródeł o różnych natężeniach F_1 i F_2 . Jeśli rozpatrzmy różnicę jasności źródeł m_1 i m_2 , których jasność różni się o pięć magnitudo, to z założenia Pogsona otrzymujemy:

$$5 = k \cdot \ln(100) \implies k = \frac{5}{\ln(100)} = \frac{2,5}{\ln(10)} \approx 1,0857.$$

Stałą kalibracyjną C wyznacza się natomiast tak, żeby dla Węgi (*a Lyr*) – najjaśniejszej gwiazdy w gwiazdozbiornie Lutni – otrzymać $m = 0$. Z pomiarów fotometrycznych wiadomo, że stała C wynosi około $-13,89$.

Ponieważ w czasach Pogsona logarytmy dziesiętne były powszechnie używane w astronomii i istniały rozbudowane tablice do ich szybkiego obliczania, to

słynny wzór Pogsona można najczęściej spotkać w formie:

$$m_1 - m_2 = -2,5 \cdot \log_{10} \left(\frac{F_1}{F_2} \right).$$

Warto też zauważyć, że występujący tu czynnik $-2,5$ jest wartością dokładną i wynika z własności logarytmu dziesiętnego, a jego bliskość do czynnika Pogsona jest przypadkowa, nie jest on jego przybliżeniem.

Jasności pozorne i bolometryczne

Jasności obserwowane wybranych ciał niebieskich w skali magnitudo (m). Należy pamiętać, że wartości te zależą od pasma obserwacji oraz od warunków obserwacyjnych. Jasność Księżyca jest podana w peryhelium, a Wenus i Jowisza w ich maksimum jasności.

Obiekt	Jasność (m)
Słońce	-26,83
Księżyc w pełni	-12,60
Wenus	-4,93
Jowisz	-2,94
Syriusz (α CMa)	-1,47
Kanopus (α Car)	-0,7
Arktur (α Boo)	-0,04
Wega (α Lyr)	+0,03
Polaris (wartość średnia)	+1,98

Czasami – zwłaszcza w przypadku pomiarów precyzyjnych oraz dla obserwatoriów kosmicznych – jasność pozorną definiuje się jako jasność obserwowaną z orbity Ziemi, aby usunąć wpływ atmosfery.

Jasność obiektu obserwowanego z Ziemi oznacza się m i nazywa jasnością pozorną. Ponieważ jednak jasność obiektu spada z jego odległością, to jasność pozorna nie odzwierciedla rzeczywistej jasności obiektów (strumienia światła, które one rzeczywiście emitują). Warto zatem zdefiniować pewną szczególną wielkość, zwaną jasnością absolutną, zapisywaną poprzez M , zdefiniowaną (dla danej gwiazdy) jako jasność pozorną, jaką miałyby dana gwiazda, gdyby była obserwowana z odległości standardowej równej 10 parseków, przy założeniu braku ekstynkcji, czyli osłabienia światła spowodowanego absorbującym i rozpraszającym ośrodkiem (głównie pyłem międzygwiazdowym) pomiędzy gwiazdą a obserwatorem. Dzięki temu pojęciu można porównywać rzeczywistą (fizyczną) jasność gwiazd niezależnie od ich aktualnej odległości od Ziemi.

Dla gwiazd i galaktyk magnitudo absolutne definiuje się standardowo jako jasność obserwowaną z odległości 10 parseków (32,6 lat świetlnych). Definicja ta wynika z historycznych uwarunkowań i jest powszechnie stosowana w astronomii gwiazdowej i pozagalaktycznej. Dla obiektów Układu Słonecznego stosuje się inne standardowe odległości: dla planet i planetoid magnitudo absolutne definiuje się dla odległości 1 j.a. od Słońca i 1 j.a. od obserwatora, przy założeniu kąta fazowego 0° (pełne oświetlenie). Dla komet definicja jest nieco bardziej złożona, uwzględnia bowiem ich aktywność i rozkład światła w komie i warkoczu.

Związek między magnitudo pozornym m , absolutnym M i odległością d (wyrażoną w parsekach) wyraża się klasycznym wzorem modułu odległości:

$$m - M = 5 \log_{10}(d) - 5 + A,$$

gdzie dodatkowy składnik A oznacza ekstynkcję. Dla obserwacji pozagalaktycznych lub kosmologicznych uwzględnia się również inne efekty, tj. korekty związane z przesunięciem ku czerwieni (m.in. tzw. k -correction) i efektami relatywistycznymi.

Jasność można również analizować pod kątem obszaru widma, które obserwujemy. Gdy interesuje nas całkowita jasność we wszystkich długościach fal, definiuje się jasność bolometryczną m_{bol} i M_{bol} . Dla Słońca typowa wartość bolometrycznego magnitudo absolutnego wynosi $M_{\text{bol},\odot} \approx 4,74$. Różnica między magnitudo bolometrycznym a wizualnym gwiazdy jest opisywana przez korektę bolometryczną, zależną od temperatury i widmowego rozkładu energii gwiazdy.

W praktycznej fotometrii nie obserwujemy całego widma, lecz wybrane jego fragmenty, określone przez używane filtry. Ponieważ definicja magnitudo w danym systemie zależy od funkcji odpowiedzi instrumentu, krzywe transmisji i odbicia filtrów są kluczowe dla określenia faktycznego strumienia rejestrowanego przez detektor.

Kalibracja skali magnitudo

W czasach, kiedy w astronomii zaczęto utrzymywać obrazy, potrzebne stało się precyzyjne zdefiniowanie skali magnitudo (czyli dokładne zdefiniowanie stałych kalibracyjnych C z równania (1)). Jako punkt odniesienia została wybrana Wega – gwiazda jasna, niezaczerwieniona i najjaśniejsza z gwiazd wczesnego typu widmowego na półkuli północnej. Początkowa definicja obejmowała kilka gwiazd oprócz Wegi. Zakładano, że te gwiazdy mają średnio magnitudo $V = 0$ i wskaźniki barwy, czyli kolory fotometryczne, również równe 0 (w rzeczywistości Wega ma $V = 0,03$).

Istnieje także inny problem związany z użyciem Wegi jako odniesienia. Jej dość szybki obrót wzdłuż własnej osi generuje zmienność między 2% a 6%, w zależności od pasma. Do bardzo precyzyjnych prac potrzebna jest więc ostrożność przy użyciu systemu opartego na Wedze.

O obserwatorium im. Very Rubin
pisaliśmy w Δ_{26}^4 .

Fotometria CCD, jak każda metoda obserwacyjna, jest podatna na wpływ warunków zewnętrznych i charakterystyk instrumentu – a przy precyzyjnych pomiarach trzeba to uwzględnić. Surowe obrazy z detektora CCD zawierają nie tylko interesujący nas sygnał pochodzący od obiektów astronomicznych, lecz także zakłócenia związane z elektroniką kamery i układem optycznym. Dlatego przed właściwą analizą tworzy się i stosuje tzw. obrazy referencyjne: *bias* $B(x, y)$ (reprezentujący elektroniczny offset, obecny nawet przy zerowym czasie ekspozycji), *dark* $D(x, y)$ (opisujący sygnał generowany przez prąd ciemny detektora) oraz *flat* $F(x, y)$ (korygujący nierównomierną czułość pikseli i oświetlenie pola widzenia).

Aby otrzymać wiarygodne pomiary jasności, surowe obrazy poddaje się kalibracji z użyciem klatek referencyjnych. Proces ten opisywany jest wzorem:

$$I_{\text{cal}}(x, y) = \frac{I_{\text{raw}}(x, y) - B(x, y) - t_{\text{exp}} D(x, y)}{F_{\text{norm}}(x, y)},$$

t to czas ekspozycji.

Dopiero tak skalibrowane obrazy mogą być wykorzystane do pomiarów fotometrycznych. Kalibrację wykonuje się w specjalnych programach, które usprawniając ten proces, pozwalają zaoszczędzić sporo czasu. Więcej o technicznych aspektach astrofotografii pisał Ireneusz Nowak w Δ_{24}^4 .

Czytelników zainteresowanych skalami magnitudo zachęcamy również do samodzielnego zapoznania się ze współczesnymi przeglądami nieba – z których najważniejsze są 2MASS, SDSS i Gaia.

W praktyce pomiary są bardziej skomplikowane, ponieważ Wega nie zawsze jest dostępna do obserwacji w tym samym czasie co źródło. Dlatego systemy fotometryczne wymagają definicji wielu wtórnych standardów fotometrycznych rozproszonych po niebie.

Współcześnie porównuje się wiele nakładających się ekspozycji wykonanych w różnych częściach nieba. Takie podejście, zastosowane m.in. w przeglądzie SDSS (metoda *ubercal*) oraz w Obserwatorium im. Very Rubin (algorytm FGCM), umożliwia dokładne wyznaczenie punktu zerowego skali magnitudo z dokładnością rzędu milimagnitudo.

Krótko o historii detektorów

Choć skala magnitudo ma swoje korzenie w historii percepcji wzrokowej i definicjach Pogsona, jej praktyczne użycie zależy od możliwości detektorów.

Pierwszymi używanymi detektorami były płytki fotograficzne. Płytki oferowały możliwość dłuższej integracji, a tym samym wykrywania słabszych obiektów. Dostarczały również trwałych zapisów obserwacji. Jednak ich analiza była trudna, cierpiały na nieliniowość odpowiedzi i miały niską wydajność kwantową (stosunek wykrytych fotonów do padających fotonów).

Prawdopodobnie pierwszym, który sfotografował gwiazdę inną od Słońca (była to gwiazda Wega (*α Lyr*)), był John Adams Whipple, amerykański wynalazca, pracujący razem z astronomem Williamem Cranch Bondem w Harvard College Observatory. George Phillips Bond, syn W. C. Bonda, jest również uważany za jednego z pionierów w tej dziedzinie.

Rzeczony technik pomiaru jasności gwiazd postępował równolegle z pojawieniem się coraz bardziej czułych detektorów. Fotoelektryczna fotometria gwiazd pojawiła się wraz z wprowadzeniem fotokomórek, a następnie fotopowielaczy. W 1892 roku irlandzki astronom William Monck jako pierwszy dokonał pomiarów astronomicznych za pomocą ogniwa fotowoltaicznego (wyprodukowanego przez George'a Minchina).

W 1907 roku kolejne próby fotoelektrycznych obserwacji astronomicznych podjął Amerykanin Joel Stebbins. Wraz z Paulem Guthnickem był pionierem w użyciu metod fotoelektrycznych do fotometrii, rozwijając je do poziomu precyzyjnego narzędzia pomiarowego.

Kolejnym przełomem były układy CCD (*Charge-Coupled Devices*), wynalezione w 1969 roku przez Willarda Boyle'a i George'a Smitha, pierwotnie do zastosowań komputerowych; pierwszy obraz astronomiczny wykonano nimi w obserwacjach Urana w Jet Propulsion Laboratory. Układy CCD szybko zrewolucjonizowały pomiary fotometryczne dzięki wysokiej czułości, liniowości i stabilności i pozostają do dziś podstawowym detektorem używanym w astronomii.

Podsumowanie

Skala magnitudo pozostaje wygodnym i historycznie uzasadnionym sposobem zapisu jasności astronomicznych; jej logarytmiczny charakter wynika z percepcji wzrokowej i został sformalizowany przez Pogsona. W praktyce fotometrycznej kluczowe są:

- dokładne zdefiniowanie punktu zerowego danego systemu (opartego np. na Wedze),
- precyzyjne określenie odpowiedzi instrumentu, czyli tego, jak filtr, detektor i optyka reagują na różne długości fali,
- rygorystyczna kalibracja obejmująca obserwacje gwiazd standardowych, poprawki na masę powietrza, barwy obiektów i propagację punktów zerowych do obserwowanych obszarów nieba.

Dla uzyskania precyzji rzędu 1% konieczne jest odwołanie się do spektrofotometrycznych standardów i starannego modelowania wszystkich składników systemu pomiarowego.