

Ład wśród gwiazd

Tomasz KWAST, Warszawa

Taki tytuł wykładu (lub artykułu) może budzić obawy co do zdrowego rozsądku autora. Przecież uprawianie matematyki jak i nauk przyrodniczych polega na nieustannym poszukiwaniu ładu wśród obiektów podlegających badaniu, bez względu na to, czy obiekty te badacz sam zdefiniował, czy zostały mu dane przez przyrodę. Osiągnięcia matematyki w tej dziedzinie (klasyfikacje grup czy rozmaitości, warunki rozwiązalności równań...) są raczej słabo znane „masom”. W naukach przyrodniczych jest z tym znacznie lepiej, np. wszyscy znają układ okresowy pierwiastków. Odkryty przez D. Mendelejewa ład dopuszczał istnienie pierwiastków nieznanych za jego życia, z czasem tablica się wypełniła i dziś nikt nie ma wątpliwości, że więcej pierwiastków nie ma i nie będzie (chyba że na końcu tablicy). Co do astronomii, to niektórzy znają prawa Keplera rządzące ruchem planet, mało kto – klasyfikację widmową gwiazd. A to wszystko to tylko przykłady. Bo przecież studiowanie matematyki, fizyki czy astronomii to pięć lat solidnej pracy. Czy wyniki osiągnąć np. astronomii można streścić na kilku stronach druku? Spróbujmy.

Rozmieszczenie gwiazd

Rzut oka na niebo ukazuje chaos świecących punktów. Przy odrobinie cierpliwości można zauważyć, że kilka z tych punktów powoli przesuwają się na tle nieruchomego tła ogromnej liczby pozostałych. Można też dostrzec, że przesuwają się one w niezbyt szerokim pasie nieba. To planety wędrujące zawsze w pasie zodiaku. W pasie zodiaku wędrują też Słońce i Księżyc, skąd wniosek, że Słońce ze swoimi planetami (odległych trzech planet nie widać gołym okiem) tworzy układ bardzo płaski. Ruch wszystkich tych ciał odbywa się z zachodu na wschód, lub inaczej: gdyby oglądać Układ Słoneczny z Gwiazdy Polarnej, to wszystkie planety obiegałyby Słońce w kierunku przeciwnym do ruchu wskazówek zegara.

Chyba każdy jednak przyzna, że gwiazdy są jednak rozrzucone na niebie bez ładu i składu. To racja, ale tylko dopóki nie spojrzymy w niebo przez lunetę (teleskop). Jako pierwszy zrobił to Galileusz w 1609 roku i zobaczył, że Droga Mleczna, wyglądająca dla nieuzbrojonego oka jak świetlista smuga, w istocie składa się z ogromnej liczby słabych gwiazd. Inaczej mówiąc, gwiazdy najjaśniejsze (zapewne najbliższe) są wprawdzie rozrzucone na niebie losowo, ale odległe skupiają się w płaszczyźnie Drogi Mlecznej. Cały ten układ gwiazd to Galaktyka, nasza Galaktyka (dlatego słowo to pisze się z dużej litery), której członkiem jest też Słońce.

Wiedzę o budowie Galaktyki zdobywano z trudem, gdyż mieszkamy wewnątrz niej. Najważniejsze było wypracowanie rzetelnych metod wyznaczania odległości gwiazd. Odległości gwiazd najbliższych wyznacza się jak dalmierzem, tylko że jest nim średnica ziemskiej orbity. Mianowicie w odstępie pół roku dają się zmierzyć drobne (zawsze poniżej jednej sekundy łuku) zmiany położenia (tzw. paralaksy) gwiazd bliskich na tle odległych, skąd – przy znajomości rozmiarów ziemskiej orbity – oblicza się odległości tych pobliskich gwiazd. Odległość odpowiadająca paralaksie równej jednej sekundzie łuku to tzw. parsek (pc; wynosi on w przybliżeniu 3×10^{16} m). Z powierzchni Ziemi mierzono paralaksy nie mniejsze od 0,01 sekundy, sztuczny satelita Hipparcos pomierzył setki tysięcy paralaks do 0,001 sekundy, czyli sięgnął do odległości 1000 pc. Jest to ciągle niewielki ułamek rozmiarów Galaktyki, w dodatku przy miliardach gwiazd niepodobna zajmować się w ten sposób każdą z osobna. Potrzebna jest metoda, choćby przybliżona, za to masowego oceniania odległości gwiazd. Robi się to z wykorzystaniem statystycznej zależności, że im gwiazda jest słabsza, tym jest odleglejsza.

Tu przypomnienie. Jasność gwiazdy to pewna liczba, wielkość gwiazdowa (magnitudo, m), wprowadzona przez Hipparcha. Zaproponował on mianowicie,

by najjaśniejsze gwiazdy nieba nazwać gwiazdami pierwszej wielkości, a najslabsze dostrzegalne gołym okiem – gwiazdami szóstej wielkości. Jak widać było to bardzo nieprecyzyjne, ale w czasach Hipparcha inaczej być nie mogło. W czasach zaś nowożytnych okazało się, że pomysł Hipparcha dobrze pasuje do formuły, zgodnie z którą $m = -2.5 \log F + const$, gdzie F oznacza strumień światła od gwiazdy, a stała powinna być tak dobrana, by wzór nawiązywał do jasności gwiazd określonych przez Hipparcha. W ten sposób skala jasności gwiazd została doprecyzowana, rozszerzona na obiekty znacznie jaśniejsze i znacznie słabsze od gwiazd widocznych gołym okiem i – co najważniejsze – stała się obiektywna.

Wracamy do głównego wątku. Jest oczywiste, że im dłuższa jest ekspozycja zdjęcia jakiegoś fragmentu nieba, czyli im większy jest zasięg zdjęcia, określony przez jego graniczną wielkość gwiazdową, tym więcej jest gwiazd na zdjęciu. Można wykazać, że gdyby gwiazdy były identyczne, rozmieszczone w przestrzeni równomiernie i gdyby przestrzeń międzygwiazdowa była absolutnie przezroczysta, to liczba gwiazd $N(m)$ byłaby wykładniczą funkcją zasięgu zdjęcia m . Analiza odstępstw od tej zależności dowodzi, że któreś z powyższych założeń nie są spełnione; najprawdopodobniej wszystkie, ale dla poznania budowy Galaktyki najważniejsze jest uzyskanie informacji, „jak bardzo nierównomiernie” gwiazdy wypełniają obszar Galaktyki. K. Schwarzschild (1912) podał równania całkowite pozwalające wyznaczyć – na podstawie zliczeń gwiazd na serii zdjęć – przebieg gęstości gwiazd z odległością w danym kierunku. I oto chodziło! Próbując mozolnie w ten sposób Galaktykę w rozmaitych kierunkach, odtworzono w końcu rozkład w niej gwiazd, czyli budowę Galaktyki. Przy okazji poznano też rozkład materii międzygwiazdowej.

Obecnie wiemy, że Galaktyka jest galaktyką spiralną, Słońce leży na skraju jednego z ramion, niemal w płaszczyźnie równika galaktycznego. Centrum Galaktyki znajduje się w odległości około 8,5 kpc i leży w gwiazdozbiorze Strzelca. Cała Galaktyka jest dyskiem o promieniu 15 kpc składającym się z ponad 200 mld gwiazd. W okolicy Słońca gęstość gwiazd wynosi w przybliżeniu $0,1/\text{pc}^3$.

Ruchy gwiazd

Gwiazdy unoszące się w przestrzeni z oczywistych powodów nie mogą tkwić nieruchomo. Wskutek wielkich odległości gwiazd ruchy te są bardzo powolne i zauważalne dopiero albo w wyniku dokładnych pomiarów albo po upływie długiego czasu. Takie przypadkowe ruchy jasnych (okolicznych) gwiazd odkrył E. Halley (1718) w wyniku porównania ich położenia z położeniami określonymi przez Hipparcha w Starożytności. Gdy stały się możliwe pomiary prędkości gwiazd (względem Słońca) w trzech składowych, okazało się, że ruchy tych gwiazd będą średnio równe zeru, jeżeli dla każdej gwiazdy wprowadzić pewną identyczną poprawkę. Jej interpretacja jest jednoznaczna: jest to prędkość Słońca względem rozpatrywanej grupy gwiazd. Tak odkryto ruch Słońca ku apeksowi – jest to punkt na sferze niebieskiej, ku któremu biegnie Słońce względem układu gwiazd okolicznych. Apeks Słońca leży w Herkulesie, a prędkość tego ruchu wynosi około 20 km/s.

Ale pomiary składowych prędkości gwiazd dały jeszcze jeden bardzo ważny wynik. Okazało się mianowicie, że nie ma gwiazd, które poruszałyby się bardzo szybko względem Słońca (z prędkościami rzędu setek km/s) w kierunku Łabędzia, istnieją natomiast tak szybkie gwiazdy poruszające się w kierunku przeciwnym, ku gwiazdozbirowi agli. Ta asymetria prędkości (i inne obserwacje) stała się fundamentem teorii rotacji Galaktyki. Stworzył ją J. Oort w 1926. Galaktyka jako całość obraca się tak, że Słońce z otaczającymi je gwiazdami biegnie w kierunku Łabędzia z prędkością 220 km/s. Gwiazd poruszających się znacznie szybciej w tym kierunku nie ma, bo gdyby były, to miałyby prędkość przekraczającą prędkość ucieczki z Galaktyki i dawno powinny Galaktykę opuścić. Natomiast gwiazdy szybkie, biegnące ku aglom, są naprawdę gwiazdami powolnymi względem Galaktyki, nic więc dziwnego, że jest ich wiele.

Przy odległości Słońca od centrum Galaktyki równej 8,5 pc prędkość 220 km/s daje jeden obieg w ciągu ćwierci miliarda lat. Niektórzy nazywają ten okres rokiem galaktycznym. Oczywiście Galaktyka obraca się nie jak ciało sztywne - prędkość obiegowa gwiazd byłaby wtedy wprost proporcjonalna do odległości od centrum. Tak w przybliżeniu obraca się centralne zgęszczenie Galaktyki. Gdyby z kolei w dysku galaktycznym dominowała grawitacja ze strony centralnego zgęszczenia, to gwiazdy w nim poruszałyby się mniej więcej zgodnie z prawami Keplera – a tak też nie jest. Wydaje się, że w okolicy Słońca prędkość obiegowa gwiazd jest w pewnym zakresie ich odległości od centrum ustalona, czyli mamy sytuację pośrednią między rotacją sztywną a keplerowską. Przyczyną takiego stanu rzeczy jest prawdopodobnie obecność w Galaktyce tzw. ciemnej materii, o której, jak dotąd, wiadomo tylko tyle, że musi istnieć, bo wywiera działanie grawitacyjne, nie wiadomo natomiast, co nią jest, ile dokładnie jej jest, ani jakie jest jej rozmieszczenie.

Własności fizyczne gwiazd

Nie jest łatwo określić barwy gwiazd, nawet patrząc przez teleskop. Łatwo jest natomiast wykonać następujący eksperyment. Aparat fotograficzny z kolorowym filmem kierujemy w dowolne miejsce gwiazdzistego nieba, unieruchamiamy go i otwieramy migawkę na kwadrans. Wskutek obrotu nieba gwiazdy opiszą na filmie krótkie łuki, to zrozumiałe – ale łuki te będą wyraźnie kolorowe! Interpretacja tego wyniku to klucz do poznania fizycznej natury gwiazd. Okazało się bowiem, że barwa gwiazdy zależy niemal wyłącznie od jej temperatury. Nawiasem mówiąc, barwa gwiazdy to pewna precyzyjnie określona liczba, tzw. wskaźnik barwy, która jest różnicą wielkości gwiazdowych zmierzonych w dwóch konkretnych zakresach widma gwiazdy. Zależność barwy od temperatury jest u gwiazd taka, jakiej można by się spodziewać na podstawie obserwacji z życia codziennego: podgrzewany kawałek metalu świeci wprawdzie czerwono, potem żółto, wreszcie niemal białą. Tak też jest u gwiazd.

Próby wyznaczania temperatur gwiazd zaczęły mieć szanse powodzenia, gdy astronomowie opanowali technikę fotografowania widm gwiazd. Prawie od początku XIX w. obserwowano (okiem) widmo Słońca (J. Fraunhofer), ale to częściowo dzięki temu, że od Słońca otrzymujemy potężny strumień światła i raczej trzeba uważać, by nie zostać przezeń oślepionym. W przypadku gwiazd właściwie zawsze światła brakowało, dlatego umiejętność fotografowania widm gwiazd to już prawie koniec XIX w. – pierwsze widmo jasnej Węgi uzyskał H. Draper w 1872 r. Potem już poszło, widma gwiazd zaczęto fotografować masowo i naturalną kolejną rzeczą zaszła potrzeba znalezienia jakiegoś ładu w tym ogromie obserwacji. Trzeba bowiem podkreślić, że widmo to nie tylko informacja o temperaturze gwiazdy. Linie widmowe (absorpcyjne) powstają wskutek tego, że w pierwszym przybliżeniu światło gwiazdy można uważać za światło ciała doskonale czarnego przechodzące, zanim ostatecznie opuści gwiazdę, przez filtr, jaki stanowi jej atmosfera. To atmosfera gwiazdy powoduje, że w jej widmie planckowskim brakuje pewnych częstości (długości fal), a odpowiedzialne są za to poszczególne atomy atmosfery, czyli jej skład chemiczny. Tak więc widmo to najobfitsze źródło informacji o gwiazdzie, choć informacje te nie jest łatwo wydobyć. W szczególności jasne jest, że obecność linii jakiegos pierwiastka dowodzi jego obecności w atmosferze gwiazdy, ale brak linii nie dowodzi jego nieobecności! A to dlatego, że w atmosferze gwiazdy mogą panować warunki, w których dany pierwiastek nie będzie w stanie swojej obecności przejawiać.

Tak więc stwierdzono, że widma gwiazd różnią się obecnością lub nieobecnością pewnych linii, ich natężeniem, kształtem. W znalezieniu ładu wśród nich zasłużyli się głównie astronomowie amerykańscy: H. Draper, E. Pickering i pani A. Cannon (choć nie byli pierwszymi, którzy podjęli taką próbę). Na przełomie XIX i XX wieku przeglądali tysiące zdjęć widm śledząc podobieństwa i różnice między nimi. Pewnym klasom widm nadawali symbole literowe, zapewne po linii najmniejszego oporu alfabetycznie: A, B, C itd. Jednocześnie rozwijała się fizyka, w tym rozumienie praw promieniowania. Okazało się

w końcu, że kolejność typów widmowych – nie alfabetyczna, lecz OBAFGKM – odpowiada malejącej temperaturze gwiazd. I tak gwiazdy typu OB są najgorętsze (30 000 K), w ich widmach najsilniejsze są linie zjonizowanego helu, najchłodniejsze zaś to gwiazdy typu M (3000 K), które w widmach mają silne linie związków chemicznych (głównie tlenku tytanu). Odtworzenie szczegółów składu chemicznego atmosfery gwiazdy jest procedurą dość skomplikowaną, jednak jeden wynik powtarza się właściwie u wszystkich gwiazd: 75% masy (atmosfery) gwiazdy to wodór, 25% to hel, a w tym niewiele procent przypada na inne pierwiastki.

Zauważmy, że jeżeli znana jest odległość gwiazdy, to jej jasność widoma m niesie informację o tym, jaką jasność ma ta gwiazda „sama w sobie”, czyli jak silnie świeci „naprawdę”. Bo przecież słaba gwiazda z bliska może wyglądać jak jasna gwiazda z daleka. Tę jasność „naprawdę” określa parametr zwany jasnością absolutną, M . Nie wchodząc w szczegóły rachunkowe przyjmijmy do wiadomości, że jeżeli przestrzeń między gwiazdą a Ziemią jest całkiem przezroczysta, to związek jasności absolutnej i widomej ma postać: $m - M = 5 \log r - 5$, gdzie r oznacza odległość gwiazdy wyrażoną w parsekach. Jeżeli odległość wyznaczona zostanie np. metodą paralaksy rocznej, to z tego wzoru można łatwo obliczyć, jaka jest jasność absolutna gwiazdy. Na początku XX w. znane już były odległości tylu gwiazd, że można było próbować badać rozmaite zależności statystyczne między parametrami gwiazd. Holender E. Hertzsprung i Amerykanin H. Russell niezależnie odkryli fundamentalną zależność, którą ilustruje słynny diagram Hertzsprunga–Russella (H-R). Okazało się mianowicie, że jeżeli na wykresie, którego oś pozioma wyskalowana będzie temperaturą (gwiazdy gorące tradycyjnie po lewej stronie), a pionowa jasnością absolutną (gwiazdy jasne u góry), wszystkie gwiazdy rozłożą się wysoce nierównomiernie. Inaczej mówiąc, temperatura i jasność absolutna gwiazdy

nie są dowolne! Na diagramie H-R ogromna większość gwiazd tworzy tzw. ciąg główny, czyli gęsto obsadzony przez gwiazdy pas biegnący od górnego lewego rogu do prawego dolnego. Statystyczne więc jeżeli gwiazda jest gorąca, to jest zarazem bardzo jasna. To zrozumiałe, jednak na diagramie tym są też inne gwiazdy, choć w dużo mniejszej liczbie. W górnym prawym rogu są gwiazdy chłodne, a jednak bardzo jasne – jest to możliwe, gdy gwiazdy takie są wielkie. Nic dziwnego, że zostały nazwane czerwonymi olbrzymami. W przeciwnym rogu są gwiazdy bardzo słabe mimo wysokiej temperatury – muszą więc być bardzo małe i zostały równie obrazowo nazwane białymi karłami.

Znaczenie diagramu H-R w astrofizyce jest porównywalne ze znaczeniem układu okresowego pierwiastków w chemii. Jego interpretacja, uzasadniona współczesną teorią budowy wewnętrznej gwiazd, dostarcza podstawowych informacji o gwiazdach i ich ewolucji. Dziś wiemy, że ciąg główny tworzą gwiazdy młode, świecące w wyniku tego samego procesu: termojądrowej przemiany wodoru w hel. Pas ciągu głównego nie jest torem (na diagramie H-R) ewolucyjnym żadnej gwiazdy. Jest w pewnym sensie „odwrotnie”, mianowicie gdy gwiazda wyczerpie wodorowe paliwo w centrum, to schodzi z ciągu głównego w prawo do góry, czyli jej powierzchniowe warstwy ulegają rozdęciu, przez co stygną, a gwiazda staje się czerwonym olbrzymem lub nadolbrzymem. Wreszcie gwiazda może stracić swoje zewnętrzne warstwy, a wtedy to, co po niej zostanie, jest gorącym, małym dawnym jej jądrem, czyli białym karłem. Przedstawiony tu scenariusz ewolucji jest tylko jednym z możliwych, a jego szczegóły zależą od początkowej masy gwiazdy. Ewolucja gwiazd jest jednak tematem na inną obszerną opowieść.

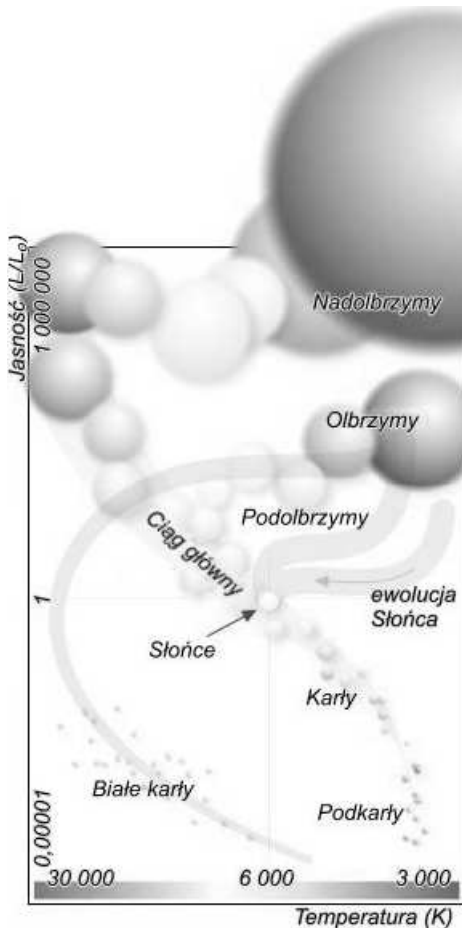


Diagram Hertzsprunga–Russella

Populacje gwiazd

Usiłowania wykrycia budowy Galaktyki i rozkładu w niej gwiazd różnych typów doprowadziły do jeszcze jednego odkrycia, łączącego ewolucję gwiazd z ewolucją galaktyki. Odkrycie to dziś ilustruje pierwsze-lepsze kolorowe zdjęcie galaktyki spiralnej. Na takim zdjęciu doskonale widać, że centralne zgęszczenie galaktyki jest żółto-pomarańczowe, podczas gdy dysk (ramiona spiralne) jest białoniebieski. Dlaczego gwiazdy o różnych barwach obsadziły różne obszary galaktyki? Pełnej odpowiedzi na to pytanie jeszcze nie znamy.

O ile nasza wiedza o Wszechświecie nie jest całkiem błędna, to galaktyki powstały z przypadkowych ogromnych zgęszczeń materii pierwotnego Wszechświata, które zawierały w przybliżeniu 75% wodoru, 25% helu i praktycznie nic więcej. Z takiej materii powstały pierwsze galaktyki, a w nich gwiazdy. W centrach gwiazd zachodzi nieustanna synteza helu, ale najmasywniejsze z tych gwiazd, zamiast przeżyć łagodną ewolucję, przedstawioną skrótowo powyżej, mają możliwość zakończyć życie gwałtownie. Gwiazda taka, wyczerpawszy w jądrze wodorowe paliwo, zapada się pod wpływem własnej grawitacji, co w sprasowanej materii uruchamia reakcje termojądrowe, w wyniku których dochodzi do jej eksplozji jako tzw. supernowej. W tych sekundach eksplozji zostają z wodoru i helu zsyntetyzowane pierwiastki cięższe, które zostają rozproszone dookoła. Z materii międzygwiazdowej wzbogaconej w te pierwiastki cięższe mogą powstawać nowe gwiazdy. One również będą przerabiać wodór na hel, ale inaczej, bo wskutek obecności w nich pierwiastków cięższych (jako katalizatorów reakcji termojądrowych) synteza helu będzie zachodzić energiczniej. Takie gwiazdy drugiego pokolenia będą więc gorętsze, jaśniejsze i bielsze. Trzeba przyznać, że proces powstawania galaktyk kryje jeszcze mnóstwo zagadek. Musi istnieć jakiś mechanizm usuwania wzbogaconej materii międzygwiazdowej z centralnego obszaru galaktyki – być może wybuchające tam w dużych ilościach supernowe wywiewają materię poza centralne zgęszczenie. Z materii tej tworzy się z czasem dysk, a w nim ramiona spiralne. W rezultacie galaktyka (spiralna) przyjmuje postać przedstawioną w poprzednim akapicie: centralne zgęszczenie składające się głównie ze starych gwiazd stosunkowo chłodnych i czerwonych (jest to tzw. II populacja) otacza dysk utworzony głównie z gwiazd młodych i gorących (I populacja).

Globalna budowa galaktyki (naszej Galaktyki również) wykazuje więc szereg korelacji. Związek temperatury z barwą gwiazdy i jej jasnością absolutną jest oczywisty. Okazuje się jednak, że to nie wszystko. Gwiazdy stare (II populacja) mają zarazem mało pierwiastków ciężkich i skupiają się w układach o symetrii w przybliżeniu sferycznej (centralne zgęszczenie, halo Galaktyki, gromady kuliste) i ich orbity w Galaktyce są różne i rozmaicie usytuowane. Z kolei gwiazdy młode (I populacja) są wzbogacone w pierwiastki ciężkie, skupiają się w dysku galaktycznym, a ich orbity leżą więc niemal w jednej płaszczyźnie. Podział gwiazd na populacje oczywiście nie jest ostry, większość badaczy wyróżnia pięć „podsystemów”, zresztą również o nieostrych granicach. Na koniec warto może zauważyć, że budowę wewnętrzną gwiazd i budowę Galaktyki astronomowie poznali już nieźle. Ewolucja gwiazd znana jest gorzej, choć do tej niewiedzy najbardziej przyczyniają się gwałtowne zjawiska w życiu gwiazd. A ewolucja galaktyk jest znana najgorzej, nawet gdyby miała przebiegać całkiem łagodnie.