

ASTRONOMIA

KONRAD RUDNICKI

Wersja elektroniczna opracowana przez częstochowskich miłośników astronomii dla potrzeb samokształceniowych w oparciu o dawniejszy licealny podręcznik astronomii autorstwa Konrada Rudnickiego.

Autor wyraził zgodę na zamieszczenie niniejszej wersji elektronicznej podręcznika do użytku publicznego

Trud przetransformowania wydrukowanego podręcznika do wersji elektronicznej wziął na siebie zespół redakcyjny w składzie:

Agnieszka Kania, Sabina Zabielska i Bogdan Wszolek

Uwspółcześniono kilka ilustracji w stosunku do oryginału. Danych liczbowych (np. odnośnie ilości księżyców u niektórych planet Układu Słonecznego) nie uaktualniano. Czytelnik przez porównanie aktualnych – dostępnych powszechnie choćby w internecie – danych z danymi w niniejszym podręczniku będzie miał okazję odnotować postęp wiedzy astronomicznej na przestrzeni ostatnich kilkudziesięciu lat.

Autorzy opracowania niniejszej wersji elektronicznej z pewnością popełnili wiele błędów literowych, za co przepraszają zarówno autora podręcznika jak czytelników.

CZĘŚĆ I
WIADOMOŚCI WSTĘPNE

Rozdział I

PRZEDMIOT ASTRONOMII

1.1. Astronomia dawniej a dziś

Astronomia *) jest najstarszą z nauk. O ile w innych dziedzinach wiedzy przez tysiąclecia wystarczały niepowiązane ze sobą, tradycyjnie przekazywane, przepisy i zwyczaje, o tyle np. dla orientacji według gwiazd w czasie podróży, przewidywania zbliżających się pór roku według położenia Słońca na niebie, konieczne było zrozumienie jakichś ogólnych zasad, według których odbywają się ruchy ciał niebieskich.

Możemy podziwiać umiejętności zamierzchłych cywilizacji w zakresie np. matematyki, budownictwa, agronomii, jednak sposób, w jaki do nich podchodzono, był zupełnie różny od dzisiejszego, naukowego podejścia do tych samych zagadnień. Natomiast zarówno starożytne metody obserwacji astronomicznych, jak i systemy myślowe ich geometrycznego ujęcia żywo przypominają współczesne metody i systemy. O ile inne nauki pojęte współcześnie zaczęły powstawać w okresie rozkwitu kultury greckiej, a więc około 2000 lat temu, o tyle stosunkowo dokładne obserwacje astronomiczne dokonywane były już tysiące lat przed naszą erą.

Wiemy, że takich obserwacji astronomicznych dokonywano między innymi w starożytnej Babilonii, Egipcie, Chinach oraz Ameryce Środkowej. Współczesna astronomia do dziś używa podstawowych pojęć i terminów powstałych w bardzo odległej starożytności. Należy do nich np. *sfera niebieska*, *zenit*, *oś świata*, o których będzie mowa w dalszych rozdziałach.

Podstawowym działem astronomii jest tzw. astronomia sferyczna zajmująca się teorią obserwowanych położenia i przesunięć ciał niebieskich na sferze niebieskiej. Ten dział nie zajmuje się istotą obserwowanych zjawisk. Dla niego ciała niebieskie są jakby tylko światełkami świeącymi na niebie. Jedną z dyscyplin astronomii sferycznej jest astrometria zajmująca się dokładnymi pomiarami położenia ciał niebieskich. Należy do niej wyznaczanie z obserwacji dokładnych położenia gwiazd i na tej podstawie układanie ich

*) Astronomia — po grecku *astron* znaczy gwiazda i *nomos* — prawo, czyli nauka o ciałach niebieskich.

katalogów itp.

Innym działem astronomii jest astronomia praktyczna wraz z tzw. astronomią geodezyjną, zajmująca się wyznaczaniem stron świata, współrzędnych geograficznych, kształtu Ziemi, badaniem jej ruchu obrotowego i na tej podstawie wyznaczaniem czasu.

Badanie ruchów ciał w układzie planetarnym, obliczanie sił działających między tymi ciałami, obliczanie orbit ciał niebieskich, przewidywanie położenia ciał na niebie, należą do mechaniki nieba.

Wymienione działy, które zajmują się tylko położeniami i ruchami ciał niebieskich, ujmują się czasem, jako jedną całość nazywaną astronomią klasyczną. Natomiast dział astronomii, powstały stosunkowo niedawno, bo w XIX w., zajmujący się fizyczną i chemiczną budową ciał niebieskich, nazywany astrofizyką.

Astrofizyka dzieli się na astrofizykę obserwacyjną, której głównym zadaniem są badania ilościowe i jakościowe promieniowania elektromagnetycznego, oraz na astrofizykę teoretyczną, która, opierając się na prawach fizyki, stawia sobie za cel opracowanie teorii zjawisk fizycznych obserwowanych we Wszechświecie.

Astronomia klasyczna wraz z astrofizyką zajmują się pojedynczymi zjawiskami zachodzącymi we Wszechświecie, wyciąganiem, stąd ogólnych wniosków zajmuje się astronomia gwiazdowa. (Nazwa astronomii gwiazdowej pochodzi stąd, że dawniej poza układem planetarnym umiano badać tylko rozmieszczenia i ruchy gwiazd. Dopiero później zaczęto się zajmować również mgławicami, galaktykami, gromadami galaktyk.) Astronomia gwiazdowa nie zajmuje się więc poszczególnymi zjawiskami, lecz, czerpiąc o nich gotowe dane od astronomii klasycznej oraz astrofizyki i posługując się przy tym metodami statystycznymi, stara się wyjaśnić ogólne rozmieszczenie i ruchy ciał niebieskich we Wszechświecie.

Najogólniejszymi prawami rządzącymi tym rozmieszczeniem — budową Wszechświata — zajmuje się dział zwany kosmologią.

Osobne miejsce wśród działów astronomii zajmuje nauka o powstawaniu i rozwoju ciał niebieskich oraz ich zbiorowisk — kosmogonia. Nie jest to w zasadzie odrębny dział, lecz raczej wspólny temat wszystkich działów astronomii. Z jednej bowiem strony kosmogonia posługuje się wynikami wszelkich działów astronomii, z drugiej — żadne ciało niebieskie nie może być uznane za dokładnie zbadane, dopóki nie wiemy, jak ono zmieniało się w czasie, jaka jest jego ewolucja i jaka rola w ewolucji Wszechświata.

Mimo, że w poprzednich latach nauki nie uczyliście się astronomii, jako oddzielnego przedmiotu, liczne elementarne wiadomości z tego zakresu

wchodziły w kurs innych przedmiotów.

Przypomnijmy sobie te wiadomości:

Ziemia jest ciałem o kształcie zbliżonym do kuli, krążącym wokół Słońca. Wokół Ziemi krąży Księżyc i wraz z nią bierze udział w ruchu dookoła Słońca. Podobnie jak Ziemia, wokół Słońca krążą jeszcze inne pokrewne jej ciała niebieskie. Nazywamy je planetami. Słońce oświetla swoimi promieniami wszystkie planety łącznie z Ziemią i krążącym wokół niej Księżycem. Słońce, wszystkie planety i inne mniejsze ciała krążące wokół niego tworzą razem Układ Słoneczny. Poza Układem Słonecznym w wielkich odległościach rozmieszczone są gwiazdy, będące ciałami podobnymi do Słońca.

1.2. Obserwacje astronomiczne

Rzadko dokonujemy dziś naukowych obserwacji astronomicznych gołym okiem. Zwykle za pomocą, mniej lub bardzo skomplikowanych przyrządów badamy jakościowo i ilościowo promieniowanie przychodzące do nas od ciał niebieskich. Wykorzystujemy przy tym zarówno promieniowanie widzialne, jak i inne rodzaje promieniowania elektromagnetycznego: podczerwone, nadfioletowe oraz radiowe. Trudnym zadaniem jest doprowadzenie odpowiedniego promieniowania do aparatury odbiorczej. Wszelkie urządzenia służące do tego celu można podzielić na dwie zasadnicze klasy.

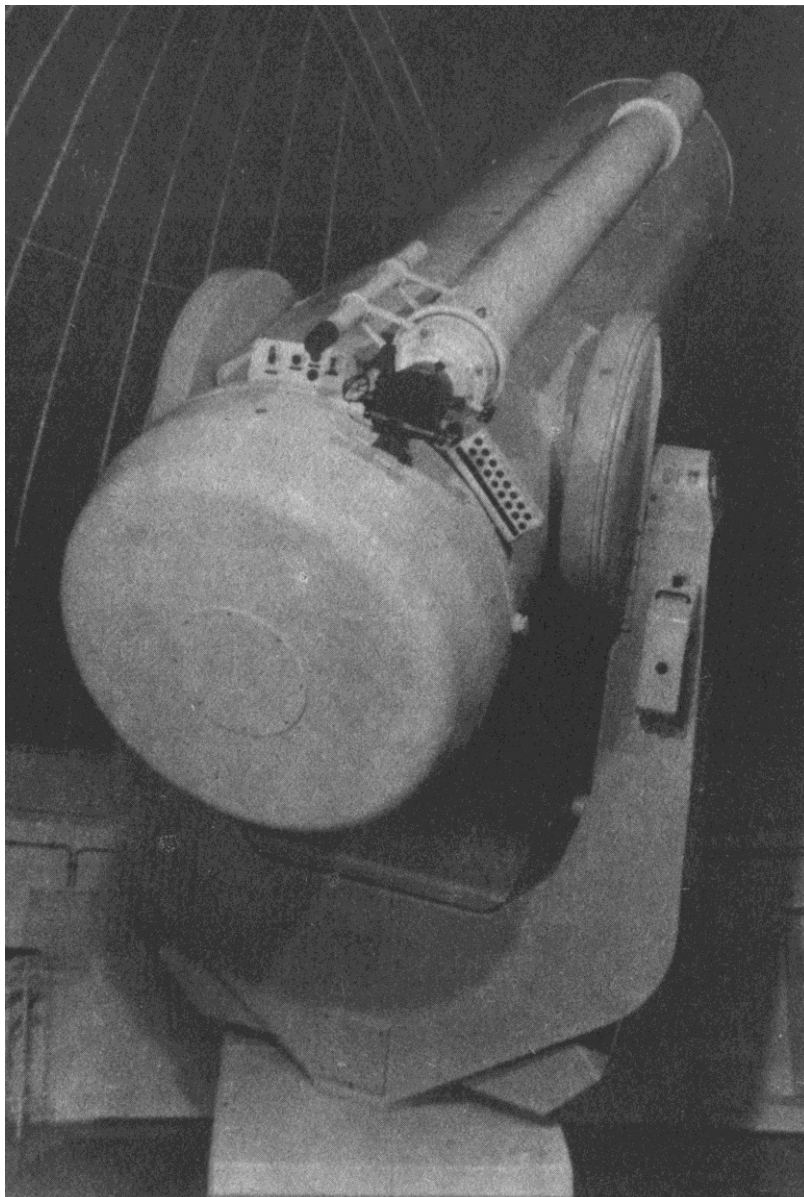
Czasem idzie o to, aby możliwie jak najwięcej tego promieniowania skupić w jednym punkcie. Dzieje się tak w przypadku badania ciał niebieskich słabo świecących, np. bardzo odległych, albo gdy chcemy promieniowanie idące od danego ciała poddawać subtelnym badaniom np. widmowym, czyli spektralnym. Do tych celów służą stosunkowo duże, nieraz potężne, o ogromnych średnicach teleskopy, w których promieniowanie skupiane jest za pomocą odpowiedniego układu soczewek (tzw. refraktory), luster (reflektory) lub siatek drucianych oraz anten kierunkowych (radioteleskopy).

Średnica obiektywu największego istniejącego obecnie refraktora wynosi 1,02 m (Obserwatorium Yerkesa w USA), reflektora — 6,00 m (Obserwatorium w Zieleńczukskiej na Kaukazie w ZSRR rys. 5) [Chociaż obecnie istnieją większe teleskopy to kaukaski kolos ma nadal największe zwierciadło wykonane z pojedynczego bloku szkła – przyp. red.]. Trudno powiedzieć, jakie są wymiary największego radioteleskopu. Pojedyncze czasy paraboliczne skupiające fale radiowe do celów astronomicznych miewają średnice po kilkadziesiąt metrów. [W

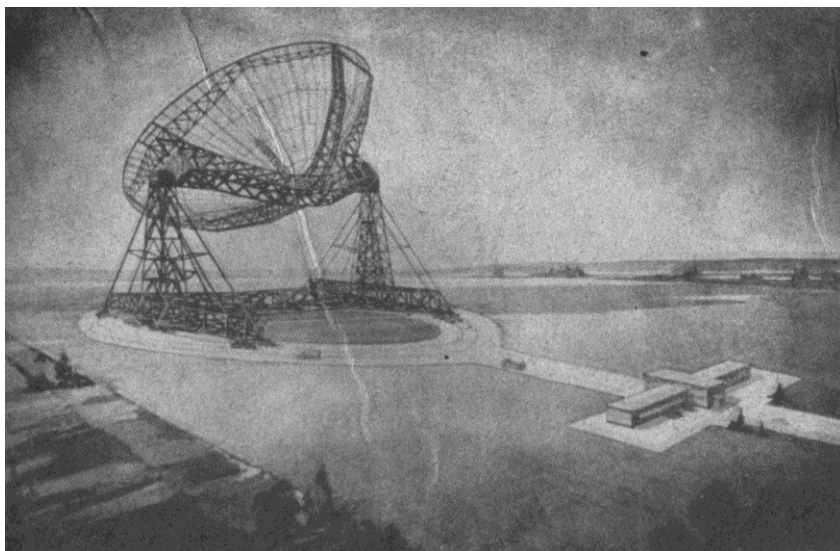
Arecibo 300 m, w Efelsbergu 100 m, w Toruniu 32 metry – przyp.red.]. Czasem jednak radioteleskopy bywają układami oddzielonych od siebie anten radiowych rozmieszczonych na obszarach wielu kilometrów lub nawet na różnych kontynentach.

Inny typ przyrządów astronomicznych stosuje się, kiedy idzie nie tyle o skupienie wielkiej ilości promieniowania, ile o dokładny pomiar kierunku, z którego promieniowanie dochodzi. Przyrządy służące do tego celu są stosunkowo niewielkie, ale za to wyposażone w bardzo precyzyjne kątomierze, podziałki i śruby mikrometryczne, aby możliwie jak najdokładniej można było mierzyć położenie ciał na niebie. Dokładność wyników pomiarów kątowych dochodzi tu często do 0,001 sekundy łuku.

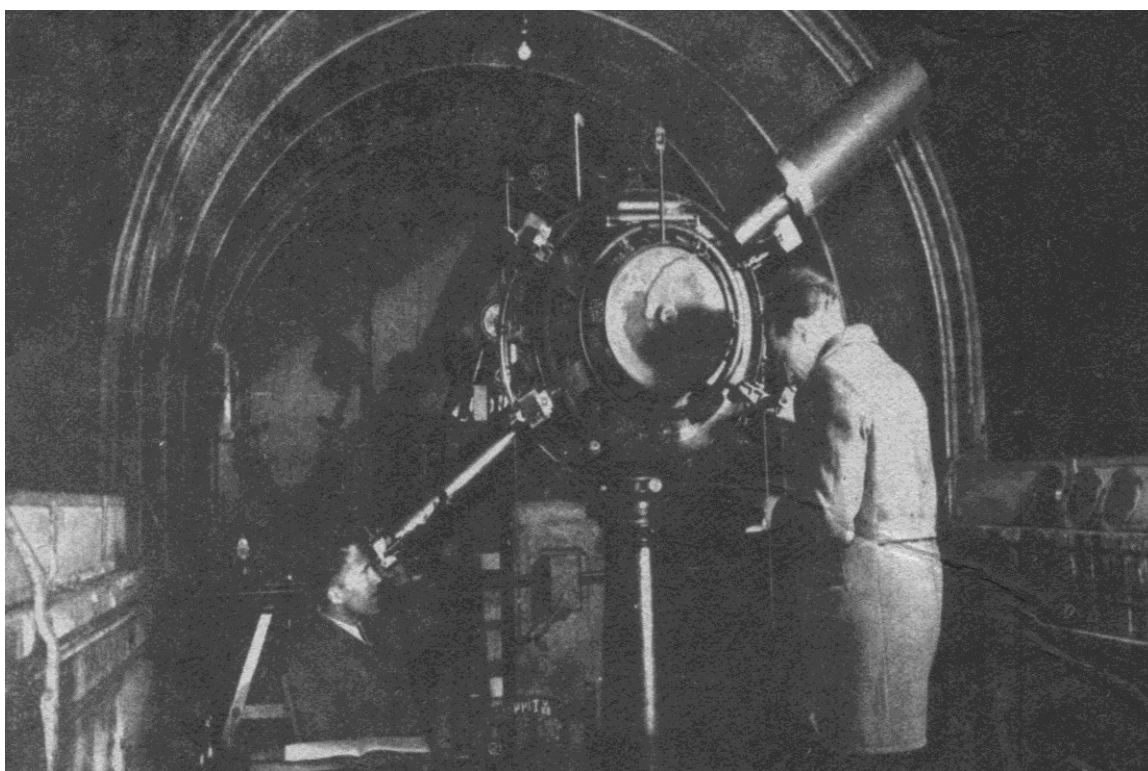
Rysunki 1—7 przedstawiają różne typy przyrządów astronomicznych.



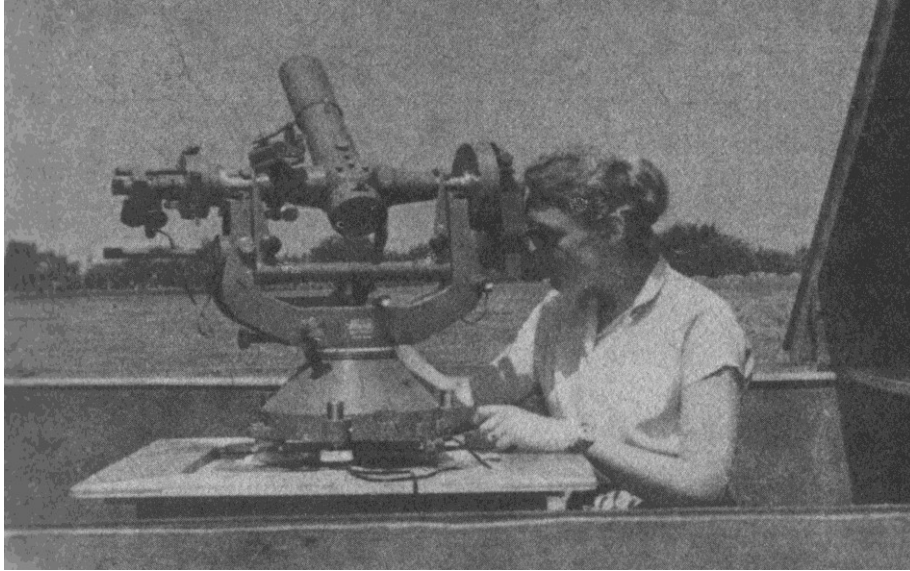
Rys. 1. Największy polski teleskop optyczny o średnicy 90cm w obserwatorium w Piwnicach pod Toruniem.



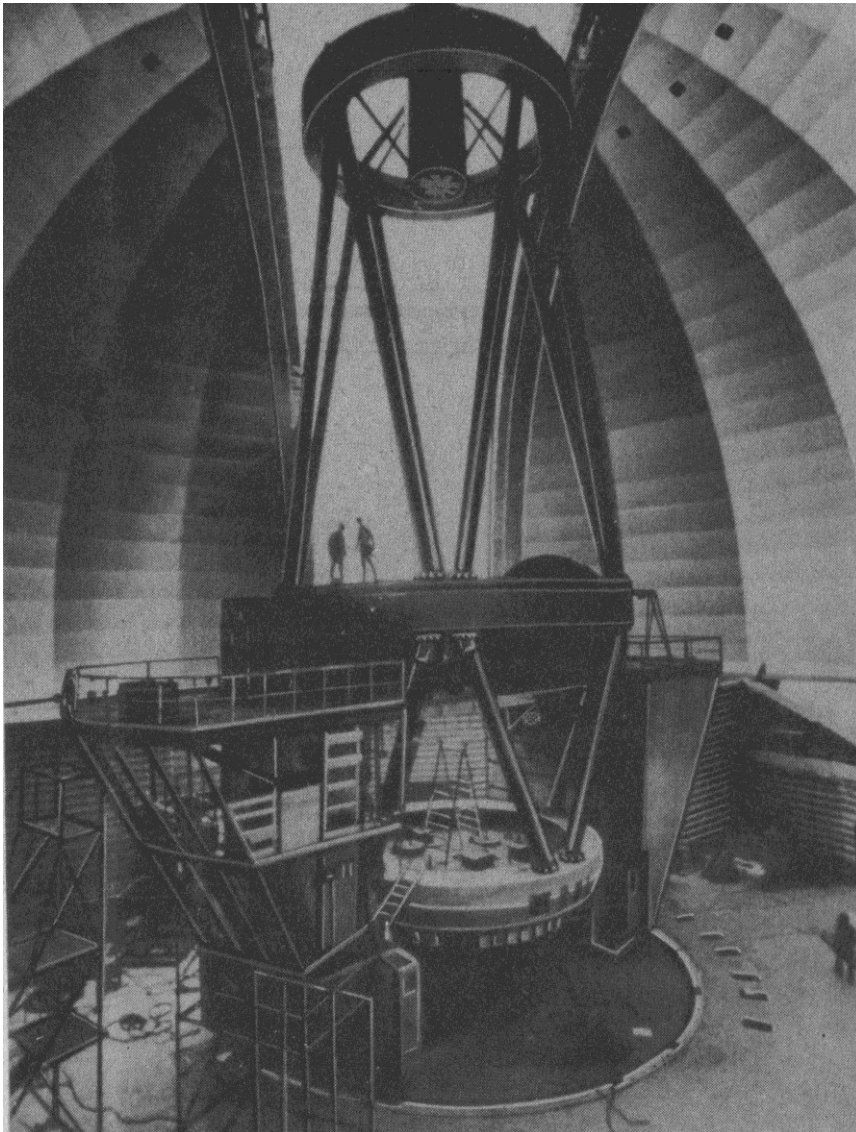
Rys.2. Wielki radioteleskop w Jodrell Bank w Anglii.



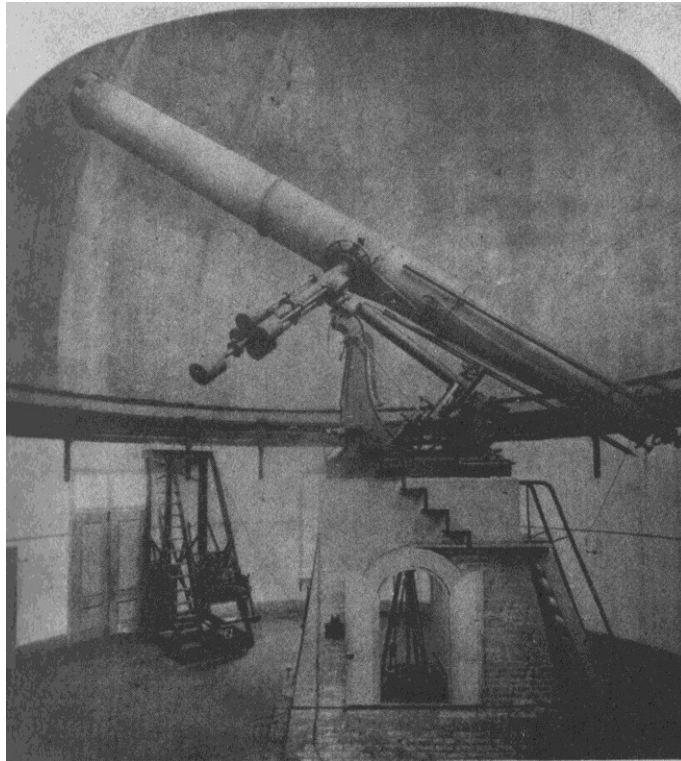
Rys.3. Tak zwane koło wertykalne w obserwatorium we Wrocławiu. Przyrząd służący do pomiarów położenia ciał niebieskich.



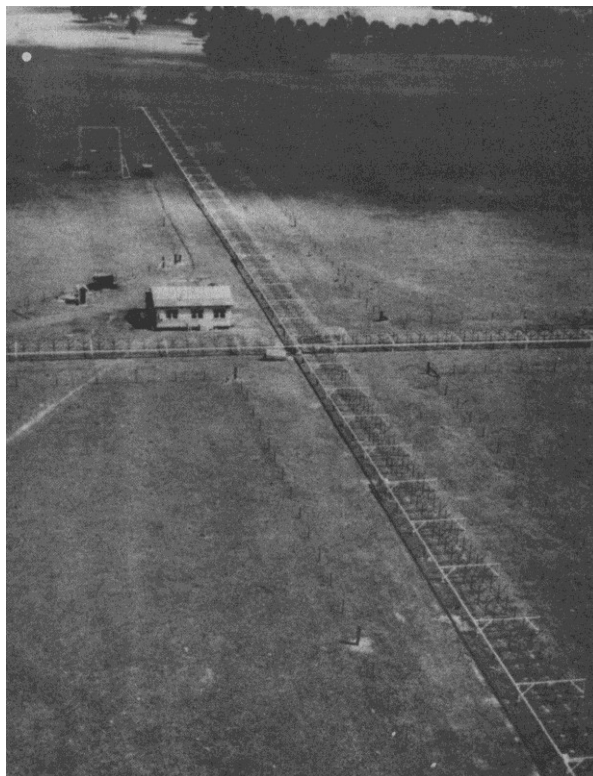
Rys.4. Przenośne tzw. narzędzie uniwersalne służące do pomiarów kątowych na niebie.



Rys.5. Teleskop optyczny (reflektor) o średnicy 6 metrów w Zieleńcużskiej na Kaukazie.



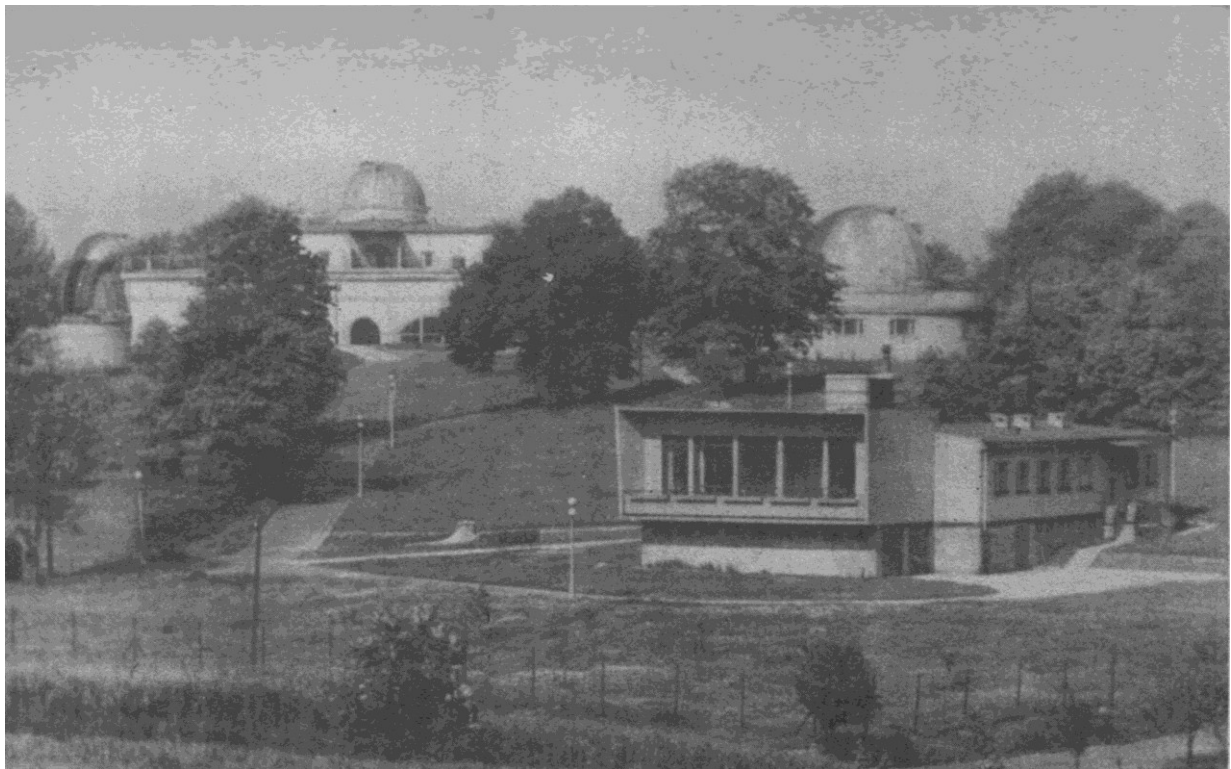
Rys.6. Klasyczny typ lunety astronomicznej (refraktor) w obserwatorium Licka w Kalifornii.



Rys.7. Zespół anten radiowych w kształcie krzyża w obserwatorium w Sydney w Australii.

Przyrządy astronomiczne często umieszcza się z dala od miast, aby w obserwacjach nie przeszkadzały dymy ani łuny miejskich świateł. Astronomowie rzadko posługują się przyrządami przenośnymi. Na ogół przyrządy umieszcza się

w stałych, specjalnie dla nich zbudowanych pawilonach obserwacyjnych, które często mają kształty otwieranych i obracających się kopuł. Zespół takich pawilónów wraz z pracowniami, służącymi do opracowywania dokonanych zdjęć fotograficznych i pomiarów, nazywa się obserwatorium astronomicznym. W Polsce mamy kilka naukowych obserwatoriów astronomicznych. Na rysunku 8 widzimy obserwatorium astronomiczne w Forcie Skała pod Krakowem.



Rys.8. Fragment obserwatorium w Forcie Skała pod Krakowem.

Dla pozbycia się zakłócającego wpływu atmosfery ziemskiej przyrządy astronomiczne umieszcza się czasem w pojazdach kosmicznych zwanych obserwatoriami orbitalnymi. W takich obserwatoriach można badać ciała niebieskie nie tylko w promieniach świetlnych i radiowych, ale we wszystkich długościach fal elektromagnetycznych, w szczególności w promieniach γ i rentgenowskich. Te promienie są całkowicie pochłaniane przez atmosferę Ziemi. Badania tego typu należą do tak zwanej astronomii pozaatmosferycznej.

Rozdział II
ORIENTACJA NA NIEBIE

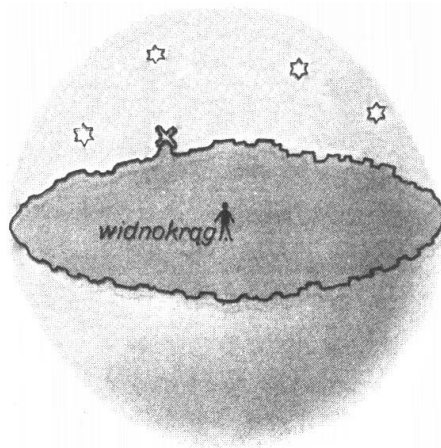
2.1. Sfera niebieska

Człowiek potrafi określić oczami tylko niewielkie odległości wynoszące kilkanaście, a w najlepszym razie kilkadziesiąt metrów. W sposób bezpośredni określamy odległości przedmiotów leżących przed nami na stole, odległości kamieni leżących na drodze, czy odległość blisko przelatujących ptaków. Odległości przedmiotów dalszych umiemy ocenić tylko o tyle, o ile dostrzegamy w nich jakieś dodatkowe cechy świadczące o tej odległości. Odległość widzianej na widnokregu wsi oceniamy bezwiednie po wielkości budynków, po stopniu zamglenia obrazu lub w inny podobny sposób.

Nie potrafimy natomiast zupełnie ocenić odległości obiektów dalszych, jeżeli nie mamy wiadomości dodatkowych. Widząc na przykład na niebie samolot nieznanego typu, nie potrafimy powiedzieć, czy to jest samolot mały lecący stosunkowo nisko, czy też znacznie nawet większy, ale za to odpowiednio wyżej lecący.

Wszystkie ciała niebieskie są bardzo odległe, a zarazem nie mają żadnych uchwytnych cech nadających się do bezpośredniego oceniania ich odległości. Dlatego, gdy patrzymy na niebo, stwierdzamy od razu, w jakim kierunku znajduje się dana gwiazda, planeta, czy inne ciało, nic nie wiemy natomiast, jak daleko się ono znajduje.

Niektóre rozważania astronomiczne wygodnie jest przeprowadzać tak, jakby wszystkie ciała niebieskie były jednakowo odległe, czyli leżały na powierzchni pewnej kuli, w której środku znajduje się obserwator. Takie ujęcie odpowiada również stosunkowo dobrze wrażeniu, jakie odnosimy, kiedy patrzymy na niebo; wydaje się nam bowiem, że wszystkie ciała niebieskie leżą na powierzchni pewnej kuli nas otaczającej (rys. 9). Tę powierzchnię nazywamy **sferą niebieską**.

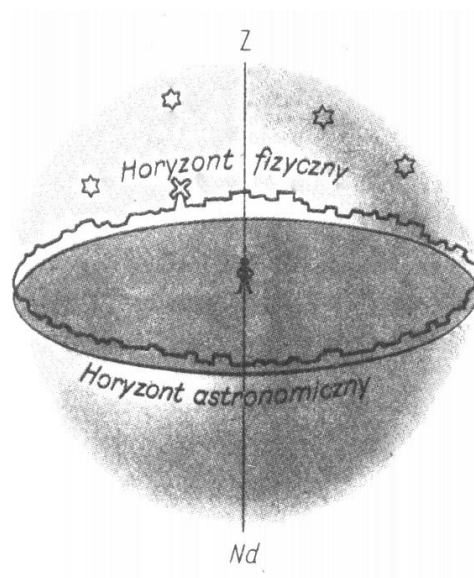


Rys. 9. Sfera niebieska.

Zamiast mówić, że jakieś ciało niebieskie znajduje się w przestrzeni w tym a tym kierunku, mówimy, że leży ono w tym a tym miejscu sfery niebieskiej. Jest to tylko pewien umowny sposób wyrażania się.

2.2. Pion i horyzont

Dla orientacji ustalamy na sferze niebieskiej pewne wyróżnione punkty i linie.



Rys. 10. Zenit, nadir, pion i horyzont.

Linia prosta wyznaczona przez pion — w praktyce można ją otrzymać przez zawieszenie ciężarka na nici — przebija sferę niebieską w dwu punktach. Punkt znajdujący się nad nami nazywamy zenitem (Z na rys. 10), a drugi, leżący pod

nami (nie widzimy go, gdyż zasłania go powierzchnia Ziemi) — nadirem (*Nd*).

Płaszczyzna prostopadła do kierunku pionu, przechodząca przez środek sfery, przecina ją wzdłuż koła zwanego **horyzontem** astronomicznym lub wprost horyzontem.

Wśród linii na sferze niebieskiej ważną rolę odgrywają tak zwane **koła wielkie**, czyli koła leżące w płaszczyznach przechodzących przez środek sfery. Z określenia horyzontu astronomicznego wynika, że jest on kołem wielkim.

W dalszej części podręcznika, mówiąc o horyzoncie będziemy mieli na myśli zawsze horyzont astronomiczny. Należy tu jednak wspomnieć, że oprócz pojęcia horyzontu astronomicznego używa się czasem pojęcia horyzontu fizycznego.

Horyzont fizyczny jest to linia graniczna pomiędzy widocznym obszarem powierzchni Ziemi, czyli widnokresem a niebem. Natomiast horyzont astronomiczny jest pojęciem abstrakcyjnym, jest to wielkie koło na sferze niebieskiej prostopadłe do pionu. Widnokrąg, podobnie jak ograniczający go horyzont fizyczny, ma kształt nieregularny, zależnie od ukształtowania terenu, jak góry, lasy i zabudowania. Tylko na pełnym morzu i na rozległych pustyniach widnokrąg ma kształt koła (nie zawsze wielkiego).

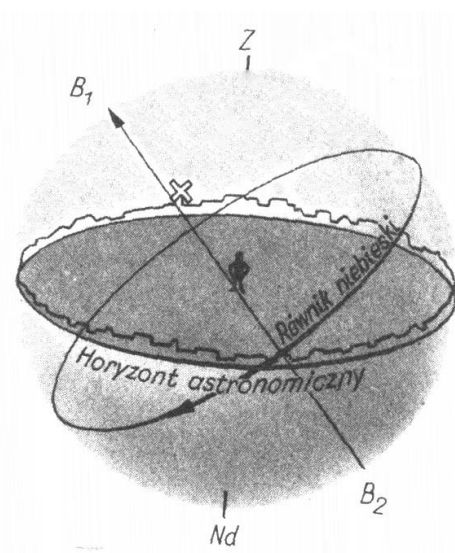
2.3. Oś świata i równik

Patrząc na niebo widzimy, że widoczne na nim gwiazdy zmieniają położenie. Po zachodniej stronie widnokreśgu gwiazdy zachodzą, przestają być widoczne, po wschodniej — wschodzą, a następnie wznoszą się coraz wyżej.

Istnieje jednak jeden punkt nieba nad horyzontem, którego położenie nie ulega zmianie. W północnych szerokościach geograficznych jest to północny biegun niebieski (B_1 na rys. 11).

Prosta przechodząca przez północny biegun i przez obserwatora nazywa się **osią świata**. Jest to prosta przechodząca przez obserwatora i równoległa do osi ziemskiej.

Drugi punkt przecięcia przez oś świata sfery niebieskiej, przypadający w naszych szerokościach geograficznych pod horyzontem, nazywamy południowym biegunem niebieskim (B_2 na rys. 11).



Rys. 11. Bieguny niebieskie i równik.

Nazwy *bieguny niebieskie* i *oś świata* pochodzą z czasów, gdy sądzono, że ruch nieba jest fizycznym ruchem Wszechświata wokół nieruchomej Ziemi. Dziś traktujemy je jako tradycyjne terminy umowne.

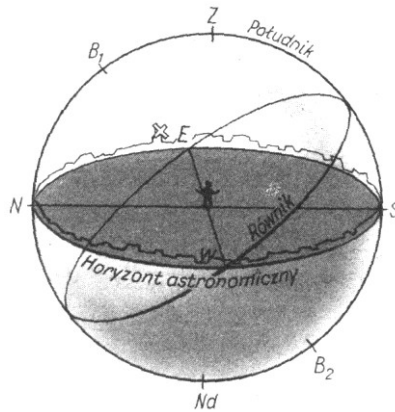
Koło wielkie prostopadłe do osi świata nazywamy **równikiem niebieskim** lub wprost **równikiem**. Równik dzieli całą sferę niebieską na dwie półkule — północną i południową.

2.4. Południk, strony świata

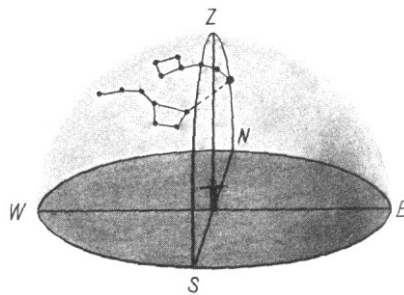
Wielkie koło przechodzące przez zenit, nadir i oba bieguny niebieskie nazywamy **południkiem niebieskim** lub wprost **południkiem**.

Punkty przecięcia południka z horyzontem nazywamy punktem północy *N* i punktem południa *S* (rys. 12). Punkty przecięcia równika z horyzontem — punktem wschodu *E* i punktem zachodu *W*.

Punkty *N*, *S*, *E* i *W* są to tak zwane **kardynalne punkty horyzontu**. Nie należy mylić punktu północy *N* z biegunem północnym *B₁*, ani punktu południa *S* z biegunem południowym *B₂*.



Rys. 12. Południk i strony świata.



Rys. 13. Strony świata i biegun niebieski.

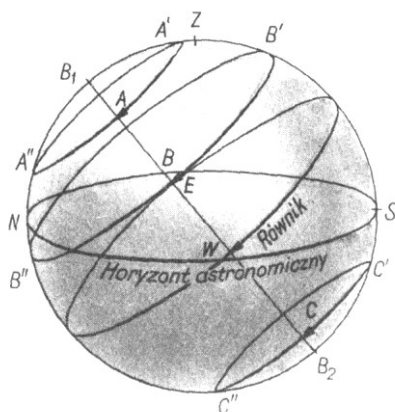
W praktyce punkt północny N możemy w przybliżeniu określić; jako ten punkt na horyzoncie, który znajduje się pod gwiazdą Biegunową (rys. 13). Gdy stanjemy twarzą do tego punktu, punkt południa S będzie się znajdował ściśle za nami, po prawej ręce będziemy mieli punkt wschodu E , po lewej — zachodu W . Południk niebieski będzie przechodził dokładnie nad nami przez zenit Z od punktu N do S .

2.5. Ruch dzienny

Widomy *) obrót całej sfery niebieskiej nazywamy ruchem dziennym nieba. Jest on przedstawiony na rysunku 14. Pełny obrót sfery niebieskiej następuje w czasie równym obrotowi Ziemi wokół osi, to znaczy w ciągu jednej doby gwiazdowej, która jest około 4 minuty krótsza od doby średniej używanej w życiu codziennym.

*) W przeciwieństwie do zjawisk astronomicznych ujętych przestrzennie w fizycznie określonym układzie odniesienia, zjawiskami widowymi nazywamy zjawiska obserwowane przez obserwatora znajdującego się w danym miejscu Ziemi (lub innego ciała niebieskiego) i wykonującego wraz ze swoim miejscem obserwacji pewne (nie prostoliniowe na ogół) ruchy. Teoria sfery niebieskiej jest teorią zjawisk widowych.

W ruchu dziennym ciała niebieskie zakreślają koła równoległe do równika niebieskiego. Wskutek ruchu dziennego każda gwiazda przechodzi dwukrotnie w czasie doby gwiazdowej przez południk; raz gdy znajduje się najwyżej na niebie (punkty A' , $B'C'$) — jest to tzw. górowanie — i raz gdy znajduje się najniżej (punkty A'' , B'' , C'') — tak zwane dołowanie. Górowanie i dołowanie nazywamy inaczej kulminacją górną i dolną.



Rys. 14. Ruch dzienny nieba.

Gwiazdy znajdujące się blisko bieguna północnego są zawsze nad horyzontem (gwiazda A na rys. 14). Podobnie gwiazdy znajdujące się blisko bieguna południowego znajdują się stale pod horyzontem i nigdy ich nie widzimy (gwiazda C).

Natomiast drogi gwiazd zgrupowanych w pobliżu równika przecinają horyzont (gwiazda B). Gdy gwiazda wynurza się spod horyzontu, nazywamy to jej wschodem, gdy chowa się pod horyzont — mówimy o zachodzie. Wszystkie wschody gwiazd odbywają się po wschodniej stronie sfery niebieskiej, wszystkie zachody — po zachodniej.

Punktu wschodu lub zachodu jakiegokolwiek gwiazdy nie należy mylić z kardynalnymi punktami: wschodu i zachodu, które były omówione w poprzednim paragrafie. Gdy mówimy po prostu *punkt wschodu* powstaje pewna dwuznaczność, która zresztą nie jest groźna, bo z kontekstu wynika zawsze, o jakim punkcie wschodu, czy zachodu mowa.

Gwiazdy znajdujące się na samym równiku niebieskim połowę ruchu dziennego wykonują nad horyzontem i połowę pod nim.

2.6. Gwiazdozbiory

Obrót Ziemi wpływa na zmianę położenia gwiazd względem obserwatora, nie wpływa natomiast na wzajemne położenie gwiazd względem siebie. Z tego powodu sfera niebieska obraca się jako całość, przy czym znajdujące się na niej gwiazdy zachowują względem siebie położenie prawie niezmiennie.

Dla łatwiejszej orientacji połączono umownie gwiazdy leżące na sferze niedaleko siebie w grupy zwane gwiazdozbiorami lub konstelacjami. W obrębie gwiazdozbioru poszczególne jaśniejsze gwiazdy oznacza się kolejnymi małymi literami alfabetu greckiego poczynając na ogół od najjaśniejszej gwiazdy. Tak np. α (alfa) Wielkiej Niedźwiedzicy oznacza najjaśniejszą gwiazdę w tym gwiazdozbiore. Inne gwiazdy noszą nazwy β (beta), γ (gamma), δ (delta) itd.

Wiele gwiazdozbiorów otrzymało nazwy jeszcze w starożytności. Są to nazwy mitologiczne. Często nazwa gwiazdozbioru przypomina figurę, którą tworzą gwiazdy należące do danej grupy lub której się można w tej grupie gwiazd dopatrzeć przy większej lub mniejszej fantazji. Często sąsiadujące ze sobą gwiazdozbiory przedstawiają całe sceny mitologiczne. Rysunek 15 jest reprodukcją starej mapy nieba przedstawiającą grupę gwiazdozbiorów Oriona i Byka — mitologiczną walkę myśliwca ze zwierzęciem. Podobnie rysunek 16 przedstawia 6 gwiazdozbiorów ilustrujących legendę o Andromedzie córce Kasjopei. Andromeda jest przykuta do skały przez swego ojca, Cefeusza. Ma ją pożreć Wieloryb, lecz Perseusz właśnie przybywa na Pegazie, aby ją wybawić.

Inne gwiazdozbiory, zwłaszcza większość konstelacji na półkuli południowej, otrzymały nazwy w czasach nowożytnych.

Dziś gwiazdozbiorami nazywamy nie tyle grupy gwiazd, ile pewne określone obszary sfery niebieskiej, pomiędzy którymi wytyczono ścisłe granice. Na końcu książki znajduje się mapa nieba ze współczesnym podziałem na gwiazdozbiory. Można na niej odszukać gwiazdozbiory przedstawione na rysunku 15 i 16.

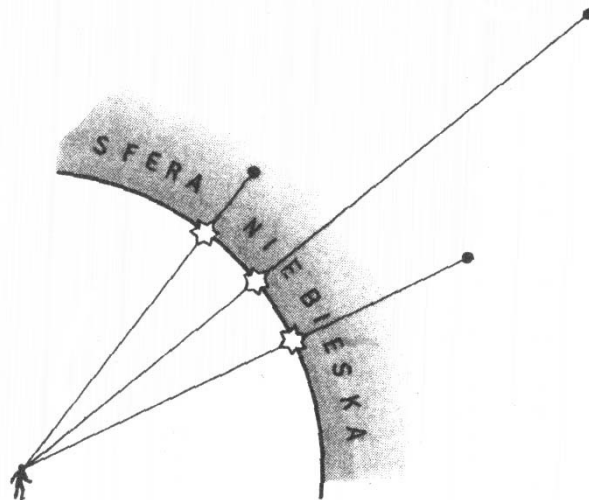


Rys. 15. Gwiazdozbiory Oriona i Byka.



Rys. 16. Perseusz, Andromeda i gwiazdozbiory okoliczne.

Bliskie sobie położenie gwiazd na sferze niebieskiej bynajmniej nie świadczy o ich bliskim położeniu w przestrzeni, gdyż położenie na sferze — jak już wiemy — oznacza tylko kierunek w przestrzeni. W skład jednego gwiazdozbioru mogą wchodzić gwiazdy znajdujące się bardzo daleko od siebie w przestrzeni, lecz leżące w bliskich sobie kierunkach, jak to wyjaśnia rysunek 17.

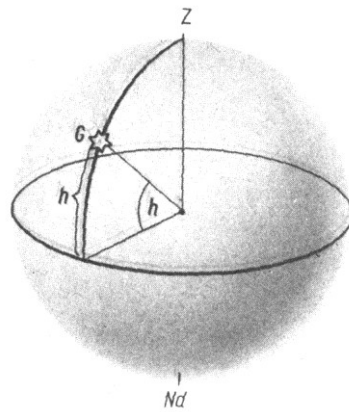


Rys. 17. W skład jednego gwiazdozbioru mogą wchodzić gwiazdy bardzo odległe w przestrzeni.

2.7. Wysokość i azymut

Do ścisłego opisywania położenia ciał na sferze niebieskiej służą współrzędne astronomiczne.

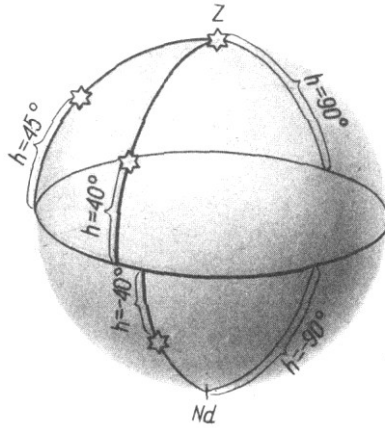
Kąt między kierunkiem ku danemu punktowi na sferze niebieskiej a płaszczyzną horyzontu nazywamy **wysokością** tego punktu i oznaczamy symbolem h . Jeśli przeprowadzimy na sferze niebieskiej łuk wielkiego koła przez zenit (Z na rys. 18) i dany punkt G , to wysokość tego punktu można określić również jako łuk rozpatrywanego wielkiego koła, zawarty pomiędzy punktem G a horyzontem. Jeszcze prościej można powiedzieć, że wysokość punktu jest jego odległością kątową od horyzontu.



Rys.18. Wysokość.

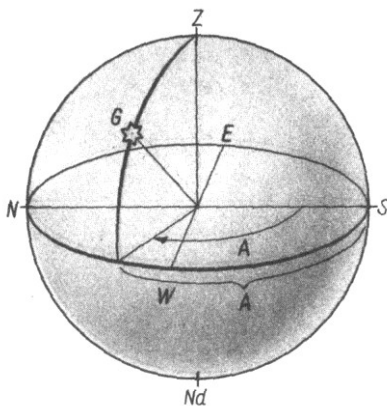
Każdy punkt na sferze niebieskiej ma jednoznacznie określoną wysokość. Wysokości wszystkich punktów sfery niebieskiej, znajdujących się nad horyzontem, zawierają się w przedziale od 0° do 90° , przy czym $h = 90^\circ$ ma tylko jeden punkt na sferze, mianowicie zenit.

Aby móc opisywać położenie punktów sfery niebieskiej, znajdujących się pod horyzontem, umawiamy się określać ich wysokość jako kąt pomiędzy kierunkiem ku danemu punktowi a płaszczyzną horyzontu, opatrzonego znakiem ujemnym.

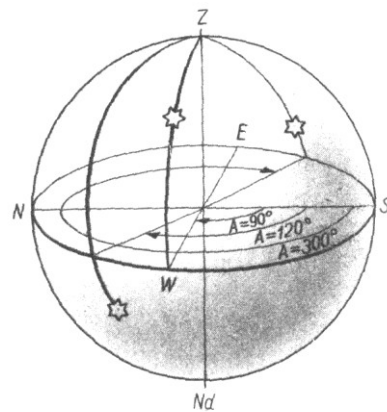


Rys. 19. Wysokości różnych punktów.

Na rysunku 19 przedstawione zostało kilka punktów na sferze niebieskiej z podanymi wysokościami. Przeprowadźmy przez zenit i dany punkt na sferze niebieskiej (G na rys. 20) wielkie koło. Kąt dwuścienny pomiędzy płaszczyzną tego koła a płaszczyzną południka, liczony od punktu S w kierunku zachodnim, nazywamy **azymutem** danego punktu i oznaczamy symbolem A^*). Jak widzimy na rysunku 20, azymut jakiegoś punktu można określić jako łuk horyzontu zawarty pomiędzy punktem południa a rzutem prostopadłym danego punktu na horyzont.



Rys. 20. Azymut.



Rys. 21. Azymuty różnych punktów.

*) W geodezji azymutem nazywa się inny kąt liczony podobnie jak azymut astronomiczny, lecz nie od punktu południa, tylko od punktu północy.

Azymuty wszystkich punktów na sferze niebieskiej zawierają się pomiędzy 0° a 360° . Punkty S , W , N i E mają odpowiednio $A = 0^\circ$, $A = 90^\circ$, $A = 180^\circ$ i $A = 270^\circ$. Można powiedzieć również, że azymut punktu S wynosi 360° .

Rysunek 21 przedstawia położenie kilku punktów na sferze niebieskiej z podanymi azymutami.

2.8. Współrzędne horyzontalne

Wysokość i azymut są dwiema współzrędnymi stanowiącymi razem tzw. **układ współrzędnych horyzontalnych**. Podanie wysokości i azymutu określa jednoznacznie położenie danego punktu na sferze niebieskiej.

Układ współrzędnych horyzontalnych wygodny jest do łatwego odszukiwania gwiazd na niebie. Azymut nie jest bowiem niczym innym, jak określeniem kierunku ku danemu ciału niebieskiemu względem stron świata, wysokość zaś określa kątowe oddalenie ciała od horyzontu. Wiele przyrządów astronomicznych pozwala bezpośrednio mierzyć wysokości i azymuty ciał niebieskich.

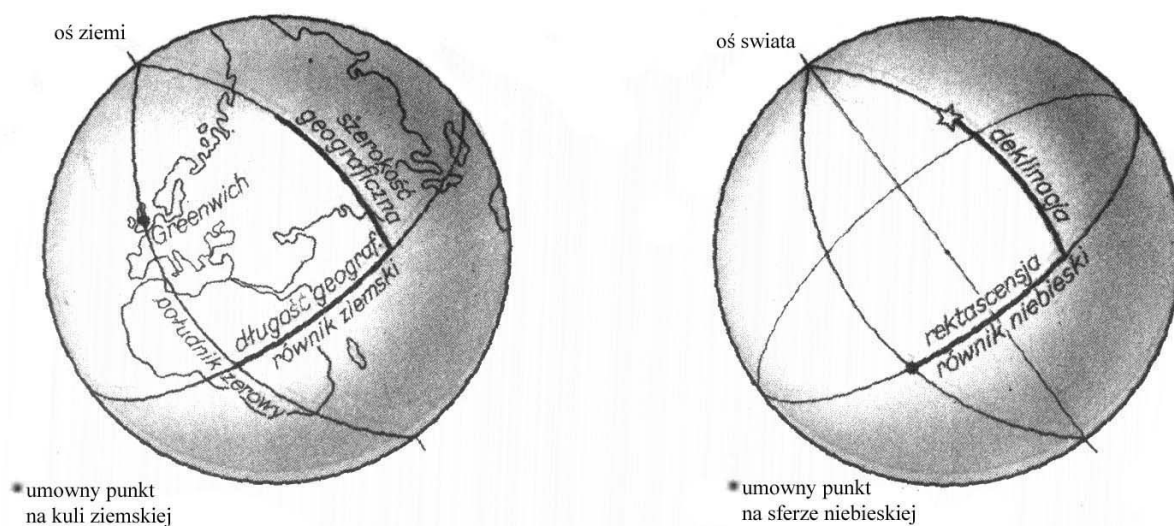
Ponieważ jednak sfera niebieska wykonuje ruch dzienny, wszystkie ciała niebieskie, biorąc udział w tym ruchu, zmieniają stale zarówno wysokość jak i azymut. Dlatego układ współrzędnych horyzontalnych nadaje się do określania położenia ciał na sferze niebieskiej w danym momencie i w danym miejscu, ale nie nadaje się do opisu trwałego położenia, a więc do zestawienia katalogu gwiazd lub opisu gwiazdozbiorów.

2.9. Współrzędne równikowe

Układ współrzędnych horyzontalnych jest przykładem jednego z licznych układów współrzędnych używanych w astronomii.

Innym przykładem jest tzw. **układ współrzędnych równikowych** równonocnych. Podstawową płaszczyznę tego układu stanowi równik niebieski. Jedną współzrędną jest **deklinacja** będąca odległością kątową gwiazdy od równika niebieskiego. Drugą stanowi rektascensja, będąca kątem dwuściennym kół prostopadłych do równika niebieskiego, z których jedno przechodzi przez dany obiekt, drugie przez umowny punkt sfery niebieskiej, zwany punktem Barana (porównaj § 4.4), biorący wraz ze sferą niebieską udział w ruchu dziennym.

Deklinacja i rektascensja na sferze niebieskiej są odpowiednikami szerokości i długości geograficznej na kuli ziemskiej (rys. 22).



Rys. 22. Analogia pomiędzy długością i szerokością geograficzną na kuli ziemskiej, a rektascensją i deklinacją na sferze niebieskiej.

Deklinacja i rektascensja gwiazd nie zmieniają się wskutek ruchu dziennego, gdyż układ współrzędnych równikowych związany jest z obracającą się sferą niebieską. W definicji tego układu nie występują żadne punkty ani linie związane z nieruchomym obserwatorem. Katalogi, atlasy i mapy nieba najczęściej podają położenia ciał niebieskich w układzie współrzędnych równikowych równonocnych.

Zgodnie z tradycją, rektascensję wyraża się najczęściej nie w stopniach, lecz w tak zwanej mierze czasowej. Kąt pełny dzieli się tu na 24 godziny. Każda godzina dzieli się na 60 minut czasowych, które są, oczywiście, większe niż minuty łuku, z których każda równa się $1/60$ stopnia. Minuta czasowa dzieli się z kolei na 60 sekund czasowych. Współrzędne równikowe równonocne zostały użyte na mapie nieba zamieszczonej na końcu tej książki.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Znajdź miejsce geometryczne punktów na horyzoncie, w których mogą wschodzić gwiazdy, oraz punktów, w których mogą zachodzić gwiazdy. Czy jakaś gwiazda może wschodzić lub zachodzić w punkcie północy N lub w punkcie południa S ?

Obserwacje do części I

1. Zaobserwuj wieczorem położenie jasnych gwiazd na zachodniej i wschodniej stronie nieba. Wykonaj szkic położenia najjaśniejszych gwiazd względem widnokregu. Z tego samego miejsca powtórz obserwacje po upływie godziny lub dwu godzin. Zauważ zmiany wywołane ruchem dziennym nieba.

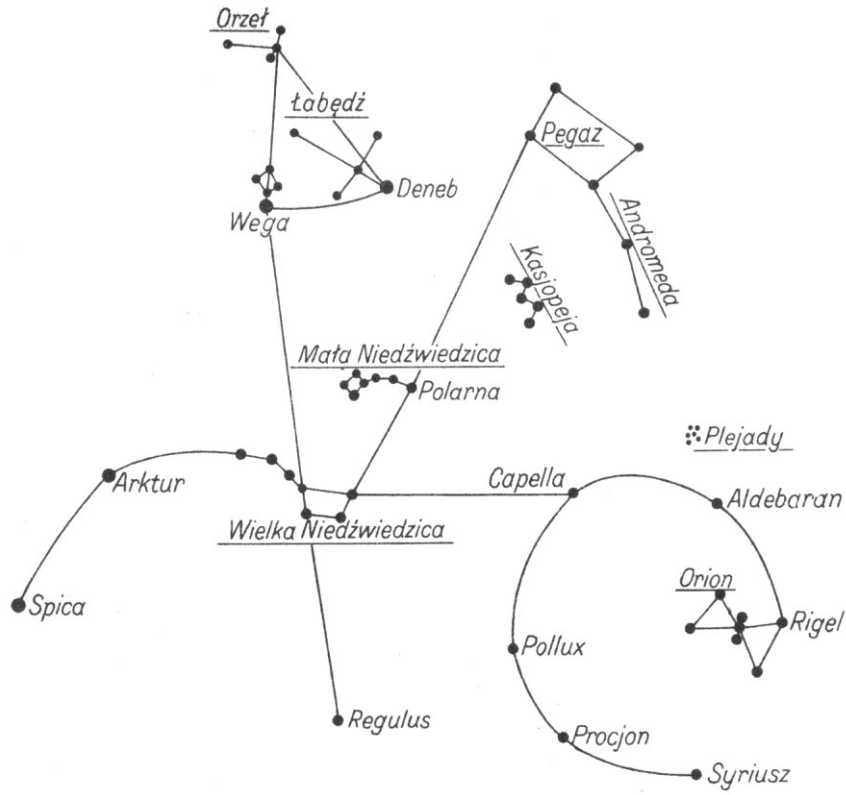
2. Patrząc na niebo oceń na oko wysokości i azymuty różnych obiektów (Słońca, Księżyca, planet, jaśniejszych gwiazd).

Do określenia przybliżonych azymutów możesz posłużyć się kompasem lub musisz pamiętać, że azymut gwiazdy Polarnej α (Małej Niedźwiedzicy) wynosi zawsze około 180° . Gwiazdę Polarną odnajdziesz na niebie za pomocą mapki (rys. 23).

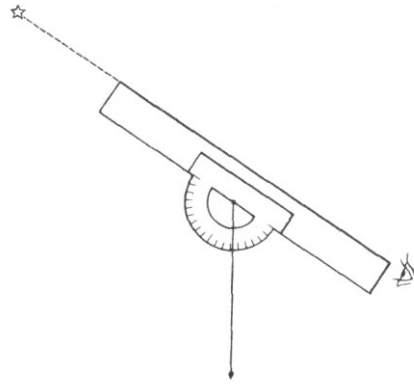
3. Za pomocą linijki z kątomierzem i pionem (rys. 24) pomierz dokładniej wysokości tych samych obiektów, porównaj je z uprzednimi ocenami na oko. Powtórz pomiary po upływie godziny lub dwu. Pomierzone zmiany wyjaśnij ruchem dziennym nieba.

4. Umieszczony w statywie aparat fotograficzny skieruj nocą na okolice bieguna niebieskiego. Pozostaw przez godzinę otwarty obiektyw. Postaraj się rozpoznać na tym zdjęciu gwiazdę Polarną i inne gwiazdy uwidocznione na mapie (rys. 23).

5. Posługując się mapą nieba, postaraj się określić w przybliżeniu rektascensje i deklinacje widocznych na niebie planet i Księżyca. Porównaj swoje wyniki z danymi kalendarza astronomicznego.



Rys. 23. Położenie gwiazdy Polarnej na niebie.



Rys. 24. Prowizoryczny przyrząd do pomiarów wysokości na niebie.

CZĘŚĆ II
ZIEMIA JAKO CIAŁO NIEBIESKIE

Rozdział III

KSZTAŁT I ROZMIARY ZIEMI

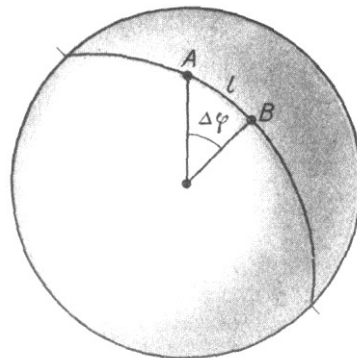
3.1. Kulistość Ziemi

Od czasów starożytnych wiadomo było, że Ziemia nie jest płaska. O krzywiznie powierzchni Ziemi świadczyły takie zjawiska, jak wynurzenie się zza widnokregu na pełnym morzu najpierw górnych, a potem dopiero niższych części przybliżającego się statku. Co więcej, znano od dawna fakty świadczące nie tylko o tym, że Ziemia nie jest płaska, ale i o tym, że kształt Ziemi jest z grubsza podobny do kuli. Pierwszym z nich jest to, że widnokrąg obserwowany na pełnym morzu ma zawsze kształt koła, drugim - że cień Ziemi rzucany przez nią na Księżyc w czasie zaćmienia jest zawsze częścią koła.

Dziś kulistość Ziemi można stwierdzić naocznie, oglądając ją z Księżyca lub ze statku kosmicznego.

3.2. Pomiary Eratostenesa

Uważając Ziemię za kulę, jej rozmiary można wyznaczyć mierząc odległość liniową dwu punktów o znanej odległości kątowej na powierzchni Ziemi. Niech dwie stacje obserwacyjne A i B leżą na jednym południku (rys. 25).



Rys. 25. Schemat wyznaczenia rozmiarów Ziemi.

Ich kątowa odległość będzie równa różnicy ich szerokości geograficznych. Wyznaczywszy szerokość geograficzną każdej ze stacji i zmierzwszy odległość między nimi, możemy powiedzieć, że stosunek odległości liniowej l tych miejscowości do ich odległości kątowej $\Delta\varphi$ jest taki sam, jak stosunek obwodu Ziemi do kąta pełnego, czyli

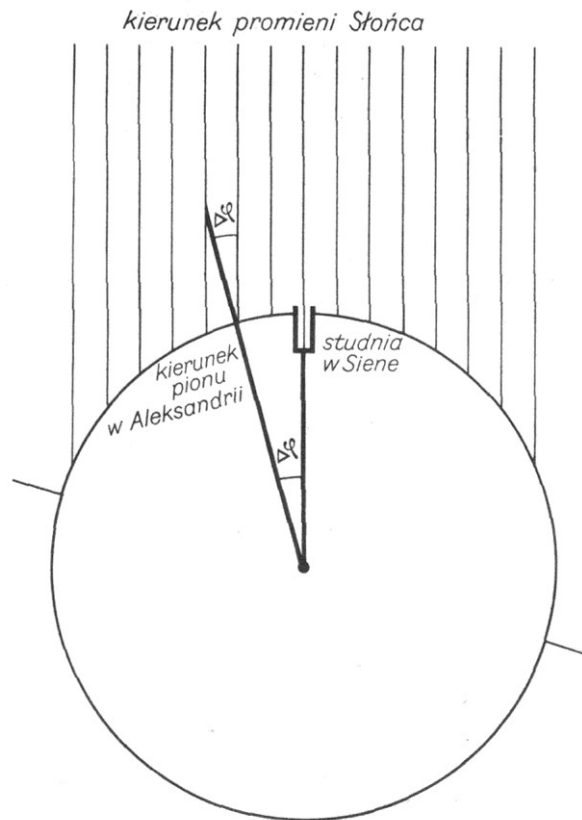
$$\frac{l}{\Delta\varphi} = \frac{2\pi r}{360^\circ},$$

gdzie r oznacza promień Ziemi w tych samych jednostkach, w jakich była mierzona odległość l . Można go stąd obliczyć, jako niewiadomą:

$$r = \frac{l \cdot 360^\circ}{2\pi \Delta\varphi}.$$

Taką metodę zastosował już Eratostenes około roku 230 przed naszą erą. Powiedziano mu, że pewnego dnia w roku, w mieście Siene (obecnie Assuan) nawet najgłębsze studnie są w południe oświetlone słońcem do samego dna, co oznacza, że Słońce jest w tym czasie w zenicie. Eratostenes zmierzył następnie, że tego samego dnia w południe Słońce w Aleksandrii przechodzi o $7^\circ 12'$ od zenitu. Jak widać na rysunku 26, znaczy to, że różnica szerokości geograficznej Siene i Aleksandrii wynosi właśnie $7^\circ 12'$. Odległość Siene i Aleksandrii wynosiła 5000 staj. Eratostenes założył, że oba miasta leżą na jednym południku i otrzymał następujący wynik na promień Ziemi:

$$r = \frac{360 \cdot 5000}{2\pi \cdot 7,2} = 39790 \text{ staj.}$$



Rys. 26. Schemat pomiarów Eratostenesa.

Eratostenes popełnił błąd zakładając, że Aleksandria i Siene leżą na tym samym południku. Również znana przez niego odległość 5000 staj nie była wyznaczona zbyt ściśle.

Ponieważ do dziś nie wiemy dokładnie, ile wynosiła jedna staja, użyta jako jednostka długości przez Eratostenesa, trudno określić, jaki błąd popełnił Eratostenes w wyniku. Jeśli przyjąć za niektórymi historykami, że jedna staja egipska wynosiła 157,5 metra, to otrzymany przez Eratostenesa promień Ziemi wynosił 6267 km.

Ze współczesnych pomiarów otrzymujemy wartość promienia Ziemi równą 6370 km, a więc tylko około 100 km różną od Eratostenesowej.

3.3. Współczesne metody wyznaczania rozmiarów Ziemi

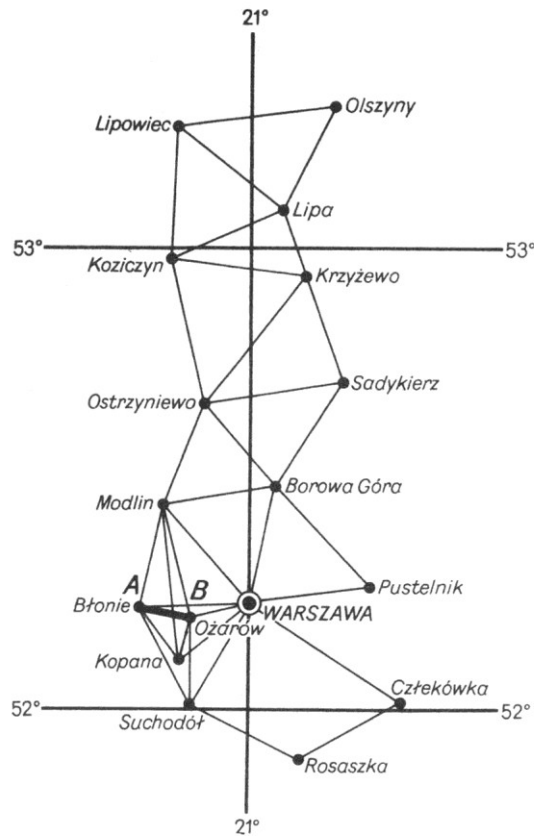
Dla dokładnego poznania kształtu Ziemi (lub jakiegokolwiek innej bryły) należy znać wzajemne odległości pomiędzy możliwie największą liczbą punktów jej powierzchni. W przypadku Ziemi nie jest to w zasadzie proste, bowiem ze względu na nierówności terenu pomiary odległości taśmą mierniczą lub w inny,

podobny sposób są mało dokładne.

Dlatego w celu dokładniejszego zbadania rozmiarów i kształtu Ziemi, stosuje się **metodę triangulacji**. Polega ona na ustawianiu w wysokich i widocznych z daleka miejscach tzw. punktów triangulacyjnych. Trzy takie punkty, odległe od siebie na tyle, aby z każdego były widoczne dwa pozostałe, traktuje się jako wierzchołki trójkąta. Jeśli znamy odległość między dwoma spośród trzech punktów triangulacyjnych, czyli długość jednego boku trójkąta, to długość pozostałych boków możemy obliczyć znając kąty przy wierzchołkach tego trójkąta. Taki kąt przy wierzchołku mierzymy specjalnymi narzędziami geodezyjnymi (np. narzędziem uniwersalnym przedstawionym na rys. 4) jako różnicę kierunków, w których z jednego punktu triangulacyjnego widać dwa pozostałe.

Bok trójkąta triangulacyjnego mierzony bezpośrednio nosi nazwę bazy. Ten bok mierzy się ze szczególną starannością, niwelując teren dla rozciągnięcia metalowej taśmy mierniczej, budując specjalne statywy utrzymujące ją idealnie poziomo, obliczając zmiany jej długości wywołane temperaturą i stosując wiele innych podobnych ostrożności. Dokładność pomiarów długości bazy bywa rzędu 1 mm na kilometrze. Na bazę ze względów praktycznych wybiera się bok możliwie najkrótszy.

Następnie, łącząc jeden pomierzony trójkąt z innymi punktami triangulacyjnymi, otrzymujemy dalsze trójkąty, w których dokonujemy już tylko pomiarów kątowych odpowiednimi przyrządami optycznymi, wszystkie odległości natomiast obliczamy. Powstaje w ten sposób tzw. sieć triangulacyjna. Rysunek 27 przedstawia schematycznie fragment sieci triangulacyjnej.



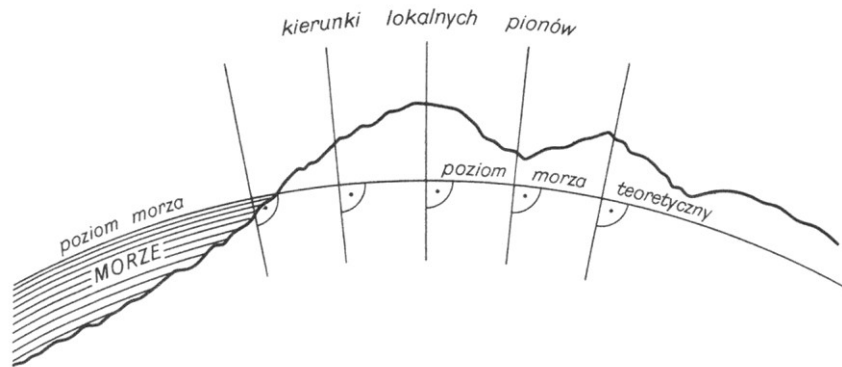
Rys. 27. Fragment sieci triangulacyjnej. Bezpośrednio zmierzono tylko odcinek *AB* (Błonie - Ożarów), długość pozostałych odcinków obliczono z pomiarów kątowych.

Metodą triangulacji można wyznaczyć znacznie dokładniej odległości między dwoma wybranymi odległymi punktami na Ziemi, niż można by to zrobić z pomocą taśm pomiarowych, chyba że wszelkich pomiarów dokonywalibyśmy z takimi ostrożnościami, jakie się zachowuje przy pomiarach baz, co ze względów praktycznych byłoby nieopłacalne, a w trudnym terenie (skaliste góry, bagna) często niewykonalne.

3.4. Elipsoida ziemna - rzeczywisty kształt Ziemi

Założenie, że Ziemia jest kulą, stanowi tylko pierwsze przybliżenie. W rzeczywistości kształt Ziemi jest bardziej skomplikowany. Gdy mowa o kształcie Ziemi, nie bierze się pod uwagę gór, dolin i innych nierówności jej powierzchni. Kształt Ziemi odnosi się do poziomu morza..

Wyobraźmy sobie, że cała powierzchnia Ziemi została pocięta siecią kanałów odpowiednio głębokich, aby mogła do nich napływać woda morska i odpowiednio wąskich, aby nie wpłynęło to na stan wody w oceanach. Wysokość swobodnej powierzchni wody w tych kanałach wyznaczałaby wtedy w każdym miejscu Ziemi poziom morza. W praktyce wystarczy pamiętać, że swobodna powierzchnia cieczy jest w każdym miejscu prostopadła do pionu. Wyznaczając kierunki pionów w różnych miejscach Ziemi, można wykreślić lub rachunkowo obliczyć wysokość teoretycznego poziomu morza w każdym miejscu Ziemi, zaczynając od wybrzeża morskiego i posuwając się coraz dalej w głąb lądu. Odpowiednie pomiary i rachunki należą do zagadnień geodezji. Schemat takiego postępowania przedstawia rysunek 28.



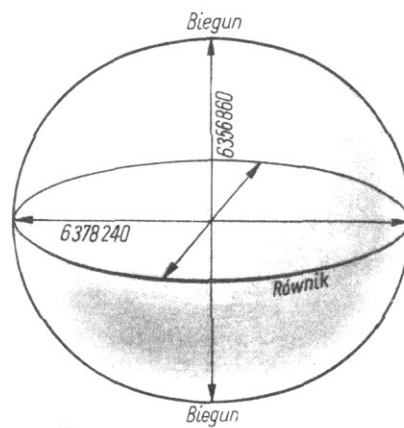
Rys. 28. Schemat wyznaczania „poziomu morza” na obszarach lądowych.

Wyznaczanie kształtu Ziemi polega na obliczaniu kształtu takiej teoretycznej „powierzchni morza”. W tym celu pomierzone punkty triangulacyjne odnosimy rachunkowo do poziomu morza. Zarazem metodami astronomicznymi wyznaczamy współrzędne geograficzne tych punktów. W ten sposób mamy wyznaczonych wiele punktów o znanych współrzędnych geograficznych, leżących na Ziemi na poziomie morza. Znamy odległości i kierunki między nimi. Następnie szuka się powierzchni geometrycznej, która stosunkowo dobrze przechodziłaby przez wszystkie te punkty.

Okazuje się, że zależnie od dokładności, jaka jest wymagana przy danym zagadnieniu, Ziemię można uważać za kulę, za spłaszczoną elipsoidę obrotową (tj. bryłę otrzymaną przez obrót elipsy wokół małej osi), za tzw. elipsoidę trójosiową (tzn. bryłę, która w trzech przekrojach wzajemnie do siebie prostopadłych daje trzy różne elipsy), jednak żadne z tych przybliżeń nie opisuje kształtu Ziemi ściśle. Kształt Ziemi jest zbyt skomplikowany, aby można go było opisać jakąś prostą

figurą matematyczną. Mówimy, że Ziemia posiada kształt **geoidy** i ten kształt wyznaczamy coraz bardziej dokładnie poprzez zwiększenie liczby punktów siatki triangulacyjnej.

Średni promień kuli ziemskiej wynosi 6370 km. Jeśli traktować ją jako elipsoidę obrotową, trzeba przyjąć, że jej promień biegunowy (patrz rys. 29) wynosi 6 356 860 m, zaś promień równikowy 6 378 240 m. Jeśli potraktować Ziemię jako elipsoidę trójosiową, trzeba jeszcze uwzględnić fakt, że sam równik też nie posiada kształtu koła, lecz elipsy, a wskutek tego promień równikowy Ziemi nie we wszystkich kierunkach jest jednakowy, lecz zmienia długość w granicach 200 m. Afryka jest średnio biorąc o tę wartość bardziej oddalona od środka Ziemi niż Ocean Indyjski.



Rys.29. Ziemia jako elipsoida. Spłaszczenie narysowano przesadnie duże.

Podano wymiary w metrach.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

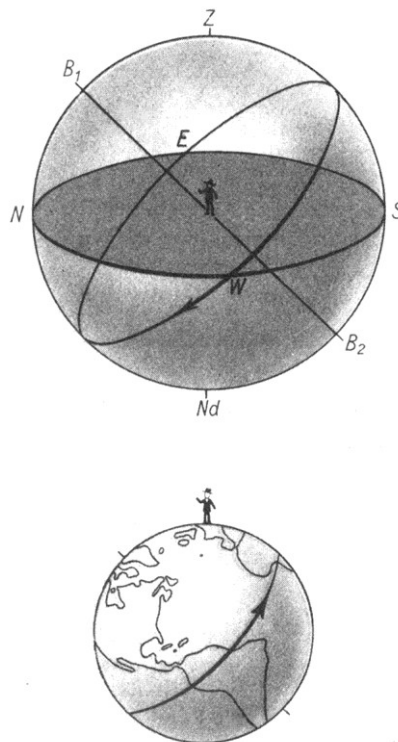
Poważną przeszkodę w powiązaniu poszczególnych części sieci triangulacyjnej w jedną całość stanowią oceany. Załżywszy, że posiadałbyś dowolnie duże środki finansowe na ten cel, zaprojektuj sposób powiązania dwu części sieci triangulacyjnej poprzez ocean. Ostatnio do powiązywania sieci triangulacyjnych poprzez oceany stosuje się wykonywane z Ziemi obserwacje sztucznych satelitów. Pomyśl jak to jest możliwe.

Rozdział IV
RUCHY ZIEMI

4.1. Ruch obrotowy Ziemi

Ziemia znajduje się w ruchu obrotowym, co można stwierdzić bezpośrednio obserwując ją z innych ciał niebieskich, na przykład z Księżyca lub ze statków kosmicznych. O tym obrocie wiadano już dawniej. Wnioskowano o nim z interpretacji widomych ruchów ciał niebieskich oraz z doświadczeń fizycznych na powierzchni Ziemi, z których wynikało, że ta powierzchnia nie stanowi układu inercjalnego.

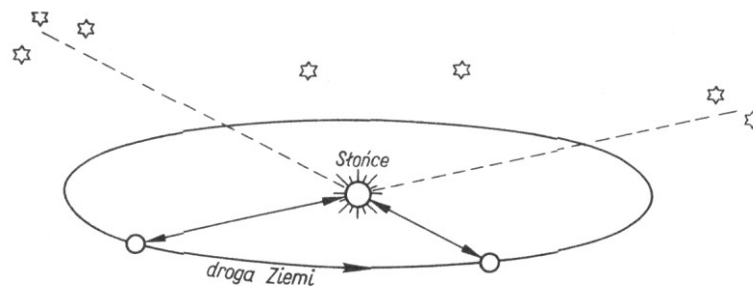
Ruch obrotowy Ziemi wokół osi przechodzącej przez ziemskie bieguny ma istotny wpływ na obserwowane ruchy wszystkich ciał na niebie. Odbiciem obrotu Ziemi w przestrzeni w kierunku z zachodu na wschód jest widomy obrót sfery niebieskiej w kierunku przeciwnym, czyli ze wschodu na zachód (rys. 30).



Rys. 30. Obrót Ziemi i widomy obrót sfery niebieskiej.

4.2. Ruch postępowy Ziemi

Oprócz ruchu obrotowego wokół własnej osi Ziemia wykonuje ruch postępowy po linii krzywej wokół Słońca. Tego ruchu podobnie jak ruchu obrotowego nie odczuwamy. Obserwujemy natomiast wynikający z niego względny ruch innych ciał niebieskich. W szczególności ruch postępowy Ziemi powoduje widomy ruch Słońca na sferze niebieskiej. Rysunek 31 wyjaśnia, jak z obserwacji gwiazdozbiorów widocznych w nocy nad horyzontem w różnych porach roku wnioskujemy, że Słońce przemieszcza się na tle gwiazd, co jest skutkiem ruchu Ziemi wokół Słońca.



Rys. 31. Wskutek ruchu Ziemi wokół Słońca widzimy Słońce na tle coraz to innych gwiazd.

Ruchu Słońca względem gwiazd na sferze niebieskiej nie możemy zaobserwować bezpośrednio, bo w dzień, kiedy świeci Słońce, gwiazdy stają się niewidoczne. Można jednak udowodnić ruch Słońca pośrednio. Istnieje wiele metod takich pośrednich obserwacji. Na przykład można porównywać położenie Słońca z położeniem widocznego w dzień Księżyca, a następnie, gdy Słońce zajdzie, porównywać położenie Księżyca względem gwiazd i w ten sposób ustalać pośrednio położenie Słońca względem gwiazd i badać jego ruch widomy.

Oczywiście po upływie roku, to jest pełnego obiegu Ziemi wokół Słońca, jego położenia widome na niebie zaczynają się powtarzać. Widomy ruch Słońca na niebie wywołany ruchem Ziemi wokół niego, nazywamy dlatego jego ruchem rocznym.

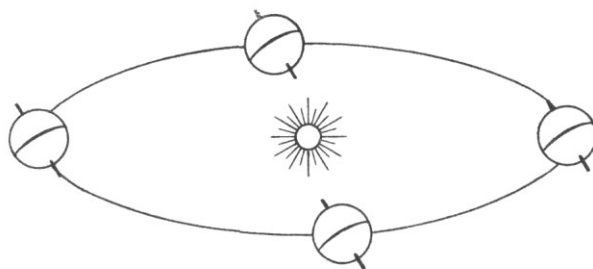
4.3. Ekliptyka

Orbita Ziemi jest krzywą płaską. Wobec odległości Ziemi od Słońca wynoszącej przeszło 149 500 000 km, rozmiary samej Ziemi można zaniedbać traktując ją jako punkt. W takim razie możemy utożsamić Ziemię z obserwatorem, znajdującym się na niej, i powiedzieć, że płaszczyzna orbity ziemskiej przechodzi przez obserwatora, czyli przez środek sfery niebieskiej. Proste łączące Ziemię ze Słońcem we wszystkich jej położeniach leżą w tej płaszczyźnie.

Wszystkie widome położenia Słońca na sferze niebieskiej muszą więc leżeć na przecięciu się tej płaszczyzny ze sferą, dlatego miejsce geometryczne tych położzeń będzie wielkim kołem. Nazywamy je **ekliptyką**. Ekliptyka jest więc kołem wielkim na sferze niebieskiej, po którym Słońce odbywa widomy ruch roczny.

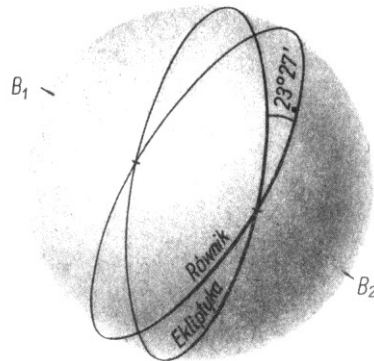
Nie należy mylić ekliptyki i orbity Ziemi. Ekliptyka jest widomą drogą Słońca, jest wielkim kołem leżącym na sferze niebieskiej, natomiast orbita Ziemi leży w przestrzeni i jest elipsą (o czym jeszcze będzie mowa dalej). Ekliptyka i orbita Ziemi tyle tylko mają ze sobą wspólnego, że leżą w jednej płaszczyźnie.

Wiadomo z fizyki, że wirujące ciała żyroskopy zachowują stałą oś obrotu. Wirująca Ziemia jest wielkim żyroskopem i dlatego (pominąwszy pewne zjawiska, o których jest mowa w paragrafie 4.4) jej oś obrotu zachowuje w przybliżeniu niezmiennie położenie w przestrzeni w ciągu ruchu obiegowego wokół Słońca, jak to pokazuje rysunek 32. Tym samym zarówno kąt, jak i kierunek nachylenia płaszczyzny równika ziemskiego do płaszczyzny orbity ziemskiej pozostają niezmiennie.



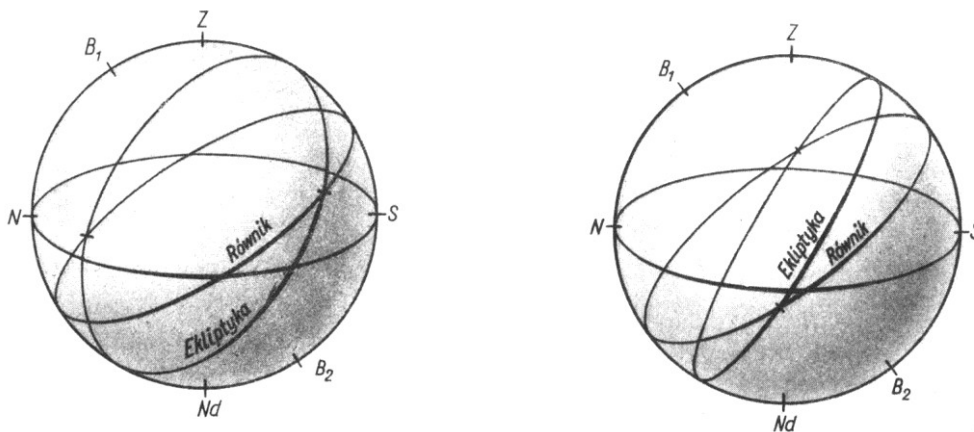
Rys. 32. Ziemia w ruchu wokół Słońca zachowuje niezmienny kierunek osi obrotu.

Wiemy już, że płaszczyzna równika niebieskiego jest równoległa do płaszczyzny równika ziemskiego, zaś płaszczyzna ekliptyki, jeśli zaniedbamy rozmiary Ziemi, pokrywa się z płaszczyzną orbity ziemskiej. Wynika stąd, że nachylenie równika niebieskiego do ekliptyki jest stałe (w pierwszym przybliżeniu) co do kierunku i co do kąta, który wynosi $23^{\circ}27'$. Wzajemne położenie na sferze niebieskiej ekliptyki i równika przedstawia rysunek 33.



Rys. 33. Wzajemne położenie równika i ekliptyki na sferze niebieskiej.

Ekliptyka zmienia natomiast stale w czasie ruchu dziennego położenie względem horyzontu. Różne takie możliwe położenia pokazuje rysunek 34.



Rys. 34. Ekliptyka zachowując niezmiennie nachylenie względem równika, może wskutek ruchu dziennego przybierać różne położenia względem horyzontu.

4.4. Znaki zodiaku

Dwa punkty przecięcia równika z ekliptyką nazywamy punktami Barana i Wagi lub punktami równonocnymi. Dwa punkty ekliptyki najbardziej oddalone od równika nazywamy punktem Raka i Koziorożca. Mamy więc:

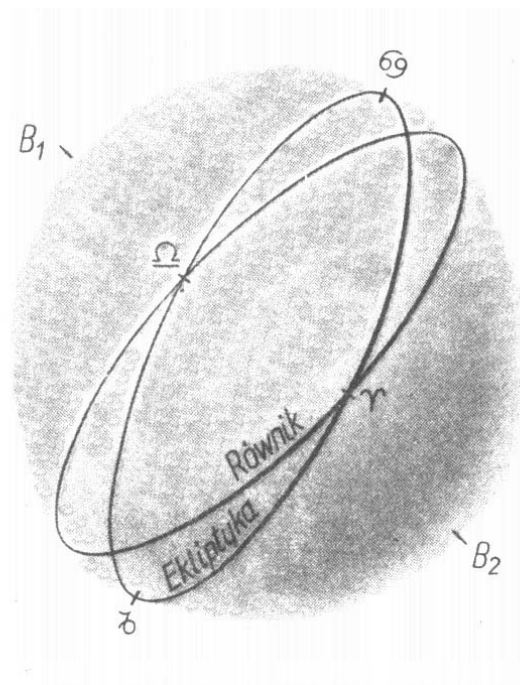
punkt Barana oznaczamy symbolem Υ

„Raka” „♋

„Wagi” „♎

„Koziorożca” „♏

Ich położenie na ekliptyce przedstawia rysunek 35.



Rys. 35. Położenie punktów.

Ruch roczny Słońca na ekliptyce przebiega w kierunku przeciwnym do ruchu dziennego sfery niebieskiej, to jest z zachodu, od punktu Barana na wschód przez punkty Raka, Wagi i Koziorożca i z powrotem do punktu Barana.

Pas nieba otaczający ekliptykę nazywa się zodiakiem. Dzieli się go tradycyjnie na dwanaście równych części, zwanych znakami zodiaku. Punkt Barana jest początkiem znaku Barana, punkt Raka — początkiem znaku Raka itd.

Słońce, przebiegając w ciągu roku całą ekliptykę, przesuwa się na tle coraz to innych znaków zodiaku. Dlatego w przybliżeniu można określić położenie Słońca względem gwiazd mówiąc, w jakim znaku zodiaku się znajduje. Poniżej podajemy nazwy kolejnych znaków zodiaku wraz z odpowiadającymi im symbolami:

Baran ♈

Byk ♉

Bliźnięta II

Rak ♋

Lew ♌

Panna ♍

Waga ♎

Skorpion (Niedźwiadek) ♏

Strzelec ♐

Koziorożec ♑

Wodnik ♒

Ryby ♓

Wskutek sił grawitacyjnych, wywieranych na Ziemię przez inne ciała niebieskie (głównie przez Księżyc), oś obrotu Ziemi zmienia powoli położenie w przestrzeni. Widocznym skutkiem tego ruchu: jest powolna zmiana położenia osi świata, bieguna i równika niebieskiego względem ekliptyki. To zjawisko nazywamy precesją.

Wskutek zmiany wzajemnego położenia równika i ekliptyki punkty ♈ i ♎ będące przecięciami tych kół przesuwają się na niebie mniej więcej o 50" rocznie. Wraz z nimi przesuwają się wszystkie znaki zodiaku. Około 2000 lat temu, gdy dawano nazwy znakom zodiaku, położenie poszczególnych znaków różniło się znacznie od obecnego. Znak Barana leżał wówczas w gwiazdozbiornie Barana, znak Byka w gwiazdozbiornie Byka itd. — stąd powstały ich nazwy.

Z upływem tysiącleci znaki zodiaku zmieniały położenie na niebie. Dziś znak Barana pokrywa się mniej więcej z gwiazdozbiorem Ryb, a znak Byka z gwiazdozbiorem Barana. Również pozostałe znaki zodiaku nie leżą w gwiazdozbiornach, od których otrzymały nazwy.

4.5. Dzienny i roczny ruch Słońca

Obserwowany ruch Słońca na niebie składa się z dwu ruchów - dziennego i rocznego.

Ruch dzienny Słońca jest zjawiskiem, którego skutki są łatwo dostrzegalne. Gdy Słońce góruje, mówimy, że następuje południe prawdziwe, gdy dołuje, następuje północ prawdziwa. Przymiotnik *prawdziwe* dodajemy dla odróżnienia od nich nieco różnych, umownych momentów południa i północy wskazywanych przez zegary. Gdy Słońce jest nad horyzontem, mamy dzień, gdy pod horyzontem — noc. Nocą nazywamy cały okres czasu, gdy Słońce znajduje się pod horyzontem, nawet jeżeli nie jest jeszcze lub nie jest już zupełnie ciemno.

Roczny ruch Słońca jest trudniej dostrzegalny. Jest to bowiem ruch powolny. Ponadto istotą ruchu rocznego są zmiany położenia Słońca na tle gwiazd, a z Ziemi nie możemy obserwować jednocześnie gwiazd i Słońca (porównaj § 4.2). Zmiany położenia Słońca w ruchu rocznym dają się stosunkowo najłatwiej zauważyć jako czynnik zmieniający nieco dzienny ruch Słońca. Ruch roczny przebiegający w kierunku przeciwnym do ruchu dziennego sprawia przede wszystkim to, że obserwowany ruch Słońca jest nieco powolniejszy niż ruch dzienny całej sfery niebieskiej.

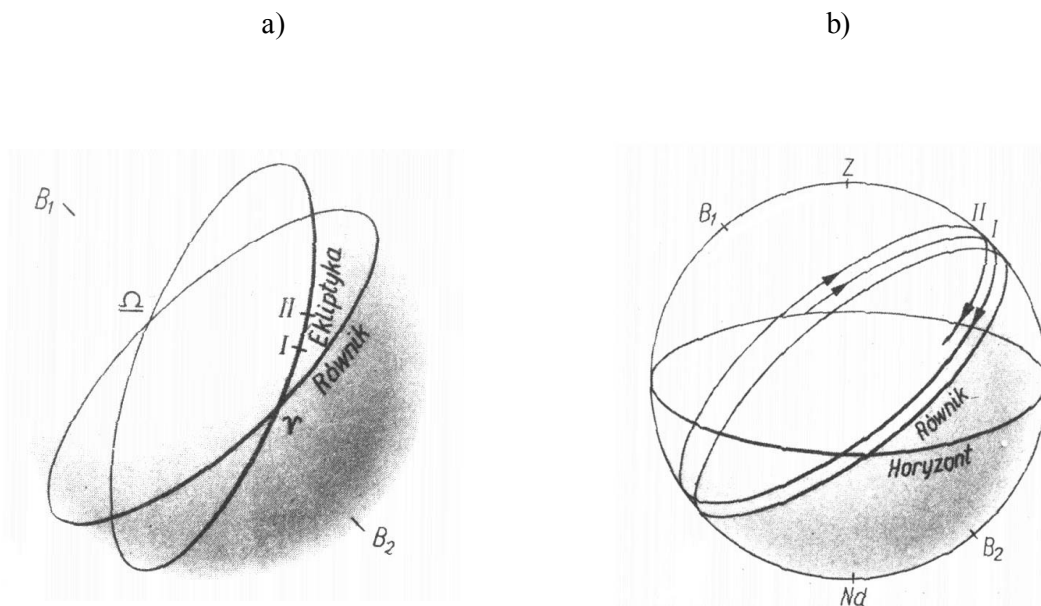
Okres upływający średnio pomiędzy dwoma kolejnymi górowaniami Słońca nazywamy **średnią dobą słoneczną**. Jest to podstawowa wielkość w powszechnie używanej rachubie czasu. Dzielimy ją na 24 godziny średnie.

Pełny obrót sfery niebieskiej w jej ruchu dziennym następuje w okresie krótszym, który nazywamy **dobą gwiazdową** wyznaczoną na podstawie położenia punktu Barana. Doba gwiazdowa wynosi $23^{\text{h}}56^{\text{m}}4^{\text{s}}$) średnie słoneczne.

4.6. Równonocce i przesilenia

Drugim faktem wynikającym z ruchu rocznego Słońca są zmiany jego deklinacji. Wskutek nachylenia ekliptyki do równika Słońce w czasie ruchu rocznego stale zmienia położenie względem równika — zmienia deklinację. Ta stała zmiana deklinacji, składając się z ruchem dziennym, sprawia, że Słońce dokonuje obiegu na sferze niebieskiej nie po kole równoległym do równika, jak gwiazdy, lecz po pewnej linii śrubowej.

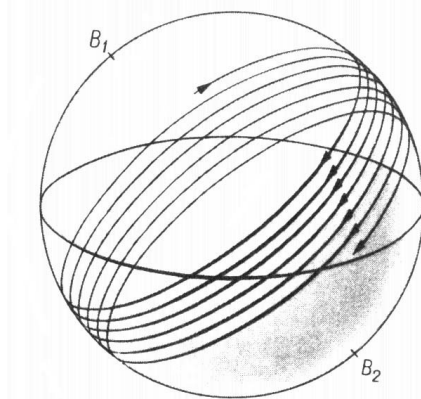
*) Symbol^h oznacza godziny, symbol^m — minuty, a symbol^s sekundy. Podobnie przez^d oznaczamy dni. Np. zapis $2^{\text{d}}18^{\text{h}}5^{\text{m}}42,15^{\text{s}}$, należy odczytać: 2 dni 18 godzin 5 minut 42,15 sekund.



Rys. 36. Wskutek zmian położenia na Ekliptyce Słońce co dzień góruje w innej wysokości.

Rozpatrzmy położenie I Słońca na ekliptyce (rys. 36a), które przypada na moment górowania I Słońca (rys. 36b). W ciągu 24 godzin Słońce przesuwa się na ekliptyce do położenia II, zwiększając odległość od równika. Dlatego jego następne górowanie przypadnie w odpowiednio wyższym punkcie II południka (rys. 36b).

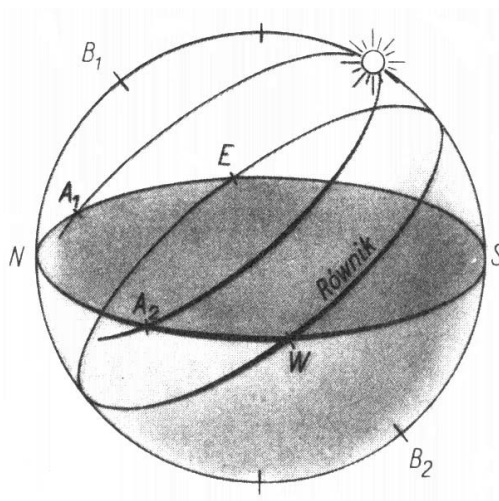
W czasie gdy Słońce przebywa na ekliptyce drogę od punktu Υ do \varnothing , linia śrubowa jego drogi stale wznosi się do góry (dla północnych szerokości geograficznych). Każde następne górowanie Słońca przypada w większej wysokości. W czasie odbywania drogi od punktu \varnothing do Υ linia śrubowa opada (rys. 37).



Rys. 37. Schemat ruchów Słońca na niebie.

Gdy Słońce znajduje się około punktu Υ lub Ω , to znaczy, gdy przechodzi przez równik, zakreśla — podobnie jak wszystkie gwiazdy leżące na równiku — zarówno nad horyzontem, jak i pod horyzontem drogę wynoszącą po 180° . W tym czasie dzień trwa tak samo długo jak noc. Takie zjawisko powtarza się na wiosnę około 21 marca i na jesieni około 23 września. Dlatego wiosenne przejście Słońca przez równik w punkcie Υ nazywamy równonocą wiosenną, a przejście jesienne przez punkt Ω równonocą jesienną. Punkt Υ nazywamy również punktem równonocy wiosennej, a Ω — punktem równonocy jesiennej.

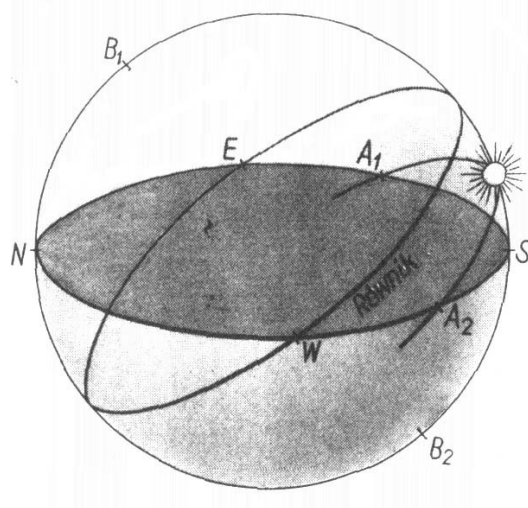
Po przejściu Słońca na ekliptyce przez punkt Υ , gdy jego deklinacja przybiera coraz większe wartości dodatnie, łuk jego drogi pod horyzontem staje się coraz mniejszy, a łuk nad horyzontem coraz większy, jednocześnie jego wysokość w południe wzrasta. Największa część drogi nad horyzontem przypada, gdy Słońce przechodzi przez punkt Θ (rys. 38).



Rys. 38. Przesilenie letnie.

Jednocześnie w tym czasie jego wysokość w południe jest największa. Punkty A_1 i A_2 na horyzoncie, w których Słońce wschodzi i zachodzi, są wówczas przesunięte znacznie ku północy. Ten moment nazywamy przesileniem letnim. Powtarza się ono co roku około 22 czerwca. Punkt Θ nazywamy inaczej punktem przesilenia letniego.

Gdy Słońce znajduje się pod równikiem, łuk jego drogi, dla północnych szerokości geograficznych, nad horyzontem jest mniejszy niż pod horyzontem. Najmniejszy łuk nad horyzontem odpowiada położeniu Słońca w punkcie Υ_0 (rys. 39).



Rys. 39. Przesilenie zimowe.

Wówczas wysokość Słońca jest najmniejsza, a punkty A_1 i A_2 na horyzoncie, w których Słońce wschodzi i zachodzi, przesunięte są silnie na południe. Ten moment nazywamy przesileniem zimowym, które przypada około 22 grudnia. Punkt Υ_{\circ} nosi również nazwę punktu przesilenia zimowego.

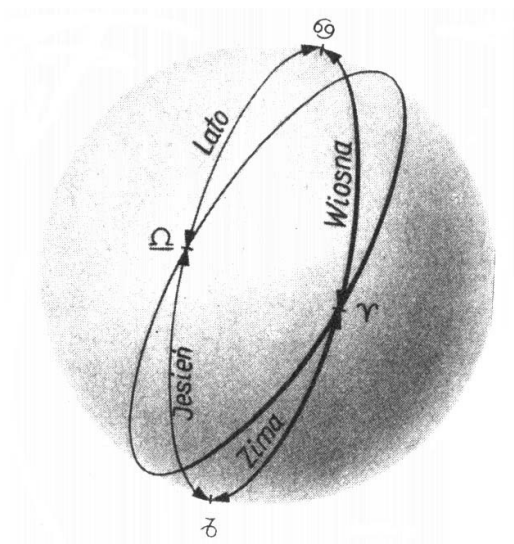
4.7. Pory roku w północnych szerokościach geograficznych

Najwięcej promieniowania słonecznego odbieramy w czasie przesilenia letniego, bo Słońce najdłużej się wówczas znajduje nad horyzontem i zarazem kąt padania promieni słonecznych w południe jest najmniejszy. Odwrotnie — najmniej promieniowania słonecznego odbieramy w czasie przesilenia zimowego.

Mogłoby się zdawać, że przesilenie zimowe powinno przypadać w najzimniejszym okresie roku, a przesilenie letnie zbiegać się z maksimum temperatury. W rzeczywistości jest nieco inaczej, gdyż ogólne ocieplenie lub oziębienie zależy nie tylko od bezpośredniego promieniowania Słońca, ale również od ogrzania gleby, warstw powietrza oraz zbiorników wody — rzek, jezior, mórz.

Wskutek wspomnianych czynników maksimum temperatury przypada nieco później niż przesilenie letnie. Podobnie minimum spóźnia się względem przesilenia zimowego. Dlatego przyjęto umownie przesilenie zimowe traktować jako początek zimy, a nie jako jej środek. Podobnie przesilenie letnie uważamy za początek lata. Umawiamy się też równonoc wiosenną przyjmować za początek

wiosny, a jesienną — za początek jesieni. W ten sposób poszczególne pory roku przypadają na ruch roczny Słońca po określonych odcinkach ekliptyki, jak pokazuje rysunek 40.



Rys. 40. Łuki ekliptyki odpowiadające różnym porom roku.

To, co tu powiedziano o porach roku, dotyczy północnej półkuli Ziemi. W obszarach równikowych i na półkuli południowej pory roku układają się inaczej.

Zjawisko zmian pór roku jest — jak widzimy — wywołane nachyleniem ekliptyki do równika niebieskiego. Nie jest ono natomiast wywołane — jak to czasami błędnie się uważa — zmianami w odległości Ziemi od Słońca. Warto nawet zauważyć, że część orbity najbardziej zbliżoną do Słońca przebiega Ziemia, gdy u nas jest zima, natomiast część najbardziej oddaloną — gdy jest lato.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Spróbuj narysować sferę niebieską z zaznaczonym równikiem oraz ekliptykę w południe (Słońce góruje) w czasie przesilenia zimowego. To samo o północy (Słońce dołuje) w czasie tegoż przesilenia.

Obserwacje do części II

1. Stając stale na tym samym miejscu, obserwuj punkty na horyzoncie, w których zachodzi Słońce. Obserwacje prowadź przez kilka miesięcy. Oceń, jakim zmianom ulega azymut punktu, w którym zachodzi Słońce np. w czasie między przesileniem zimowym a równonocą wiosenną.

2. Posługując się cieniem rzucanym przez gnomon (pionowy sztywny pręt lub słupek) i stosując proste rozważania trygonometryczne, oceń różnice w wysokości Słońca w południe w różnych porach roku. Określ na podstawie własnych obserwacji, kiedy Słońce jest najbardziej odległe od równika na południe.

3. Obserwuj położenie gwiazd na niebie o tej samej godzinie wieczorem. Nakreśl mapki gwiazd widocznych nad zachodnią i wschodnią stroną widnokregu w różnych miesiącach. Zastanów się, czy przebiegają one tak, jak to wynika z widomego rocznego ruchu Słońca przedstawionego w tym podręczniku. Porównując swoje mapki z mapą nieba, określ z grubsza, w którą stronę i o ile stopni przesuwa się Słońce wśród gwiazd w ciągu miesiąca, w ciągu dnia.

CZEŚĆ III

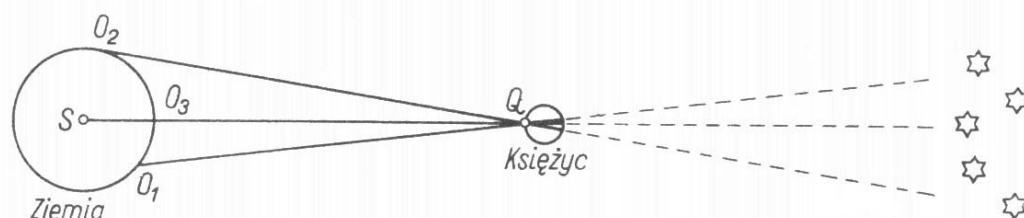
RUCHY CIAŁ W UKŁADZIE SŁONECZNYM

Rozdział V

RUCH KSIĘŻYCA

5.1. Odległość Księżyca

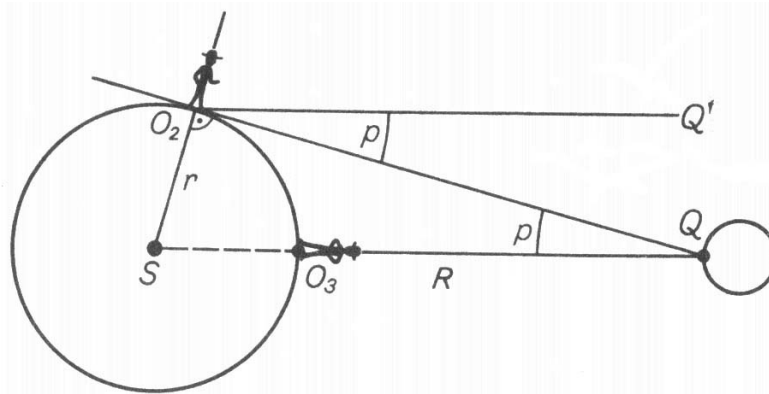
Najbliższym Ziemi ciałem niebieskim jest Księżyc. Zanim przejdziemy do rozpatrzenia ruchów Księżyca, nauczymy się na jego przykładzie, jak wyznacza się odległości niezbyt odległych ciał niebieskich.



Rys. 41. Z różnych miejsc Ziemi Księżyc jest widoczny na tle różnych gwiazd.

Na rysunku 41 mamy przedstawione schematycznie Ziemię i Księżyc. Weźmy pod uwagę dowolny punkt Q na powierzchni Księżyca. Punkt ten będzie widziany przez obserwatora O_1 w pewnym kierunku, a więc w pewnym określonym położeniu na sferze niebieskiej. Obserwator O_2 będzie patrzył na ten sam punkt z nieco innego kierunku, a zatem będzie go widział w innym miejscu sfery niebieskiej. Skutek będzie taki, że obaj obserwatorzy będą widzieli cały Księżyc (a więc każdy jego punkt) na tle innych gwiazd na niebie. Różnica kierunków obserwacji zależy oczywiście od położenia obserwatorów na kuli ziemskiej.

Te różnice w obserwowanych położeniach wykorzystano do pomiarów odległości Księżyca. Dla przykładu rozpatrzmy przypadek, gdy linia łącząca punkt Q z jednym obserwatorem (O_2) jest styczna do powierzchni Ziemi, a linia łącząca ten punkt z drugim obserwatorem (O_3) przechodzi przez środek Ziemi (rys. 42).



Rys. 42. Schemat wyznaczania odległości Księżyca.

Otrzymujemy wtedy trójkąt O_2SQ , którego kąt przy O_2 wynosi 90° , a bok O_2S jest równy promieniowi Ziemi r . Jeśli będziemy znali kąt p przy wierzchołku Q , odległość Księżyca R od środka Ziemi wyznaczmy ze wzoru:

$$R = \frac{r}{\sin p} ,$$

Aby zmierzyć kąt p , nie musimy odbywać podróży na Księżyc. Wystarczy rozpatrzyć prostą $Q'O_2$ równoległą do prostej QS i zauważyć, że kąt p jest równy różnicy kierunków, pod jakimi oglądamy ten sam punkt Księżyca Q przez obserwatorów O_2 i O_3 . Tę różnicę możemy wyznaczyć z obserwacji naziemnych, porównując położenia Księżyca obserwowane z punktów O_2 i O_3 z położeniami gwiazd na sferze niebieskiej.

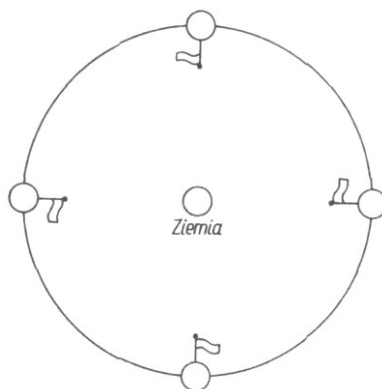
Przedstawiona metoda wyznaczania odległości Księżyca jest przykładem metod **trygonometrycznych** wyznaczania odległości ciał niebieskich. Do niedawna metody trygonometryczne były podstawą wszystkich innych metod wyznaczania odległości kosmicznych. Dziś w astronomii stosuje się również **pomiary radarowe i laserowe**, które w stosunku do niezbyt odległych ciał naszego układu planetarnego dają większą dokładność wyznaczania odległości. Natomiast w przypadku gwiazd (porównaj § 9.1) metody trygonometryczne stanowią nadal podstawę wyznaczania odległości.

Z pomiarów wynika, że średnia odległość Księżyca od Ziemi wynosi 384 400 km, czyli przeszło 30 średnic Ziemi. W czasie ruchu wokół Ziemi Księżyc zmienia odległość od niej w granicach od 365 do 405 tys. km.

5.2. Ruch Księżyca wokół Ziemi. Fazy Księżyca

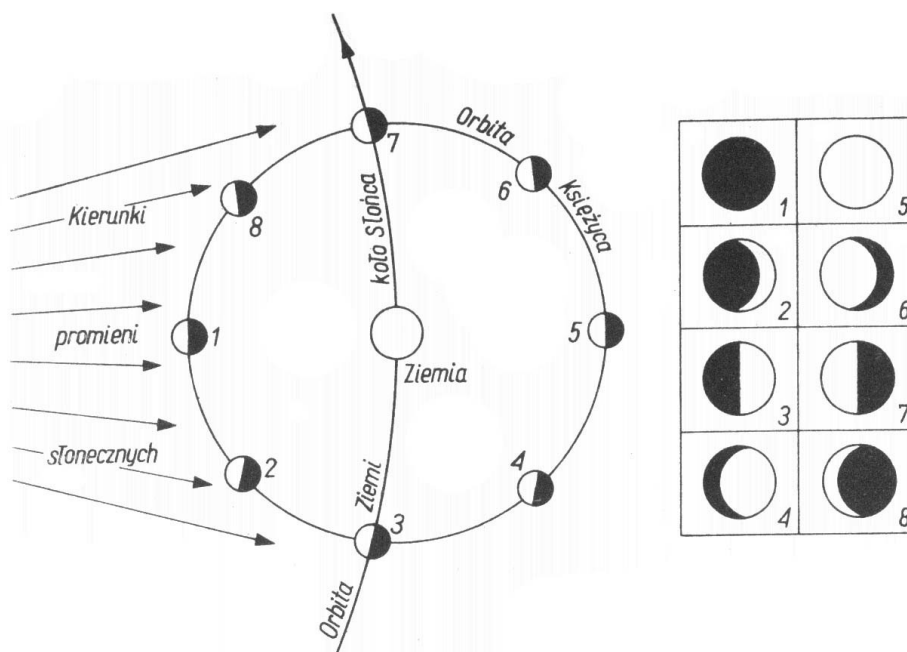
Księżyc krąży wokół Ziemi. Ponieważ na jego ruch wpływa zarówno przyciąganie Ziemi, jak i przyciąganie Słońca, ruch Księżyca przebiega w sposób dość skomplikowany. W przybliżeniu możemy go sobie przedstawić jako ruch po kole, od którego następują pewne odchylenia, ponieważ Księżyc nie jest stale jednakowo odległy od Ziemi, lecz jego odległość wynosząca średnio 384 400 km zmienia się w zakresie około 40 000 km.

Okres obiegu Księżyca wokół Ziemi jest równy ściśle jego okresowi obrotu wokół osi względem stałego kierunku w przestrzeni. Wskutek tego Księżyc zwraca ku Ziemi stale tę samą stronę swojej powierzchni, oznaczoną na rysunku 43 chorągiewką.



Rys. 43. Obieg i obrót Księżyca.

W czasie ruchu Księżyc jest oświetlony przez Słońce w ten sposób, że występuje tzw. **zjawisko faz**, którego wytłumaczenie przedstawia rysunek 44.



Rys. 44. Fazy Księżyca.

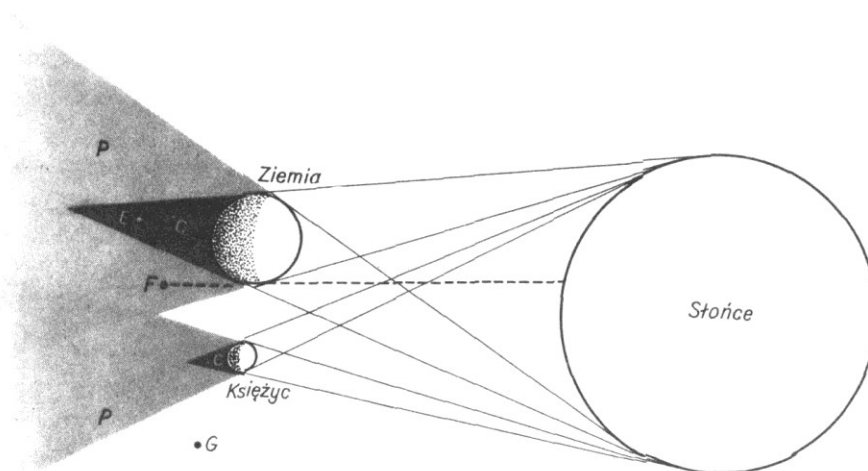
W chwili gdy Księżyc znajduje się mniej więcej między Ziemią i Słońcem (położenie 1 na rys. 44), jest ku nam zwrócona strona nieoświetlona — ta faza nosi nazwę nowiu. Później stopniowo coraz większy obszar tarczy Księżyca jest oświetlony (położenie 2). Faza oznaczona na rysunku 44 jako położenie 3, gdy widzimy połowę oświetlonej tarczy, nosi nazwę pierwszej kwadry; 5 — przedstawia pełnię. Następnie jest oświetlona coraz mniejsza część tarczy Księżyca (6, 7, 8), przy czym położenie 7 nazywamy ostatnią kwadrą. Z powrotem następuje now (położenie 1).

Pomiędzy dwiema kolejnymi takimi samymi fazami Księżyca, np. między dwiema pełniami, upływa okres około $29\frac{1}{2}$.

Gdy Księżyc jest w pełni, znajduje się mniej więcej po przeciwnej stronie Ziemi niż Słońce. Jego położenie na sferze niebieskiej jest więc w przybliżeniu przeciwległe do położenia Słońca. Księżyc góruje wtedy około północy, a dołuje w południe. Przeciwnie, w czasie nowiu położenie Księżyca na sferze niebieskiej jest bliskie położenia Słońca. Księżyc wtedy w południe góruje, a dołuje o północy.

5.3. Stożki cienia i półcienia

Ziemia i Księżyc, podobnie jak wszystkie nieprzezroczyste ciała oświetlone z jednej strony, rzucają cień w kierunku przeciwnym. Stożkiem cienia całkowitego nazywamy miejsce geometryczne tych punktów (znajdujących się po przeciwnej stronie Ziemi lub Księżyca niż Słońce), z których Słońce jest całkowicie niewidoczne. Stożkiem półcienia nazywamy miejsce geometryczne tych punktów, z których tylko część Słońca jest widoczna, a część zasłoniętą przez Ziemię lub Księżyc.

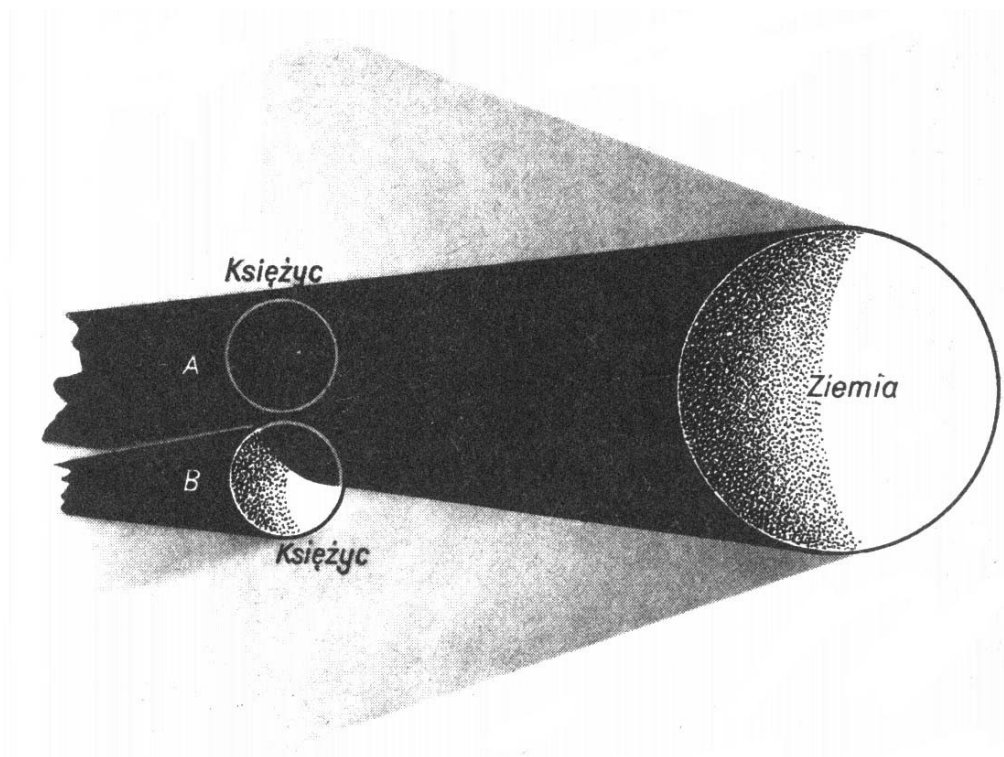


Rys. 45. Rysunek schematyczny cienia Ziemi i Księżyca, C — stożki cienia całkowitego, P — stożki półcienia. Obserwator znajdujący się w punkcie E nie widziałby w ogóle Słońca. Dla obserwatora w punkcie F byłaby niewidoczna tylko część Słońca leżąca ponad linią przerywaną. Obserwator znajdujący się na zewnątrz stożków, np. w punkcie G widzi całe Słońce.

Przedstawia to schematycznie rysunek 45, na którym widać również, że pobocznicę stożków cienia całkowitego i półcienia są utworzone przez pęki stycznych jednocześnie do powierzchni Słońca i Ziemi lub Słońca i Księżyca. Widzimy również, że stożki cienia całkowitego Ziemi i Księżyca znajdują się wewnątrz odpowiednich stożków półcienia.

5.4. Zaćmienia Księżyca

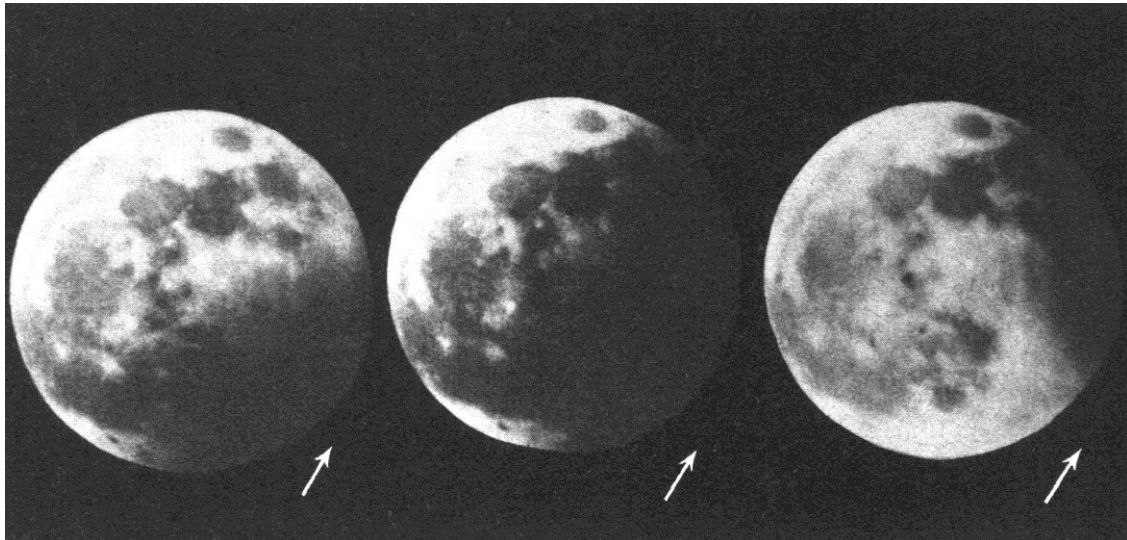
Jeśli Księżyc krążąc dookoła Ziemi przejdzie cały przez jej stożek cienia całkowitego, to promienie słoneczne przez pewien czas w ogóle nie dochodzą bezpośrednio do jego powierzchni. Cała powierzchnia Księżyca staje się wtedy ciemna. Następuje całkowite zaćmienie Księżyca. Jeśli tylko część Księżyca przesunie się przez stożek cienia całkowitego Ziemi, następuje zaćmienie częściowe. Ilustruje to rysunek 46.



Rys. 46. Zaćmienie Księżyca: *A* — całkowite, *B* — częściowe.

Jeżeli Księżyc przesunie się tylko przez stożek półcienia Ziemi, nazywamy to przejściem Księżyca przez półcień lub rzadziej — zaćmieniem półcieniowym.

Czas trwania zaćmienia Księżyca może być różny w zależności od tego, w jaki sposób droga Księżyca przecina stożek cienia Ziemi. Maksymalny czas trwania zaćmienia całkowitego wynosi 1^h40^m.

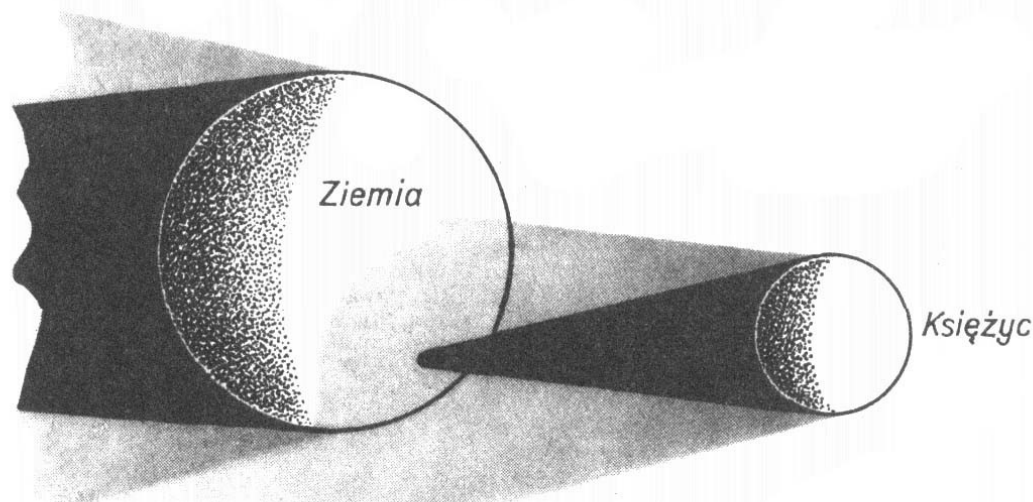


Rys. 47. Kolejne fazy zaćmienia Księżyca w dn. 28 XI 1955 r. fotografowane przez uczennice Technikum Galanterii w Łodzi. Widać przesuwanie się cienia Ziemi na tarczy Księżyca w kierunku oznaczonym strzałką. W pobliżu granicy cienia całkowitego widać częściowe przyciemnienie wywołane stożkiem półcienia.

Nawet w czasie całkowitego zaćmienia Księżyc nie staje się całkowicie czarny, gdyż dochodzą do niego promienie słoneczne zarówno rozproszone, jak i silnie załamane w atmosferze Ziemi. Są to głównie promienie długofalowe mogące najłatwiej przejść przez grubą warstwę atmosfery nie ulegając pochłonięciu. Te promienie wywołują charakterystyczną czerwono-brunatną barwę Księżyca w czasie całkowitego zaćmienia.

5.5. Zaćmienie Słońca

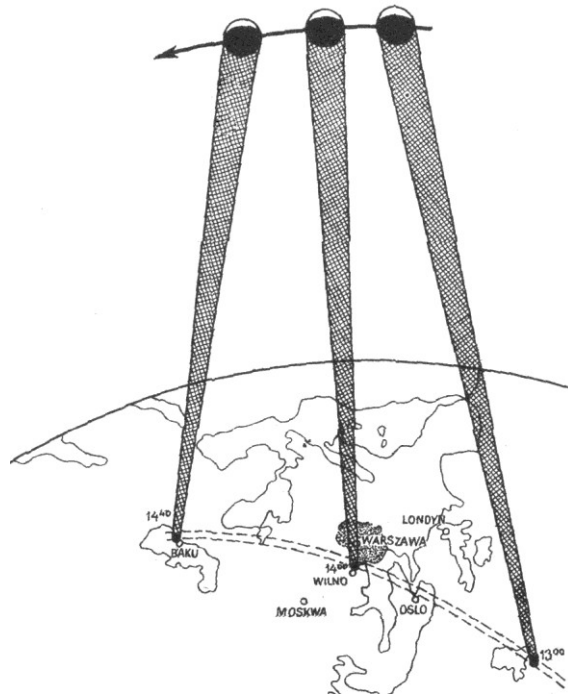
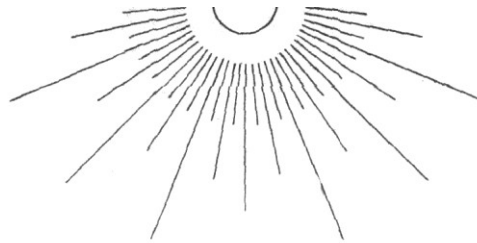
Stożek cienia całkowitego Księżyca jest zbyt mały, żeby mógł objąć Ziemię. W przecięciu tego stożka z powierzchnią Ziemi może powstać obszar o średnicy nie większej niż 270 km. W miejscach, przez które w czasie ruchu Księżyca wokół Ziemi przebiega stożek jego cienia całkowitego, Słońce staje się przez kilka minut lub sekund w ogóle niewidoczne. Następuje całkowite zaćmienie Słońca. W miejscach sąsiednich, które znajdują się w stożku półcienia Księżyca, część tarczy Słońca staje się niewidoczna — następuje tam częściowe zaćmienie Słońca. Tłumaczy to rysunek 48.



Rys. 48. Częściowe i całkowite zaćmienie Słońca.

Czasem stożek cienia całkowitego nie dotyka w ogóle powierzchni Ziemi, lecz tylko stożek półcienia. Wtedy zachodzi częściowe zaćmienie Słońca, a nigdzie na Ziemi nie ma całkowitego.

Na rysunku 49 mamy przedstawioną część drogi stożka całkowitego cienia Księżyca po powierzchni Ziemi w czasie zaćmienia Słońca w roku 1954.



Rys. 49. Część drogi całkowitego cienia Księżyca po powierzchni Ziemi w czasie zaćmienia 30 czerwca 1954 r. Rysunek schematyczny.

Ponieważ rozmiary kątowe Księżyca są prawie takie same jak Słońca, w czasie całkowitych zaćmień Słońca Księżyc zasłania przed okiem obserwatora ziemskiego tylko samą kulę słoneczną, wysyłającą intensywne promieniowanie świetlne.

Kula słoneczna jest otoczona dookoła bardziej rozrzedzonymi warstwami gazów, tzw. atmosferą Słońca. Najwyższe warstwy tej atmosfery nazywamy koroną słoneczną.

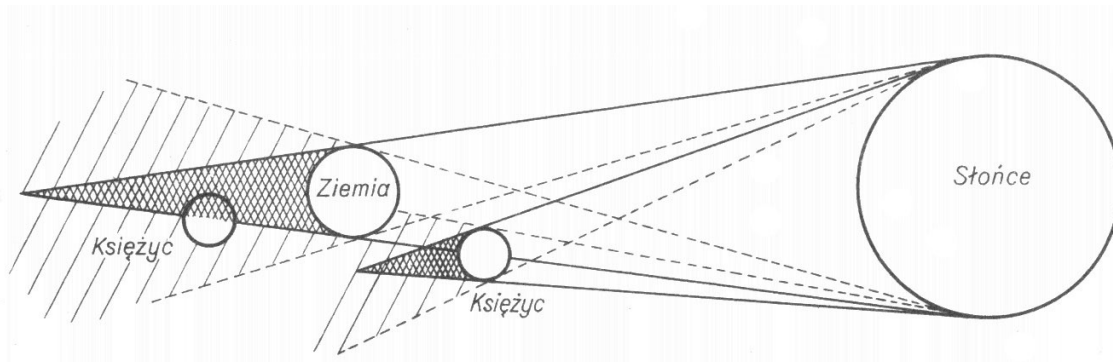
Korona słoneczna rozciąga się na odległość wielu promieni tarczy słonecznej. Normalnie korony słonecznej nie widzimy, gdyż jej słaby blask niknie w silnym promieniowaniu kuli słonecznej. W czasie całkowitych zaćmień, gdy Księżyc zasłania sobą samą kulę słoneczną, nadarza się wyjątkowa okazja obserwacji korony słonecznej.

Podczas zaćmienia Słońca zachodzą różne zjawiska natury meteorologicznej, przede wszystkim nagłe ochłodzenie i zmiany wilgotności. Oprócz tego w czasie całkowitego zaćmienia Słońca można dogodnie obserwować wiele innych zjawisk astronomicznych, geofizycznych, a nawet biologicznych. Z tego powodu całkowite zaćmienia Słońca są skwapliwie obserwowane przez specjalistów z różnych dziedzin wiedzy.

5.6. Warunki występowania zaćmień

Gdyby Księżyc krążył wokół Ziemi i Ziemia wokół Słońca w tej samej płaszczyźnie, w ciągu każdego pełnego obiegu Księżyca wokół Ziemi, Księżyc musiałby się raz znaleźć w obrębie stożka całkowitego cienia Ziemi i raz stożek cienia Księżyca musiałby paść na Ziemię. Za każdym obiegiem mielibyśmy więc jedno zaćmienie Słońca i jedno Księżyca. Ponieważ jednak orbita Księżyca jest nachylona do płaszczyzny orbity Ziemi (mniej więcej o 5°), więc w czasie obiegu Księżyc najczęściej przechodzi obok stożka cienia Ziemi i na odwrót — stożek cienia Księżyca na ogół mija z boku kulę ziemską. Zaćmienia następują tylko w stosunkowo rzadkim przypadku, gdy Słońce, Ziemia i Księżyc znajdują się prawie na jednej linii prostej.

Aby zaszło — przynajmniej częściowe — zaćmienie Księżyca, Księżyc musi się znaleźć po przeciwnej stronie Ziemi niż Słońce, przynajmniej częściowo wewnątrz stożka cienia całkowitego. Aby zaszło — przynajmniej częściowe — zaćmienie Słońca, Księżyc -jak to wynika z rysunku 50 — musi się znaleźć wewnątrz przedłużenia tego samego stożka, ale pomiędzy Słońcem i Ziemią.



Rys. 50. Schemat warunków zachodzenia zaćmienia Słońca i Księżyca.

Ponieważ Słońce ma większą średnicę niż Ziemia, omawiany stożek ma oczywiście większy przekrój po stronie Słońca niż po stronie przeciwnej. Widać to na rysunku 50. Z tego powodu, krążąc wokół Ziemi, Księżyc częściej trafia do wnętrza stożka, gdy jest między Ziemią i Słońcem, niż gdy znajduje się po stronie przeciwnej Ziemi. Dlatego zaćmienia Słońca zdarzają się częściej niż zaćmienia Księżyca. Są lata, w czasie których nie zachodzi ani jedno zaćmienie Księżyca, natomiast w ciągu każdego roku zachodzą przynajmniej dwa zaćmienia Słońca.

Księżyc podczas swego zaćmienia rzeczywiście staje się ciemny, zasłonięty od promieni słonecznych przez Ziemię. Wygląda więc jednakowo ze wszystkich miejsc, skąd tylko można go obserwować. Dlatego zaćmienie Księżyca jest widoczne jednocześnie z tych wszystkich miejsc, gdzie tylko Księżyc znajduje się nad horyzontem.

Natomiast w czasie zaćmienia Słońca na samym Słońcu nic się nie zmienia, jedynie przestaje ono być widoczne z niektórych miejsc Ziemi, które zostają zasłonięte od promieni słonecznych przez Księżyc, i tylko w tych miejscach zaćmienie jest widoczne. (Właściwie można by powiedzieć, że jest to raczej *zaćmienie* Ziemi niż Słońca, bo powierzchnia Ziemi, a nie Słońca ciemnieje wtedy rzeczywiście).

Dlatego, mimo iż zaćmienia Słońca są w ogóle częstsze od zaćmień Księżyca, to jednak z określonego miejsca Ziemi częściej można obserwować zaćmienia Księżyca niż Słońca. Zwłaszcza całkowite zaćmienia Słońca są w każdym miejscu Ziemi z osobną rzadkością. Ostatnie dwa całkowite zaćmienia Słońca w Polsce były widoczne 19 sierpnia 1887 r. i 30 czerwca 1954 r. (patrz rys. 50), następne zajdzie dopiero 14 kwietnia 2200 r. Dlatego astronomowie, pragnąc częściej obserwować

zaćmienie Słońca, organizują ekspedycje w te miejsca, przez które ma przebiec stożek cienia całkowitego Księżyca.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Zaćmienie Słońca może zajść tylko około nowiu Księżyca, zaćmienie Księżyca tylko około jego pełni. Wytłumacz dlaczego tak jest.

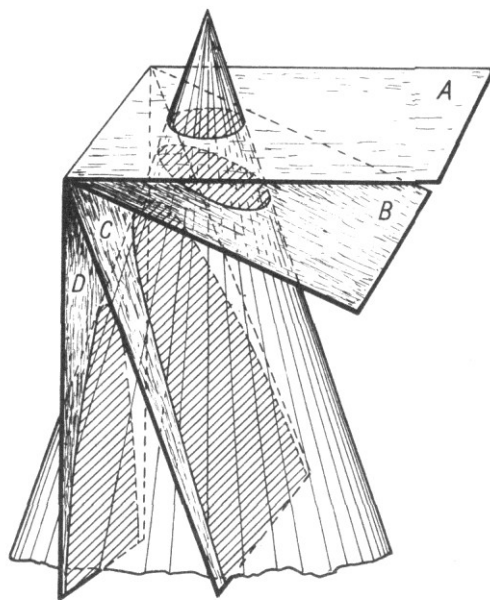
Rozdział VI
RUCHY PLANET

6.1. Wiadomości wstępne

Oprócz Ziemi w Układzie Słonecznym znamy jeszcze 8 innych planet, podobnie jak ona krążących wokół Słońca.

Zagadnienie interpretacji widomych ruchów planet na sferze niebieskiej było od najdawniejszych czasów jednym z głównych problemów astronomii, a począwszy od wieku XVI stało się dziedziną ścierania się nie tylko poglądów astronomicznych, ale i światopoglądów filozoficznych. Zanim przejdziemy jednak do omówienia tych pasjonujących zagadnień w ujęciu historycznym, zapoznamy się wpierw ze współczesnym obrazem ruchów planet w przestrzeni, do czego potrzebne nam będą pewne pojęcia geometryczne.

Przypomnimy w tym celu w skrócie pewne wiadomości znane już nam z matematyki. Jeśli stożek kołowy przetniemy płaszczyzną A prostopadłą do jego osi symetrii, otrzymamy w przekroju koło (rys. 51).

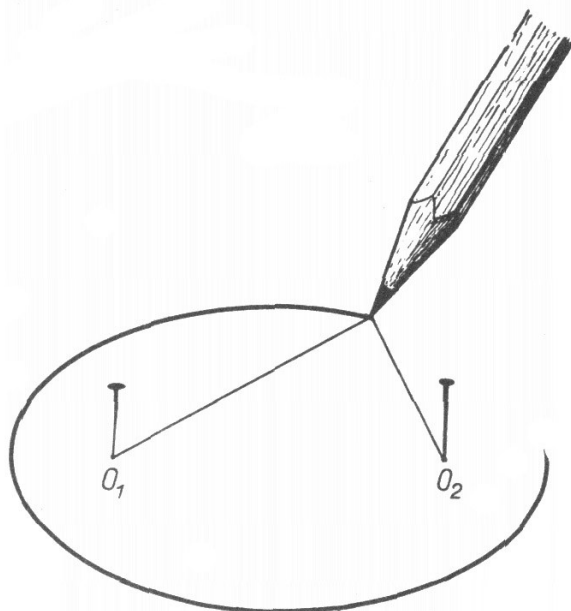


Rys. 51. Krzywe stożkowe.

Jeśli płaszczyzna B będzie tworzyła z osią stożka kąt niewiele różny od prostego, otrzymamy elipsę. Zmniejszając kąt pomiędzy płaszczyzną przecięcia a osią stożka, będziemy otrzymywać elipsy coraz bardziej wydłużone. Gdy płaszczyzna przecinająca C będzie równoległa do jednej z tworzących stożka, zamiast krzywej zamkniętej —

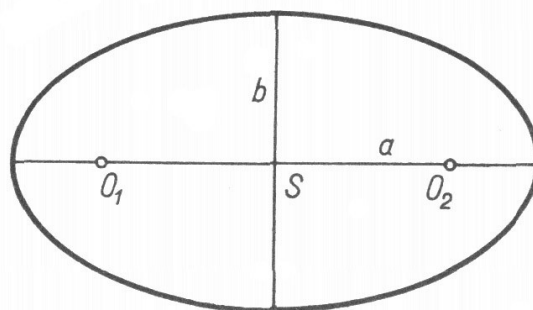
elipsy, otrzymamy pewną krzywą otwartą, tzw. parabolę. Zmniejszając dalej kąt otrzymamy hiperbolę w płaszczyźnie D . Koła, elipsy, parabole i hiperbole nazywamy krzywymi stożkowymi.

W dalszych rozważaniach najwięcej będziemy się zajmować elipsami. Elipsa posiada tę właściwość, że suma odległości od każdego jej punktu do dwu punktów zwanych ogniskami elipsy jest stała. Korzystając z tej właściwości, możemy łatwo wykreślić elipsę. W tym celu obieramy dwa dowolne punkty na kartce papieru, które mają być ogniskami O_1 i O_2 elipsy (rys. 52), i przymocowując w nich (np. szpilkami) dwa końce nitki, napinamy ją ołówkiem. Suma odległości ołówka od obu ognisk musi być wtedy oczywiście stała. Przesuwając ołówek po papierze tak, aby nitka była stale napięta, kreślimy elipsę.



Rys. 52. Kreślenie elipsy.

Odcinek łączący dwa punkty elipsy i przechodzący przez oba ogniska nazywamy jej wielką osią a (rys. 53). Odcinek łączący dwa punkty elipsy, prostopadły do wielkiej osi i przechodzący przez jej środek S , nazywamy małą osią b . Stosunek odległości pomiędzy ogniskami elipsy O_1O_2 do długości wielkiej osi a nazywamy mimośrodem elipsy.



Rys. 53. Elipsa.

Jeśli ogniska będziemy zbliżać do siebie (przy tej samej osi małej), otrzymamy elipsy o coraz mniejszych spłaszczeniach, mniejszych mimośrodkach. W granicznym przypadku, gdy oba ogniska będą w jednym punkcie, z elipsy powstanie koło. Jeśli będziemy oddalać od siebie ogniska, mimośród będzie się wyrażał coraz większym ułamkiem, stale jednak mniejszym od jedności. Mówimy, że mimośród równy jedności ma parabola (graniczny przypadek, gdy ogniska zostały od siebie oddalone nieskończenie daleko). Koło ma więc mimośród równy zero, mimośród elipsy zawiera się w granicach pomiędzy zerem a jednością, parabolę przypisujemy mimośród równy 1, a hiperbolom mimośrody większe od 1.

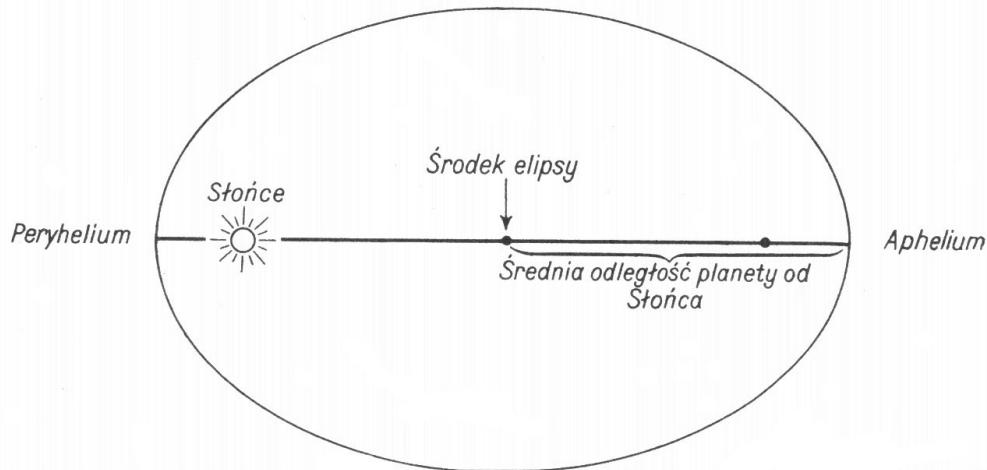
6.2. Prawa Keplera

Najbliżej Słońca, w odległości około 58 milionów km, krąży Merkury, dalej Wenus (108 mln km), potem Ziemia (150 mln km), Mars (228 mln km), w dalszej zaś odległości krążą dwie wielkie planety: Jowisz (778 mln km) i Saturn (1426 mln km), i wreszcie trzy najdalsze Uran, Neptun i Pluton w odległościach 2869, 4496 i 5908 mln km od Słońca.

Ruchy planet przebiegają w sposób regularny, są one w *znacznym* przybliżeniu zgodne z tzw. trzema prawami Keplera.*)

Prawo I — Każda planeta krąży po elipsie. W jednym z ognisk tej elipsy znajduje się Słońce (patrz rys. 54)

*) Podał je po raz pierwszy Jan Keplera w początku wieku XVII.



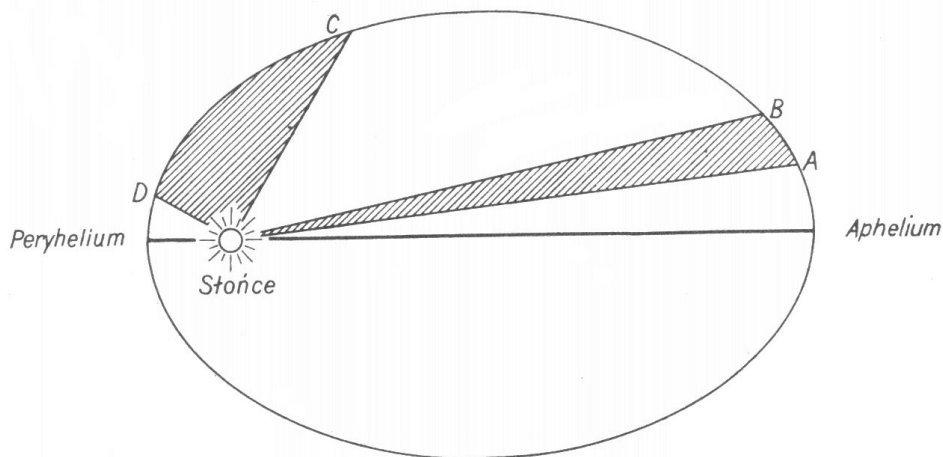
Rys. 54. Orbita planety.

Punkt orbity leżący najbliżej Słońca nazywamy peryhelium lub punktem przysłonecznym, leżący najdalej — aphelium lub punktem odsłonecznym. Peryhelium i aphelium leżą na wielkiej osi elipsy. Dlatego biorąc średnią z największej i najmniejszej odległości planety od Słońca otrzymamy połowę wielkiej osi elipsy, czyli wielką półoś elipsy (rys. 54). Wielka półoś orbity jest więc średnią odległością planety od Słońca.

Ruch planet po orbitach odbywa się w ten sposób, że odcinek łączący planetę ze Słońcem, czyli tzw. promień wodzący planety, zakreśla w jednakowych odstępach czasu jednakowe pola. Pole zakreślane w jednostce czasu przez promień wodzący planety nazywamy jej prędkością polową. Możemy więc sformułować to w postaci następującej:

Prawo II — Prędkość polowa planety (każdej z osobna) jest stała.

Z drugiego prawa Keplera wynika, że gdy planeta jest bliżej Słońca, musi dla zachowania stałej prędkości polowej poruszać się szybciej po orbicie.



Rys.55. Ruch planety po orbicie.

Na rysunku 55 zaznaczone są dwa łuki orbity AB i CD zakreślane w równych czasach. Pola w obu przypadkach są równe, wskutek czego łuki orbity muszą być różnej długości. Z rysunku wynika, że największą prędkość liniową ma planeta w peryhelium, najmniejszą — w aphelium.

Pomiędzy okresem obiegu planety po orbicie a średnią odległością planety od Słońca zachodzi następujący związek:

Prawo III — Kwadraty okresów obiegu planet mają się do siebie jak sześciiany ich średnich odległości od Słońca.

Oznaczywszy przez T okresy obiegu planet, a przez a półosie wielkie ich orbit i zaznaczywszy wskaźnikami 1 i 2 wielkości odnoszące się odpowiednio do dwu różnych planet, możemy trzecie prawo Keplera zapisać w postaci następującego wzoru:

$$\frac{a_1^3}{a_2^3} = \frac{T_1^2}{T_2^2} \quad \text{lub} \quad \frac{a_1^3}{T_1^2} = \frac{a_2^3}{T_2^2}$$

Jest to prawo określające, w jaki sposób okres obiegu planet rośnie wraz ze wzrostem ich średniej odległości od Słońca. Widzimy, że okres rośnie szybciej niż średnia odległość, a co za tym idzie — średnia prędkość liniowa planet w miarę wzrostu średniej odległości maleje. Najszybciej poruszają się planety bliskie Słońca.

6.3. Uogólnione prawa Keplera

Kepler wyprowadził swoje prawa ściśle empirycznie na podstawie obserwacji. Są one, jak się potem okazało, również przybliżonymi wnioskami wynikającymi z praw mechaniki (prawa bezwładności i prawa powszechnego ciężenia). W rzeczywistości zarówno każda planeta, jak i Słońce poruszają się po elipsach wokół wspólnego środka masy. Ponieważ jednak masa Słońca jest większa tysiące (Jowisz), a czasem miliony (Merkury) razy od masy każdej z planet, praktycznie biorąc Słońce znajduje się tuż koło wspólnego środka masy i możemy mówić, że planety krążą wokół Słońca.

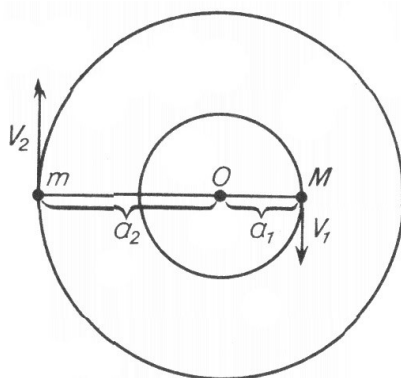
Trzecie prawo Keplera dla ściślejszego sformułowania wymaga uwzględnienia również mas Słońca i rozpatrywanych planet. Oznaczywszy przez M masę Słońca, a przez m — masę planety, możemy zamiast trzeciego prawa Keplera napisać ściślejszy związek zwany **uogólnionym trzecim prawem Keplera**. Brzmi ono:

$$a^3 = T^2 G \frac{M+m}{4\pi^2}, \text{ gdzie } G \text{ — stała grawitacyjna}$$

Prawo to jest stosowalne do jakichkolwiek dwu obiegających się wzajemnie ciał, jeśli przez M i m oznaczyć odpowiednie ich masy.

Ogólne wyprowadzenie III uogólnionego prawa Keplera z praw mechaniki jest skomplikowane i wymaga zastosowania metod wyższej matematyki. Natomiast łatwo pokazać jego wyprowadzenie w szczególnym przypadku orbit kołowych.

Rozpatrzmy ruch Słońca i planety wokół wspólnego środka masy O (rys. 56).



Rys. 56. Ruch kołowy Słońca i planety.

Niech masa Słońca wynosi M , masa planety — m . Odległości Słońca i planety od środka masy oznaczymy odpowiednio przez a_1 i a_2 . Odległość wzajemna Słońca i planety będzie wtedy $a = a_1 + a_2$. Oznaczmy dalej prędkości obu ciał względem środka masy przez v_1 i v_2 . Ponieważ z definicji środka masy jego położenie musi być stałe pomiędzy Słońcem i planetą, okres obiegu obu ciał jest ten sam; oznaczmy go T . Z definicji okresu w ruchu kołowym wynosi on:

$$T = \frac{2\pi a_1}{v_1} \quad \text{a zarazem} \quad T = \frac{2\pi a_2}{v_2}.$$

Ponieważ siła odśrodkowa jest równoważona siłą przyciągania, więc mamy:

$$\frac{Mv_1^2}{a_1} = G \frac{Mm}{a^2} \quad \text{oraz} \quad \frac{mv_2^2}{a_2} = G \frac{Mm}{a^2}.$$

Wyrażając v_1 i v_2 przez T z pierwszej pary wzorów i podstawiając odpowiednio do drugiej pary, a następnie dzieląc odpowiednio przez M lub m otrzymujemy:

$$\frac{4\pi^2 a_1}{T^2} = \frac{Gm}{a^2} \quad \text{i} \quad \frac{4\pi^2 a_2}{T^2} = \frac{Gm}{a^2}$$

Dodając te ostatnie wyrażenia stronami i pamiętając, że $a_1 + a_2 = a$, otrzymujemy:

$$\frac{4\pi^2 a}{T^2} = G \frac{M+m}{a^2},$$

skąd

$$a^3 = T^2 G \frac{M+m}{4\pi^2}.$$

c.b.d.o.

Wynikający z trzeciego uogólnionego prawa wzór:

$$\frac{a_1^3}{a_2^3} = \frac{T_1^2(M+m_1)}{T_2^2(M+m_2)},$$

gdzie wskaźnikami 1 i 2 oznaczono odpowiednio wielkości odnoszące się do dwu planet, można by w zasadzie stosować do wyznaczania mas planet. Na przykład można by wyznaczyć niewiadomą masę planety znając już masę Ziemi i Słońca oraz półosie orbit i okres obiegu Ziemi i rozpatrywanej planety. Jednakże ze względu na to, że $M \gg m_1$, i $M \gg m_2$, ułamek $\frac{M+m_1}{M+m_2}$ jest bliski jedności, wskutek czego powyższy związek niewiele się różni od przybliżonego, znanego już nieuogólnionego prawa Keplera

$$\frac{a_1^3}{a_2^3} = \frac{T_1^2}{T_2^2}.$$

Dlatego do wyznaczania mas planet i Słońca trzeba stosować specjalne metody

oparte wprowadzie o przytoczony wzór, korzystając jednak również z pewnych dodatkowych danych.

Rozpatrzmy na przykład przypadek, gdy wokół planety krąży jej księżyc. Oznaczmy przez M masę Słońca, przez m — masę planety, a przez m' — masę księżyca; przez T — okres obiegu planety wokół Słońca, a przez t — okres obiegu księżyca wokół planety. Przez a i a_1 oznaczmy odpowiednio wielką półś planety wokół Słońca i księżyca wokół planety. Z trzeciego uogólnionego prawa Keplera zastosowanego do tego przypadku otrzymamy:

$$\frac{a_1^3}{a^3} = \frac{t^2(m+m')}{T^2(M+m)}$$

W tym przypadku oczywiście ułamek stojący przy stosunku kwadratów czasów obiegu nie jest bliski jedności. Dzielać licznik i mianownik prawej strony przez m , otrzymujemy

$$\frac{a_1^3}{a^3} = \frac{t^2(1+\frac{m'}{m})}{T^2(\frac{M}{m}+1)}$$

Ponieważ masy księżyców są zawsze bardzo małe w porównaniu z masami planet, stosunek $\frac{m'}{m}$ jest mały i można go w praktyce przyrównać do zera. Zaś stosunek $\frac{M}{m}$ jest bardzo duży w porównaniu z jedynką, można więc sumę $\frac{M}{m} + 1$ zastąpić jej pierwszym członem.

Stąd
$$\frac{a_1^3}{a^3} \approx \frac{t^2}{T^2(\frac{M}{m}+1)} \approx \frac{t^2}{T^2\frac{M}{m}} \approx \frac{mt^2}{MT^2}$$
,

czyli
$$\frac{M}{m} \approx \frac{a^3 t^2}{a_1^3 T^2}$$
.

Znając masę Ziemi można — biorąc pod uwagę Księżyc, Ziemię i Słońce — wyznaczyć masę Słońca, a następnie rozpatrując Słońce, daną planetę i jej księżyc można wyznaczyć masę tej planety.

Z praw mechaniki wynika, że **orbity ciał krążących wokół Słońca mogą być nie tylko elipsami, ale również innymi krzywymi stożkowymi (parabolami, hiperbolami), w których ognisku znajduje się Słońce.** Będzie to pierwsze uogólnione prawo Keplera.

Drugie prawo Keplera o stałej prędkości polowej stosuje się do wszystkich typów orbit, gdyż jest ono szczególnym przypadkiem znanego z fizyki prawa zachowania momentu pędu. Zachowanie stałej prędkości polowej oznacza właśnie, że iloczyn składowej prędkości prostopadłej do linii łączącej planetę ze Słońcem i odległości planety od Słońca, a więc **wartość momentu pędu planety jest stała.**

6.4. Perturbacje

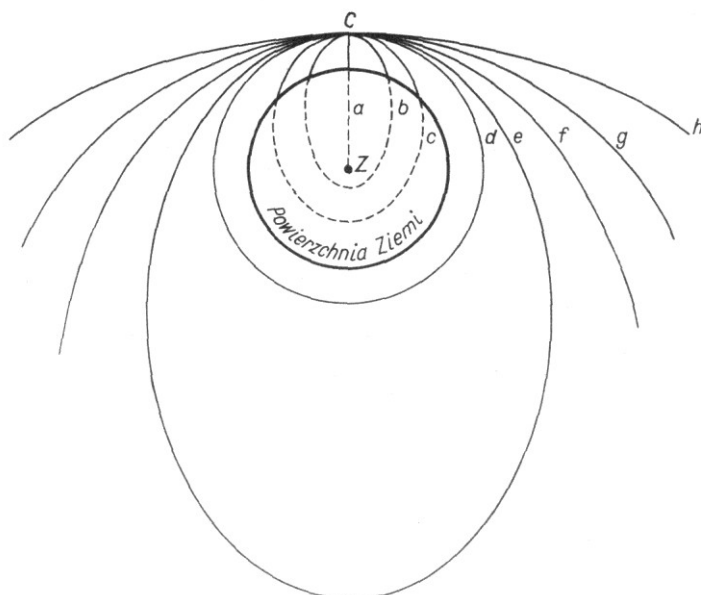
Wszystkie trzy prawa Keplera (również w postaci uogólnionej) wymagają przy porównaniu z rzeczywistością pewnych poprawek wskutek tego, że planety poruszają się nie tylko pod wpływem przyciągania Słońca, ale również przyciągają się nawzajem, wywołując w ten sposób dość nieregularne zmiany swego ruchu zwane perturbacjami.

Obserwując perturbacje wywierane na którąś z planet, można obliczyć masy ciał, które perturbacje powodują, jak również wyznaczać ich położenie i ruch w przestrzeni. W ten sposób odkryto dwie planety. Mianowicie w połowie XIX wieku na podstawie zakłóceń wywieranych na Uran przewidziano istnienie nieznanej wówczas planety — Neptuna. W podobny sposób w początkach XX stulecia odkryto najdalszą ze znanych dziś planet — Plutona.

6.5. Prawa Keplera a kosmonautyka

Pewne aspekty praw Keplera i ich związki z prawami grawitacji stają się lepiej zrozumiałe na przykładzie tak zwanych bezsilnikowych lotów kosmicznych, to znaczy takich, w których pojazd kosmiczny otrzymuje pewien impuls początkowy, następnie jednak porusza się w polu grawitacyjnym wyłącznie pod wpływem bezwładności.

Zgodnie z prawami powszechnego ciężenia, każde dwa ciała przyciągają się nawzajem, co powoduje ich wzajemne ruchy wokół wspólnego środka masy. Jeśli chcemy rozpatrywać wzajemne ruchy Ziemi i jakiegoś niewielkiego stosunkowo ciała, np. pojazdu kosmicznego (rys. 57), możemy uważać, że środek mas układu obu rozpatrywanych ciał pokrywa się ze środkiem masy Ziemi. Ruch rozpatrywanego pojazdu, odbywającego lot bezsilnikowy, lub innego ciała, będzie po prostu jego ruchem wokół środka Ziemi Z.



Rys. 57. Drogi spadania ciał.

Niech rozpatrywane ciało znajduje się pierwotnie w punkcie C leżącym ponad powierzchnią Ziemi. Jeśli nie ma ono pierwotnie żadnej prędkości względem Ziemi, jego orbita będzie odcinkiem prostej CZ . Ciało takie będzie po prostu spadać ku środkowi Ziemi. Ponieważ jednak w rzeczywistości Ziemia nie jest punktem Z , lecz bryłą o skończonych rozmiarach, ciało będzie musiało skończyć ruch przy zetknięciu się z powierzchnią Ziemi. Jeśli ciału znajdującemu się pierwotnie w punkcie C nadamy pewną poziomą prędkość początkową, będzie się ono poruszać po elipsie, której ognisko będzie stanowił punkt Z ; punkt C będzie przy tym najbardziej oddalonym punktem od Z — tzw. apogeum (odpowiednik aphelium w orbitach okołosłonecznych).

Im większa będzie prędkość początkowa, tym spłaszczenie elipsy będzie mniejsze (b i c na rys. 57). W rzeczywistości jednak ciało nie będzie krążyło po elipsie, tylko zderzy się z powierzchnią Ziemi — spadnie na nią. Przy pewnej dostatecznie wielkiej prędkości początkowej elipsa orbity stanie się kołem d . Przy tej prędkości ciało nigdzie się nie zderzy z powierzchnią Ziemi, lecz będzie mogło krążyć wokół Ziemi. Przy jeszcze większych prędkościach orbita stanie się ponownie elipsą e , ale teraz punkt C będzie najbliższy punktowi Z — tzw. perygeum (odpowiednik peryhelium w orbicie okołosłonecznej). Taka elipsa oczywiście nie będzie się przecinać z powierzchnią Ziemi. Wreszcie przy odpowiednio wielkiej prędkości orbita stanie się parabolą f , przy jeszcze większej będą to hiperbole g i h . Ciało poruszające się po takich orbitach oddali się od Ziemi i bez udziału dodatkowych sił nigdy do niej nie

wróci.

Orbita a odpowiada swobodnemu spadkowi, orbity b i c odpowiadają torom wszelkich pocisków, np. pocisków balistycznych. Orbity d i e są torami, po jakich poruszają się sztuczne satelity (trzeba dodać, że również nasz naturalny Księżyc porusza się po takiej orbicie). Natomiast uzyskanie prędkości odpowiadającej orbitom f lub g pozwala na oderwanie się od Ziemi i dotarcie do innych ciał niebieskich.

W ten sposób wychodząc z praw bezwładności i grawitacji doszliśmy do orbit eliptycznych, parabolicznych lub hiperbolicznych, przewidzianych omówionym uprzednio uogólnionym pierwszym prawem Keplera. Rozumowanie - przeprowadzone tutaj wyłącznie jakościowo w sposób poglądowy — daje się przeprowadzić ściśle metodami rachunku różniczkowego i całkowego. W wyniku otrzymuje się trzy uogólnione prawa Keplera.

Należy zaznaczyć, że przedstawiliśmy sprawę w ten sposób, jakby cała masa Ziemi była skupiona w jej środku, poza tym w ogóle nie uwzględniliśmy oporu powietrza, który w pobliżu powierzchni Ziemi odgrywa ważną rolę we wszelkim ruchu. Gdyby uwzględnić, że masa Ziemi rozmieszczona jest wewnątrz całej bryły ziemskiej — i to w sposób niezupełnie regularny — oraz wziąć pod uwagę opór powietrza, kształt rozpatrywanych orbit uległby pewnym zmianom. W szczególności wiadomo, że pociski nie poruszają się po łukach elips (b i c), lecz po tzw. krzywych balistycznych.

Ta uwaga w niczym jednak nie zmienia zasadniczych wniosków, jakie można wyciągnąć z przeprowadzonego rozumowania.

Z nich najważniejsze są dwa:

1. Aby pojazd kosmiczny mógł nie spaść z powrotem na Ziemię, lecz krążyć koło niej, potrzebna jest prędkość początkowa nie mniejsza niż odpowiadająca kołowej orbicie d . Nosi ona nazwę pierwszej prędkości kosmicznej. Jak wiemy z kursu fizyki, jest to prędkość $7,9 \text{ km/s}$ *).

2. Aby pojazd kosmiczny mógł całkowicie oderwać się od Ziemi, potrzebna jest prędkość początkowa nie mniejsza niż odpowiadająca orbicie parabolicznej f . Nosi ona nazwę drugiej prędkości kosmicznej. Jest nią $11,2 \text{ km/s}$ *).

*) Podane prędkości obliczono dla przypadku, gdy punkt C znajdowałby się przy powierzchni Ziemi. Gdy leży on w znacznej wysokości nad powierzchnią Ziemi, wystarczające są prędkości nieco mniejsze. Ponadto siła przyciągania Księżyca (zależna od jego położenia na niebie) też w nieznacznym stopniu modyfikuje podane tu prędkości.

6.6. Loty księżycowe i okołosłoneczne

W rozważaniach dotychczasowych braliśmy pod uwagę tylko przyciąganie Ziemi. Otrzymane tym sposobem wyniki rozważań będą słuszne tylko w bezpośredniej bliskości Ziemi, gdzie wpływy grawitacyjne, pochodzące od niej, znacznie przewyższają wpływy grawitacyjne innych ciał niebieskich. Jeśli natomiast pojazd kosmiczny oddala się bardziej od Ziemi, staje się konieczne uwzględnienie sił grawitacyjnych innych ciał.

W szczególności skomplikowane jest obliczenie orbit dla bezsilnikowych lotów księżycowych. W tych przypadkach trzeba uwzględniać jednocześnie przyciąganie Ziemi i Księżyca (które znajdują się we wzajemnym ruchu względem siebie). Dlatego orbity lotów księżycowych nie są — ogólnie biorąc — krzywymi płaskimi, lecz przestrzennymi i posiadają skomplikowany kształt.

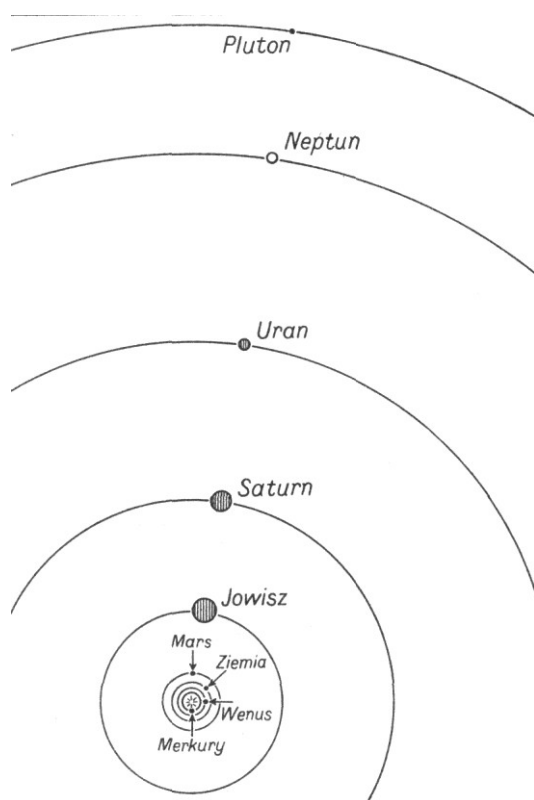
Jeśli pojazd kosmiczny, uzyskawszy prędkość paraboliczną lub hiperboliczną, w locie bezsilnikowym znacznie oddali się od Ziemi, nie będzie się w rzeczywistości poruszał po paraboli lub hiperboli o ognisku w środku Ziemi, lecz wskutek przyciągania Słońca będzie krążył po pewnej orbicie okołosłonecznej. Zgodnie z uogólnionymi prawami Keplera, zależnie od prędkości początkowej względem Słońca, może to być orbita kołowa, eliptyczna, paraboliczna lub hiperboliczna o ognisku w Słońcu. Jako przykład można przytoczyć radziecką rakietę *Łunnik I*, której orbita, początkowo hiperboliczna względem Ziemi, w dalszym przebiegu stała się eliptyczną orbitą okołosłoneczną. Oczywiście na pojazd kosmiczny obiegający Słońce oddziałują również planety, wywołując perturbacje.

Lot nazywamy silnikowym, jeśli pojazd kosmiczny może się posługiwać napędem nie tylko dla nabrania odpowiedniej prędkości w początkowej fazie lotu, lecz również w dalszych jego etapach. Teoretycznie biorąc, pojazd mógłby się poruszać w locie silnikowym po orbicie o całkiem dowolnym kształcie, jeżeli tylko rozporządzałby wystarczającym (dla danej orbity) zasobem energii.

W praktyce pojazdy kosmiczne zmuszone są jak najekonomiczniej wykorzystać energię silników, dlatego wszystkie urzeczywistnione, a także projektowane obecnie loty kosmiczne, opierają się o zasady lotów bezsilnikowych. Po nadaniu pojazdowi prędkości początkowej stosuje się dodatkowe użycie silników do przerzucenia go z jednej orbity na inną, po której znowu porusza się lotem bezsilnikowym.

6.7. Ruch planet na sferze niebieskiej

Planety w Układzie Słonecznym krążą po orbitach wszystkie w jednym kierunku i — co ciekawsze — wszystkie prawie w jednej płaszczyźnie. Jest to pokazane na rysunku 58.



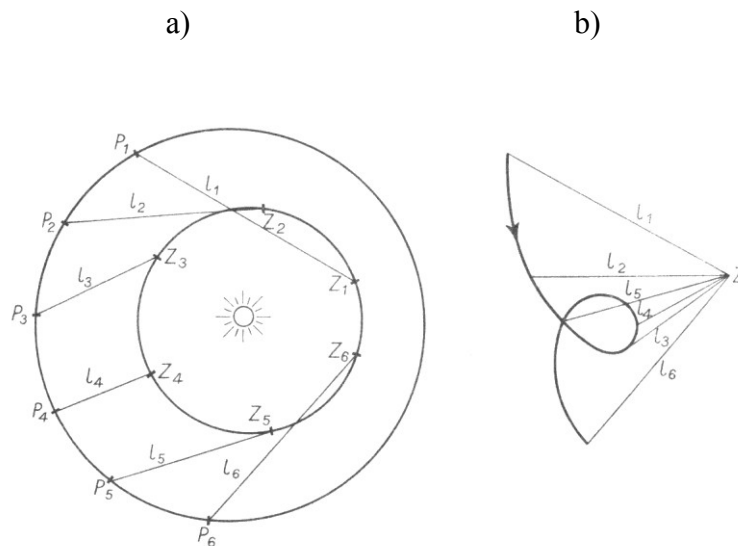
Rys. 58. Orbity planet.

Ażeby ten rysunek był zgodny z rzeczywistością, należałoby jedynie odchylić orbitę Merkurego o 7° od płaszczyzny rysunku, a orbitę Plutona o 17° . Odchylenia pozostałych orbit są mniejsze od przypadkowych odchyień wywołanych wygięciem rysunku wraz ze stronicą, na której został wydrukowany, przy — starannym nawet — otwarciu książki. Również mimośrodory orbit planet są niewielkie, przez co same orbity są elipsami bardzo zbliżonymi do kół.

Ruch planet obserwowany z jakiegoś punktu nieruchomego na Słońcu przedstawiałby się jako ruch prawie jednostajny po drogach prawie kołowych, natomiast obserwowany z Ziemi przedstawia się w sposób dość skomplikowany.

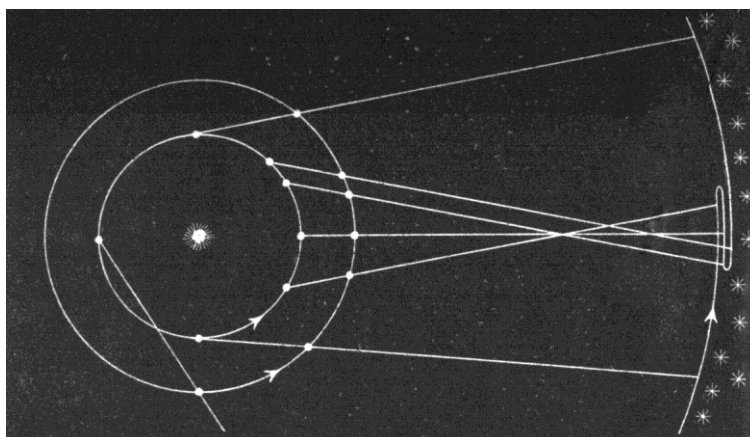
Na rysunku 59 mamy z lewej strony przedstawiony ruch Ziemi i planety dookoła

Słońca. W chwili gdy planeta zajmuje kolejno w równych odstępach czasu położenia P_1 do P_6 , Ziemia przechodzi przez punkty Z_1 do Z_6 . Połączmy odcinkami l_1 do l_6 odpowiadające sobie położenia Ziemi i planety.



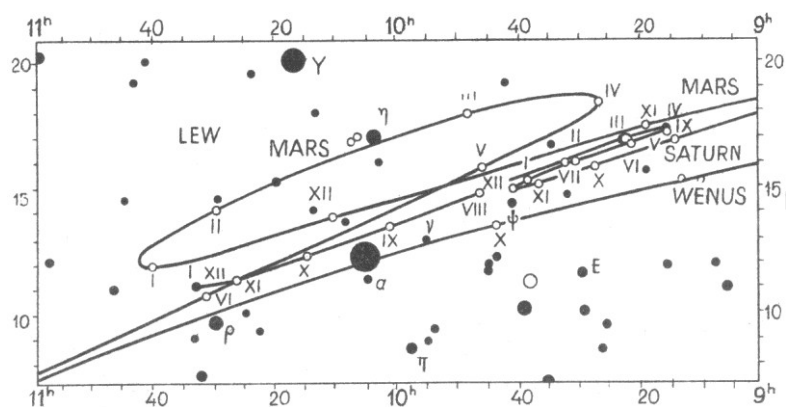
Rys. 59. Ruch planety obserwowany względem punktu nieruchomego względem Słońca — *a*
i obserwowany z poruszającej się Ziemi — *b*.

Aby otrzymać ruch planety względem Ziemi, narysujmy nieruchomy punkt Z przedstawiający Ziemię (rys. 59b) i przenieśmy do niego równoległe początki odcinków l_1 — l_6 . Ich końce wyznaczają drogę planety względem Ziemi. Widzimy, że regularny łuk drogi planety względem Słońca, obserwowany z Ziemi, przybiera kształt pętli. Na rysunku zagadnienie potraktowane zostało w sposób płaski. W rzeczywistości skutek nieco różnych płaszczyzn orbity Ziemi i planety sprawia komplikuje się jeszcze bardziej. W rezultacie na sferze niebieskiej planeta zakreśla dość skomplikowaną drogę, jak to tłumaczy rysunek 60.



Rys. 60. Obserwowana z Ziemi droga planet na tle gwiazd.

Na rysunku 61 mamy przedstawioną część dróg planetarnych zakreślonych wśród gwiazd na sferze niebieskiej w latach 1947—48.



Rys. 61. Drogi planet wśród gwiazd w latach 1947 – 48.

6.8. System geocentryczny

Oczywiste dla nas stwierdzenie, że środkiem naszego układu planetarnego jest Słońce, nie było wcale zawsze tak oczywiste. Poglądy na budowę Wszechświata były ściśle związane z poglądami religijnymi. W Indiach np. uważano, że Ziemia wraz z ludzkością jest tylko pyłkiem w niezmiernym dziele bogów, przyjmowano, że oprócz naszej Ziemi istnieją niezliczone, podobne, zamieszkałe światy.

Przeciwnie, starożytni Grecy, którzy nawet bogom przypisywali ograniczoność w czasie i przestrzeni, dopatrywali się w kosmosie skończonej, stosunkowo prostej, zgeometryzowanej konstrukcji. Czasem wysuwano przy tym pogląd, że centralnym ciałem kosmosu jest Słońce. Po raz pierwszy taki pogląd został zapisany przez greckiego astronoma Arystarcha z Samos w wieku III p.n.e.

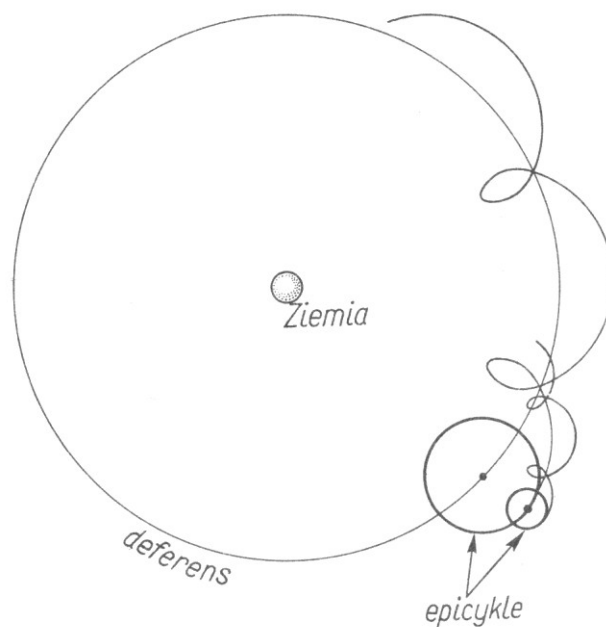
Na ogół jednak wyobrażano sobie, iż centralnym ciałem kosmosu jest Ziemia. W miarę postępu matematyki, a zwłaszcza geometrii, system opisujący ruchy ciał niebieskich wokół Ziemi, uważanej za centralną i nieruchomą, czyli tzw. **system geocentryczny** *), był coraz bardziej doskonalony i wraz z nauką grecką został przyjęty przez całą starożytną kulturę śródziemnomorską a później europejską. Wyobrażano sobie mianowicie, że wszystkie ciała niebieskie są przymocowane do wielu

*) System geocentryczny — przekonanie, że Ziemia jest środkiem Wszechświata.

współśrodkowych, przezroczystych, sztywnych sfer otaczających koncentrycznie Ziemię. Wzajemnymi ruchami poszczególnych sfer usiłowano wówczas wyjaśnić wszystkie obserwowane na niebie zjawiska. Później sfery zastąpiono kręgami.

System geocentryczny doprowadził do wielkiej precyzji Aleksandryjski astronom Klaudiusz Ptolemeusz, żyjący w II wieku naszej ery. Jego dzieło napisane w języku greckim pt. *E megale syntaxis* (tzn. *Wielki system*), przetłumaczone następnie na język arabski, a z niego na łacinę, słynne było przez całe średniowiecze pod zniekształconą nazwą *Almagestum* i stanowiło podstawę ówczesnej wiedzy astronomicznej.

Ponieważ ruchy planet obserwowane z Ziemi są — jak wiemy — dość skomplikowane, Ptolemeusz dla ich opisu użył wielu kół nawzajem krążących po sobie.



Rys. 62. Deferens i epicykle.

Rysunek 62 wskazuje ich zasadę. Orbitę planety przedstawiał tzw. deferens, który był kołem otaczającym Ziemię. Planeta nie krążyła bezpośrednio po deferensie. Poruszał się po nim tzw. epicykl — mniejsze koło krążące po deferensie i obracające się. Na epicyklu znajdował się epicykl wyższego rzędu itd., aż wreszcie na którymś epicyklu z kolei znajdowała się planeta. Dobierając odpowiednio rozmiary i prędkości ruchów poszczególnych epicykli, można było stosunkowo dokładnie opisać obserwowany ruch planet na sferze niebieskiej.

6.9. Rewolucja kopernikowska i jej skutki

Poglądy geocentryczne były przez długie wieki jedynymi, dla których istniała ścisła geometryczna teoria pozwalająca — wprawdzie w sposób bardzo skomplikowany — opisywać ruchy planet wśród gwiazd i co najważniejsze — przewidywać ich położenie w przyszłości.

Poglądy heliocentryczne ^{*}), jeśli w ogóle były brane w rachubę, uważane były co najwyżej za teorie filozoficzne nie posiadające fizycznego znaczenia. Biorąc to pod uwagę, możemy zrozumieć, jak wielkie było dzieło polskiego astronoma Mikołaja Kopernika (1473—1543 r.) (rys. 63).



Rys. 63. Mikołaj Kopernik.

Kopernik po długich badaniach spostrzegł, że jeżeli przyjąć, iż środkiem układu planetarnego jest Słońce, otrzymujemy prostszy geometrycznie opis ruchów planet.

^{*}) System heliocentryczny — przekonanie, że Słońce jest nieruchomym środkiem Wszechświata.

Podstawy nowego poglądu podał Kopernik w dziele pt.: *De revolutionibus orbium coelestium* (O obrotach sfer niebieskich). **System heliocentryczny** Kopernika stanowił punkt zwrotny w rozwoju astronomii.

Kopernik nie wyjaśnił wprawdzie ostatecznie przestrzennych ruchów planet, uznawał bowiem nadal koliste deferensy i krążące po nich epicykle — przyjmując jednak nie Ziemię lecz Słońce za nieruchome, uprościł znacznie opis ruchów planet i — co najważniejsze — nadał dalszym badaniom astronomicznym właściwy kierunek.

Teoria Kopernika wywołała ostre sprzeciwy ówczesnych sfer nauki oficjalnej, jak również niektórych wyznań religijnych — głównie kościołów ewangelickich (zarówno luterańskiego jak i kalwińskiego), a później rzymskokatolickiego. Zasadniczy sprzeciw wywołało twierdzenie, że Ziemia nie jest środkiem Wszechświata, co kłóciło się z ówczesnymi nawykami myślowymi.

Dla zrozumienia zaciętości, z jaką toczyły się spory wokół systemu geocentrycznego i heliocentrycznego, trzeba wziąć pod uwagę, że szło tutaj nie tylko o taki czy inny opis naukowy ruchu ciał niebieskich, ale o wynikające z niego wnioski filozoficzne.

Jeśli Ziemię uważać za centralne ciało Wszechświata, w takim razie również człowieka — najdoskonalszą z istot żyjących na Ziemi — należy uważać za centralną istotę Wszechświata, wokół której i dla której rozgrywają się wszystkie kosmiczne wydarzenia. Tym, którzy uważali się za rządców świata z woli bożej, a w szczególności papieżowi rzymskiemu dawało to niezmierną władzę nie tylko na Ziemi, lecz i we Wszechświecie (słynne twierdzenie, że papież ma władzę nawet nad aniołami).

Przyjęcie, że oprócz naszej Ziemi inne planety podobnie jak i ona krążą wokół Słońca, usuwało jednocześnie ziemską ludzkość z centrum Wszechświata, stwarzało przypuszczenie, że i w innych częściach Wszechświata mogą istnieć rozumne istoty, inne cywilizacje, może szlachetniejsze i wyższe niż ziemskie. Stąd charakter jakiegokolwiek władzy na Ziemi — świeckiej czy duchownej — stawał się względny. Pośrednio podważało to podstawy ustroju feudalnego.

W rzeczywistości szło więc nie o obronę poglądu geocentrycznego, ale antropocentrycznego *). Dlatego teoria Kopernika była potępiana nie tylko przez władze kościelne, ale i świeckie. Nieliczni zwolennicy nie mogli oficjalnie

*) System antropocentryczny — przekonanie, że człowiek jest ośrodkiem i celem świata, a wszystko w przyrodzie dzieje się ze względu na niego.

rozpowszechniać nauki Kopernika, a często doznawali prześladowań.

W dziejach dalszej ewolucji poglądów na budowę Wszechświata wybitną rolę odegrał gorący zwolennik teorii Kopernika Giordano Bruno (1548—1600), który głosił pogląd, że gwiazdy są odległymi ciałami tego typu co Słońce, mającymi własne zamieszkałe układy planetarne. Tym samym uważał, że również i Słońce nie jest środkiem Wszechświata. Wszechświat bowiem żadnego środka nie ma. Wskutek szerzenia tego rodzaju poglądów Giordano Bruno został spalony na stosie.

Wybitnym zwolennikiem i popularyzatorem idei kopernikowskiej był Galileo Galilei zwany Galileuszem (1546—1642). Po raz pierwszy zastosował on do badań astronomicznych lunetę, za pomocą której odkrył cztery księżycy Jowisza. Fakt, że planety mogą mieć księżycy na podobieństwo Ziemi, był silnym argumentem na korzyść poglądów, że Ziemia jest jedną z planet. Obserwacje astronomiczne za pomocą lunety umożliwiły odkrycie nierówności powierzchni Księżyca, co było dalszym ważnym argumentem za słusnością tezy Kopernika, że Ziemia nie jest ciałem wyjątkowym we Wszechświecie, lecz że istnieją inne ciała o budowie podobnej do niej.

Galileusz był prześladowany przez inkwizycję. Został pod koniec życia zmuszony do oficjalnego odwołania poglądu, że Ziemia krąży wokół Słońca (co nie przeszkodziło mu do cichego kontynuowania rozpoczętych prac) i skazany na dożywotnie przebywanie w areszcie domowym.

Teorię Kopernika rozwinął następnie Jan Keplera (1571—1630), odrzucając deferensy i epicykle i wprowadzając na ich miejsce orbity eliptyczne oraz formułując trzy znane prawa nazwane później jego imieniem.

W XVII w. Izaak Newton odkrył prawo powszechnego ciążenia i stworzył podstawy mechaniki nieba.

Umiejętność ścisłego wyznaczania orbit ciał niebieskich i dokładnego przewidywania ich położenia na niebie rozwinęła się znacznie w wieku XVIII i osiągnęła największe znaczenie w wieku XIX.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Posługując się podobną konstrukcją jak na rysunku 59, opisz zaobserwowany z Ziemi ruch planety krążącej wokół Słońca bliżej niż Ziemia.

Obserwacje do części III

1. Obserwuj Księżyc w różnych fazach. Zauważ, o jakiej porze dnia i nocy widoczny jest Księżyc w poszczególnych kwadrach. Gdzie wtedy znajduje się Słońce? Na podstawie własnych dostrzeżeń postaraj się opisać, jaki jest związek pomiędzy fazą Księżyca a jego kątową odległością od Słońca na niebie.

2. Jeśli w tym roku przypada widoczne w Polsce zaćmienie Księżyca lub Słońca, postaraj się je zaobserwować gołym okiem (do obserwacji zaćmienia Słońca używaj silnie zakopconego szkła). Narysuj szkice poszczególnych faz zaćmienia. Zastanów się, jakie jest względne położenie Słońca, Księżyca i Ziemi w czasie twoich obserwacji. Jeśli rozporządzasz teleskopem lub lornetką na statywie, opisując zaćmienie Księżyca odnieś położenie cienia Ziemi do poszczególnych utworów na Księżycu według jego mapki.

3. Korzystając z kalendarza (rocznika) astronomicznego i mapy nieba odszukaj na niebie planety wśród gwiazd. Zrób szkice przedstawiające ich położenia względem gwiazd. Wykonując takie szkice w ciągu kilku tygodni lub miesięcy zauważ przesuwanie się planet wśród gwiazd. Porównaj własne obserwacje z kalendarzem astronomicznym.

CZĘŚĆ IV

WŁAŚCIWOŚCI FIZYCZNE CIAŁ UKŁADU SŁONECZNEGO

Rozdział VII

FIZYKA SŁOŃCA

7.1. Wstępne uwagi o badaniach budowy fizycznej ciał niebieskich

Dotychczas mówiliśmy o obserwowanych ruchach ciał niebieskich na sferze niebieskiej i o przestrzennych ruchach bliskich ciał otaczających Słońce. Są to zagadnienia stosunkowo dokładnie opracowane przez astronomów. Ruch sfery niebieskiej bada się obecnie z taką dokładnością, iż udaje się zauważyć nierówności długości doby wynoszące poniżej $0^s,002$ na stulecie, a pochodzące z pewnych niejednostajności obrotu Ziemi wokół osi. Również ruchy Księżyca wokół Ziemi, jak i ruchy planet wokół Słońca znane są z dokładnościami sięgającymi jednej milionowej, a w wyjątkowych wypadkach nawet jednej miliardowej części wartości mierzonej. W tej dziedzinie nauka osiągnęła słynną *dokładność astronomiczną*, której wyrazem jest np. dokładne przewidywanie terminów zaćmień nawet na wiele tysięcy lat naprzód.

Dział, którym zajmujemy się obecnie, a mianowicie budowa fizyczna ciał niebieskich, rozmieszczenie oraz ruchy ciał we Wszechświecie jest znacznie bardziej skomplikowany, gdyż w grę wchodzi tu złożone zjawiska fizyczne w wewnętrznej budowie ciał niebieskich oraz ogólne rozmieszczenie przestrzenne dalekich, trudnych do obserwacji skupisk materii. Ten dział astronomii jest opracowany znacznie mniej dokładnie. O ile w poprzednio omówionej dziedzinie wysiłek badaczy skupia się na uzyskaniu coraz dokładniejszych danych ilościowych, o tyle tutaj często aktualnymi zagadnieniami są jeszcze sprawy jakościowe. Do dziś nie wiadomo na przykład, co wywołuje powstawanie plam na Słońcu, z czego składają się wnętrza poszczególnych planet, jakie ogólne prawidłowości zachodzą w rozmieszczeniu materii we Wszechświecie itp.

Dlatego o ile dotychczas mówiliśmy o rzeczach stanowiących fakty zupełnie pewne i sprawdzone, o tyle obecnie mówić będziemy często nie o faktach, lecz o przypuszczeniach i częściej będziemy się spotykać z hipotezami niż z wykończonymi teoriami. Trzeba to wziąć pod uwagę przy czytaniu dalszego ciągu tego podręcznika.

7.2. Ogólne -wiadomości o Słońcu

Słońce, stanowiące centralne ciało Układu Słonecznego, oświetla swoimi promieniami, wszystkie ciała należące do tego układu. Promienie słoneczne są głównymi dostarczycielami energii cieplnej do wszystkich ciał krążących wokół Słońca.

Planety wytwarzają również pewne ilości własnego promieniowania. Wiemy np., że wewnątrz skorupy ziemskiej zachodzą pewne reakcje promieniotwórcze, których końcowym efektem jest promieniowanie podczerwone. Odkryto również niedawno promieniowanie radiowe Jowisza i paru innych planet. Są to jednak ilości promieniowania znikomo małe w porównaniu z promieniowaniem Słońca.

Wielką część wiedzy o budowie Słońca czerpiemy z badań jego widma. Spektrografy przyłączone do odpowiednich teleskopów pozwalają otrzymywać w zakresie fal widzialnych widmo słoneczne długości do kilkudziesięciu metrów. Pozwala to badać rozkład natężenia promieniowania w poszczególnych długościach fal.

Widmo światła słonecznego jest widmem ciągłym, emisyjnym, na którym występują ciemne wąskie linie, są to tzw. linie Fraunhofera.

Wiadomo z fizyki, że w gazie zjonizowanym widmo ciągle powstaje wskutek tego, że kwanty światła — fotony wysyłane są przez swobodne elektrony zmieniające energię pod wpływem zjonizowanych atomów, (np. gdy są chwywane przez nie). Rozkład energii w widmie (względna liczba fotonów o różnych energiach) zależy od średniej energii elektronów, a więc od temperatury gazu.

Widmo liniowe powstaje natomiast w gazach, gdy w poszczególnych atomach następują zmiany w stanach energetycznych elektronów związanych. Chwywanie fotonów i zwiększenie energii wewnątrz atomu powoduje powstawanie linii absorpcyjnych, wypromieniowanie fotonów (zmniejszenie energii) — powstawanie linii emisyjnych. Wszystkie te procesy zależą od temperatury i ciśnienia gazu.

Widmo Słońca interpretuje się w ten sposób, że jego składowa ciągła powstaje w stosunkowo głębszych warstwach gazowych. To światło przechodzi następnie przez wyżej położone warstwy gazu rzadszego, który, pochłaniając odpowiednie długości fal, powoduje powstawanie oddzielnych, ostrych linii absorpcyjnych.

Należy zaznaczyć, że atomy, powodujące powstawanie linii absorpcyjnych przez chwywanie fotonów idących z głębszych warstw Słońca, wypromieniowują następnie ponownie schwywane fotony i wysyłają je we wszystkich kierunkach,

a pewną część z powrotem ku głębszym warstwom Słońca, gdzie w wyniku oddziaływań z jonami podlegają wielokrotnym przetworzeniom energetycznym, i energia w nich zawarta zostaje wypromieniowana ponownie w widmie ciągłym. Wskutek tego w wiązce światła wychodzącej z głębszych warstw Słońca i skierowanej na zewnątrz w ogólnym bilansie stwierdza się niedobór charakterystycznych długości fal — linie absorpcyjne.

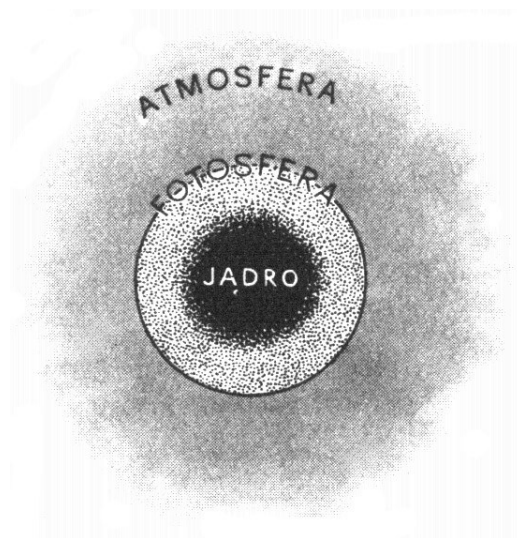
Słońce w rzeczywistości nie ma tego, co byśmy mogli nazwać jego powierzchnią, nie jest bowiem ciałem stałym ani ciekłym. Patrząc na Słońce widzimy te jego części, które wysyłają ku nam promieniowanie, widzimy więc tę warstwę, która powoduje powstawanie widma ciągłego. Możemy więc ją niejako uważać za powierzchnię Słońca. Nazywamy ją fotosferą *) Słońca. Średnicą Słońca nazywamy średnicę kuli ograniczonej fotosferą.

O pomiarach odległości w Układzie Słonecznym była mowa w poprzednim rozdziale. Znając odległość Słońca od Ziemi, która wynosi około 150 000 000 km, oraz znając kątowe rozmiary Słońca, można obliczyć jego średnicę w kilometrach. Wynosi ona około 1 400 000 km, czyli jest przeszło 100 razy większa od średnicy Ziemi, a przeszło 100 razy mniejsza od odległości Ziemi od Słońca. Na podstawie III uogólnionego prawa Keplera można stwierdzić, że całkowita masa Słońca jest 333000 razy większa od masy Ziemi.

Ponieważ ponad fotosferą zawiera się już tylko nieznaczna część materii Słońca, można średnią gęstość Słońca wyznaczyć, dzieląc jego masę przez objętość bryły ograniczonej fotosferą. Tak obliczana średnia gęstość wynosi około $1,4 \text{ g/cm}^3$, to znaczy jest większa od gęstości wody i wskazuje na silne zagęszczenie gazów we wnętrzu Słońca.

Warstwa znajdująca się nad fotosferą jest zbyt rzadka, aby mogła wysyłać wystarczającą ilość energii, a tym samym nie jest w zwykłych warunkach bezpośrednio widoczna. Warstwy leżące nad fotosferą nazywamy atmosferą Słońca (porównaj rys. 64).

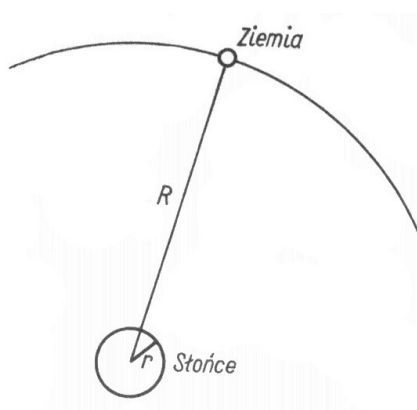
*) Fotosfera, z języka greckiego – warstwa świecąca



Rys. 64. Schemat budowy Słońca.

7.3. Temperatura Słońca

Natężenie promieniowania Słońca można obliczyć, mierząc energię otrzymaną w jednostce czasu na Ziemi przez jednostkową powierzchnię ustawioną prostopadle do promieni słonecznych. Pomiar wykazuje, że w średniej odległości Ziemi od Słońca centymetr kwadratowy powierzchni naszej planety w ciągu sekundy odbiera 0,139 J energii promieniowania słonecznego. Tę wielkość nazywamy **stałą słoneczną S** .



Rys. 65. Zasada pomiaru temperatury Słońca ze stałej słonecznej.

Oznaczmy (rys. 65) przez R odległość Ziemi od środka Słońca. Zważywszy, że energia słoneczna jest wysyłana jednakowo we wszystkich kierunkach, jej całkowita ilość

wysyłana w ciągu minuty będzie równa stałej słonecznej pomnożonej przez liczbę centymetrów kwadratowych powierzchni kuli o promieniu R . Jest to zarazem energia wypromieniowana w ciągu minuty przez kulę słoneczną o promieniu r .

Ponieważ $\frac{R}{r} = 215$, więc stosunek powierzchni kul o promieniach R i r wynosi $215^2 = 46\,226$. Jeden cm^2 powierzchni Słońca wysyła więc w ciągu sekundy $0,139 \text{ J} \cdot 46\,226 = 6425,3 \text{ J}$ energii.

Jeżeli założymy, że Słońce promieniuje tak jak ciało doskonale czarne, to znaczy takie, które absorbuje całkowicie wszystkie długości fal padającego na nie promieniowania, to możemy do niego stosować tak zwane prawo Stefana-Boltzmann'a, według którego ilość energii E wypromieniowana przez jednostkę powierzchni w jednostce czasu jest proporcjonalna do czwartej potęgi temperatury bezwzględnej danego ciała. Wyrażając temperaturę T w kelwinach, w ciągu sekundy otrzymujemy z centymetra kwadratowego danego ciała doskonale czarnego ilość energii

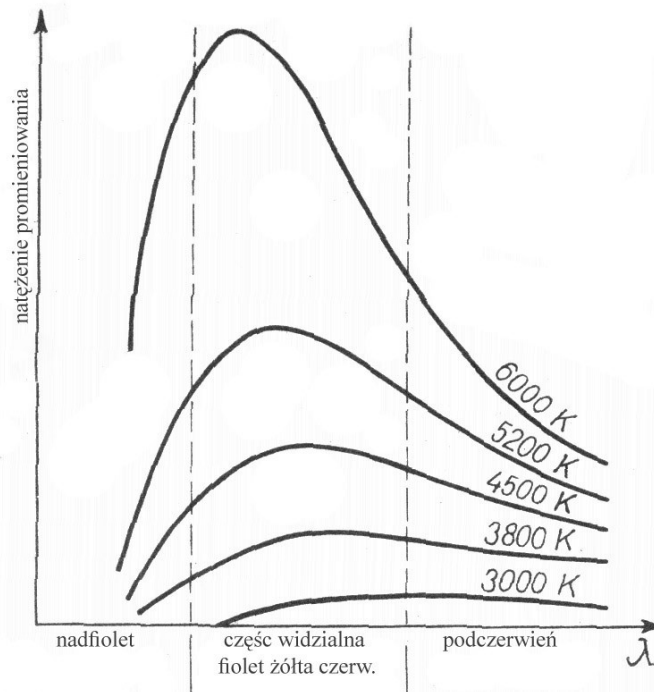
$$E = 5,67 \cdot 10^{-12} \frac{\text{J}}{\text{cm}^2 \cdot \text{s} \cdot \text{K}^4} T^4 \text{ dżuli.}$$

Słońce nie jest wprawdzie ciałem doskonale czarnym, promieniuje jednak w sposób do niego dość zbliżony. Możemy więc dla Słońca napisać:

$$5,67 \cdot 10^{-12} \frac{\text{J}}{\text{cm}^2 \cdot \text{s} \cdot \text{K}^4} T^4 = 6425,3 \frac{\text{J}}{\text{cm}^2 \cdot \text{s}},$$

stąd $T = 5800 \text{ K}$.

Temperaturę Słońca można określić jeszcze w inny sposób.



Rys. 66. Rozkład energii w widmie ciała doskonale czarnego przy różnych temperaturach.

Im wyższa jest temperatura jakiegoś ciała, tym więcej wysyła ono promieniowania krótkofalowego. Znajac rozkład natężenia promieniowania w poszczególnych długościach fal widma jakiegoś ciała, można określić jego temperaturę. Rysunek 66 przedstawia rozkład natężenia dla kilku różnych temperatur w widmie ciała doskonale czarnego. Teoria i doświadczenie prowadzą do wniosku, że długość fali, w której jest wysyłana największa ilość promieniowania (maksimum energii na rys. 66), jest na ogół odwrotnie proporcjonalna do temperatury ciała promieniującego. Od nazwiska odkrywcy tę zależność nazywamy prawem Wiena.

Rozkład natężenia w widmie ciągłym Słońca jest taki, jaki odpowiada temperaturze około 6000 K. Stąd wnioskujemy się, że taka właśnie jest temperatura fotosfery. Jest to — jak widać — wielkość dość zgodna z oceną wynikającą z pomiarów stałej słonecznej.

7.4. Skład chemiczny Słońca

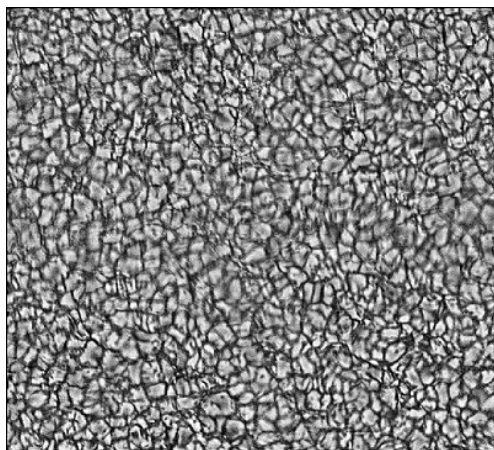
Bezpośrednio możemy badać tylko skład chemiczny zewnętrznych warstw Słońca. Istnieją jednak teoretyczne podstawy do przyjęcia, że skład chemiczny, o jakim świadczą linie widmowe powstające w górnych warstwach Słońca, można uważać

przynajmniej z grubsza za skład całego Słońca — również jego wnętrza.

Linie absorpcyjne w widmie słonecznym odpowiadają długościom fal pochłanianych przez pojedyncze atomy. Dotychczas zidentyfikowano w widmie słonecznym linie około 70 pierwiastków chemicznych. Oprócz nich spotyka się tylko bardzo słabe pasma absorpcyjne odpowiadające najprostszym związkom chemicznym, jak: ON, NH, CH, CN, O₂, CO, CaH, TiO, MgO, C₂ — ogółem pasma około 20 tego typu związków. Są to — jak widać — nieskomplikowane połączenia dwu atomów, niektóre znane na Ziemi, jak CO, inne w stanie naturalnym na Ziemi nie spotykane. Pasm widmowych odpowiadających bardziej skomplikowanym związkom nie obserwuje się. Jest to jeszcze jeden argument za tym, że temperatura Słońca jest tak wysoka, że jedynie w jego warstwach powierzchniowych mogą powstawać nieliczne, proste związki. Badania ilościowe wykazują, że większą część masy Słońca stanowi wodór. Sporo jest również helu.

7.5. Plamy na Słońcu, aktywność słoneczna

Fotosfera Słońca nie przedstawia się jako warstwa jednolita. Jej powierzchnia stale się burzy i pokryta jest pewnego rodzaju ziarnami (lub bąbelkami) o rozmiarach rzędu kilkuset kilometrów, zmieniającymi stale kształty. Nazywamy je granulami (rys. 67). Poza tym na fotosferze spotykamy miejsca ciemniejsze — tzw. plamy słoneczne.



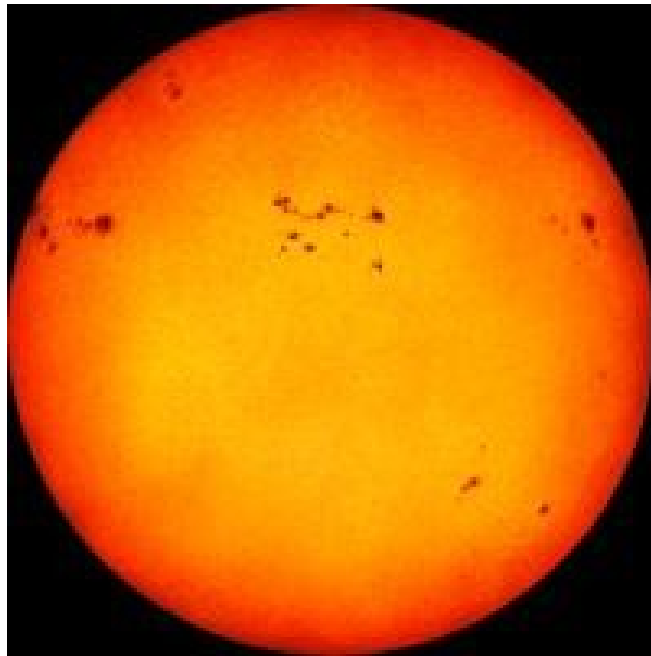
Rys. 67. Granule na Słońcu.

Ponieważ plamy słoneczne utrzymują się przez dłuższy czas na powierzchni Słońca, ich obserwacje pozwalają wykryć ogólny obrót Słońca wokół osi. Okazuje się, że Słońce nie obraca się jak ciało sztywne, lecz okres obrotu jest różny w różnych odległościach od jego biegunów. W okolicach równikowych jeden obrót trwa około

25 dni. W obszarach bliskich biegunom obrót trwa aż 34 dni.

Plamy wydają się ciemne tylko przez kontrast z jaśniejszymi od nich obszarami fotosfery. Wyznaczenia ich temperatur dają wyniki od 4300 K do 4800 K. Takiej właśnie temperaturze odpowiada promieniowanie plam. Stwierdzono, że plamy stanowią pewnego rodzaju zagłębienia w fotosferze Słońca. Średnice plam wynoszą dziesiątki a nawet setki tysięcy kilometrów, co odpowiada rozmiarom kątowym na tarczy Słońca rzędu minut łuku. Jedna z plam obserwowana w roku 1947 miała średnicę 17 razy większą od średnicy Ziemi. Duże plamy słoneczne można czasem zaobserwować na tarczy słonecznej wprost gołym okiem, gdy blask Słońca przyćmiony jest przez atmosferę Ziemi (np. tuż przed zachodem Słońca), albo przesłaniając oko ciemnym filtrem (np. dokładnie okopconym szkłem).

Plamy wyglądem zewnętrznym przypominają wiry (rys. 68). Badania widmowe pozwalają wykryć w ich wnętrzu stosunkowo silne pola magnetyczne.



Rys. 68. Plamy i pochodnie na powierzchni Słońca.

Plamom towarzyszą różnego kształtu włókna jaśniejsze nieco od fotosfery, zwane pochodniami. Występują one w warstwie leżącej nieco wyżej niż granule. Pochodnie daje się zaobserwować również z dala od plam. Czasem występują całe pola pochodniowe.

Zarówno plamy jak i pochodnie występują w różnych miejscach powierzchni Słońca, powstają i znikają. Czasem jest ich mniej, czasem więcej. Ponieważ jednak zwiększonej liczbie plam towarzyszy zawsze zwiększona liczba pochodni, więc ogólna jasność tarczy słonecznej nie ulega widocznym zmianom okresowym. Gdy plam i po-

chodni jest więcej, mówimy o wzmożonej aktywności słonecznej, gdy mniej — o słabej aktywności. Zmiany aktywności słonecznej odbywają się w sposób dość regularny, mianowicie średnio co 11 lat powtarzają się kolejne maksima aktywności.

Przyczyny zmian aktywności słonecznej nie są dotychczas wyjaśnione. Przypuszcza się, że zmiany są spowodowane jakimiś zjawiskami elektromagnetycznymi zachodzącymi we wnętrzu Słońca i przejawiającymi się w postaci plam na jego powierzchni. O tym, że w aktywności Słońca odgrywają rolę cząstki naelektryzowane i że część tych cząstek jest wyrzucana ze Słońca, można wnosić również stąd, iż w okresach wzmożonej aktywności słonecznej w atmosferę ziemską wpadają różne naelektryzowane cząstki, powodując świecenie atmosfery ziemskiej, a w szczególności wywołując zjawisko zórz polarnych. W okresach słabej aktywności słonecznej tego rodzaju zjawiska w atmosferze Ziemi są rzadkie.

Okresy wzmożonej aktywności słonecznej są również związane z większym nasileniem burz magnetycznych na Ziemi, z zakłóceniami w odbiorze radiowym i innymi zjawiskami. W miarę postępu badań wpływu Słońca na zjawiska ziemskie odkrywa się coraz więcej tego typu związków. Znany jest wpływ aktywności słonecznej na przebieg pewnych zjawisk biologicznych, np. na rozrastanie się słoje drzewnych.

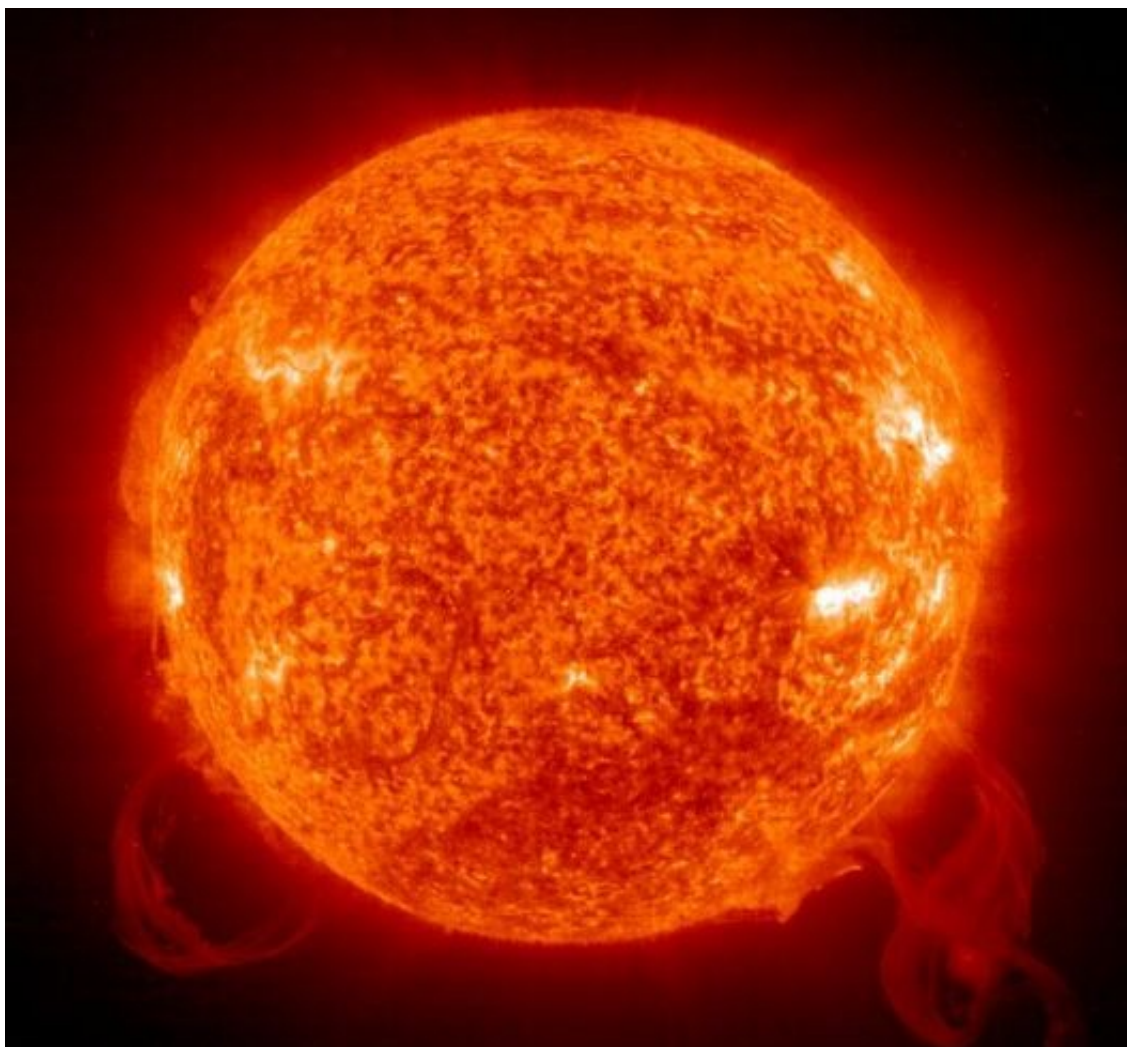
7.6. Atmosfera Słońca, wiatr słoneczny

Atmosferę Słońca możemy obserwować albo używając specjalnych przyrządów eliminujących w sposób sztuczny promieniowanie fotosfery, albo w czasie całkowitego zaćmienia Słońca, kiedy Księżyc zasłania całą fotosferę i jej światło nie oślepi obserwatora. Można wówczas rozróżnić w niej poszczególne warstwy i badać ich budowę.

Jedną z niższych warstw atmosfery jest tzw. chromosfera*) przedstawiająca się w czasie całkowitego zaćmienia Słońca jako czerwona, postrzępiona otoczka okalająca Słońce. W widmie chromosfery szczególnie intensywnie występują linie zjonizowanego wapnia, wodoru, helu i magnezu.

Ponad chromosferą unoszą się tzw. protuberancje. Są to zgęszczenia świecącej materii; czasem wytryskują z chromosfery, przebiegają nad nią, spadają z powrotem lub znikają, czasem przeciwnie, skupiają się na dużych wysokościach ponad chromosferą i spadają na powierzchnię Słońca (rys. 69).

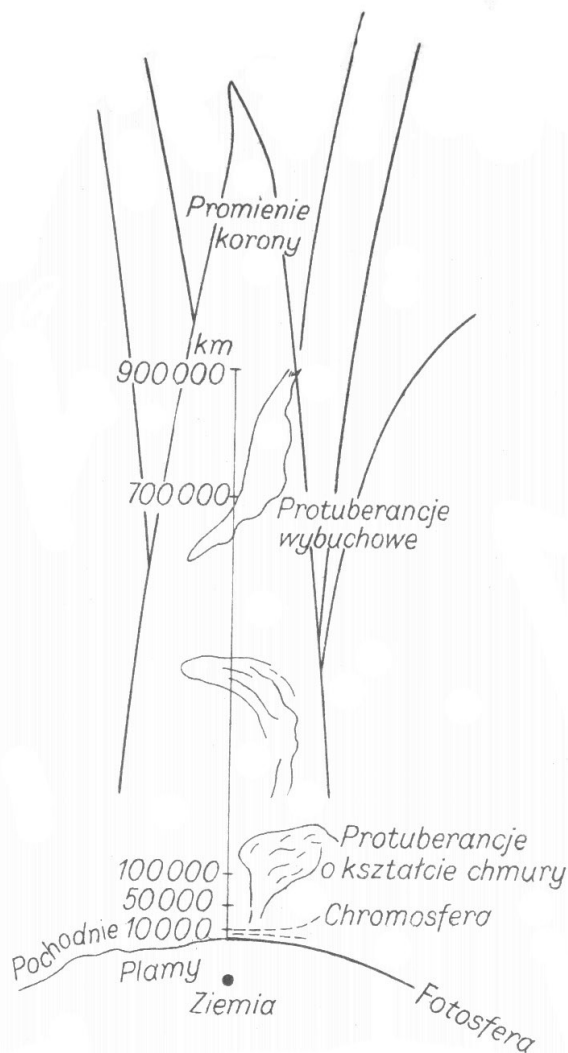
*) Chromosfera – z jęz. greckiego chroma tzn. barwa – warstwa o zabarwieniu jasnoczerwonym.



Rys. 69. Protuberancje słoneczne.

Niektóre protuberancje utrzymują się przez tygodnie i miesiące, zmieniają bardzo powoli kształty, inne przeciwnie — trwają zaledwie godziny, szybko zmieniają kształty i położenia. Prędkość ruchu materii w protuberancjach bywa rzędu setek km/s. Największa zaobserwowana prędkość wynosiła 720 km/s. Nawet pobieżne obserwacje ruchów w protuberancjach wskazują, że nie odbywają się one tylko pod wpływem sił grawitacyjnych, lecz że rządzą nimi siły elektromagnetyczne.

Zewnętrzne części atmosfery noszą nazwę korony słonecznej. Jej kształty są nieregularne i zmieniają się z roku na rok. Badania — zwłaszcza w dziedzinie fal radiowych — wykazują obecność korony jeszcze w odległości przeszło stu średnic Słońca od jego środka. Korona ma kształty dość nieregularne, występują w niej liczne włókna, tzw. promienie koronalne i wachlarze (rys. 70). Kształt korony zmienia się również w zależności od aktywności słonecznej.



Rys. 70. Budowa atmosfery Słońca. Czarna kropka przedstawia rozmiary Ziemi w skali rysunku.

W widmie korony słonecznej zaobserwowano linie wielokrotnie zjonizowanych (od 16 do 20 razy) atomów żelaza, argonu, niklu i wapnia. Tak silna jonizacja wymaga temperatury rzędu milionów stopni. Za istnieniem tak wysokich temperatur w koronie przemawiają również inne obserwacje, jak np. badanie promieniowania radiowego korony. Istnienie tak wysokich temperatur w silnie rozrzedzonej i oddalonej od fotosfery koronie stanowi interesujący problem dla teoretyków.

Korona słoneczna jest ostatnią warstwą Słońca dostępną do bezpośrednich obserwacji optycznych czy też radiowych. Nie znaczy to jednak, że stanowi ona rzeczywiście najbardziej zewnętrzną warstwę Słońca. Wspomniane już poprzednio związki pomiędzy aktywnością słoneczną a zjawiskami na Ziemi, jak również wpływ aktywności słonecznej na inne planety i wreszcie ostatnio pomiary wykonane ze statków kosmicznych, wskazują na to, że jony poruszające się w polu magnetycznym Słońca docierają zapewne krańców Układu Słonecznego.

Strumienie naelektryzowanych cząstek, wypływające stale ze Słońca nazywamy

wiatrem słonecznym. Stanowi on *przedłużenie* atmosfery Słońca. Trwają obecnie badania dotyczące szczegółów struktury pola magnetycznego wiatru słonecznego, jego oddziaływania z polem magnetycznym planet oraz innych cech fizycznych wiatru słonecznego.

Według współczesnych poglądów Słońce jest nie tylko centralnym ciałem Układu Słonecznego, oddziałującym z odległości na planety, ale bezpośrednio swoimi najbardziej zewnętrznymi i rozrzedzonymi częściami przenika cały układ planetarny.

Warstwy Słońca znajdujące się wewnątrz fotosfery nie są dostępne do bezpośrednich badań. Toteż na temat budowy wnętrza Słońca można tylko snuć więcej lub mniej umotywowane przypuszczenia. Opierając się na znanych zjawiskach i prawach fizycznych uważa się, że jądro Słońca składa się z gazów o znacznie wyższej temperaturze niż fotosfera, wynoszącej miliony lub dziesiątki milionów stopni. W tej temperaturze odbywają się pewne procesy jądrowe — co do których trwają dyskusje. W każdym razie powszechnie się uważa, że te procesy w efekcie powodują przemianę wodoru w hel, przy czym wytwarza się energia promienista. Ta energia przekazywana kolejno od warstwy do warstwy zostaje wreszcie wypromieniowana z powierzchni Słońca, to znaczy z jego fotosfery.

Każda warstwa — można powiedzieć — całkowicie absorbuje docierające do niej od środka promieniowanie i natychmiast wypromieniowuje je w postaci odpowiadającej jej stanowi fizycznemu. Dlatego, mimo iż energia wypromieniowana przez fotosferę powstaje w jądrze Słońca o znacznie wyższej temperaturze, jest wysyłana w postaci promieniowania odpowiadającego temperaturze fotosfery.

ĆWICZENIA

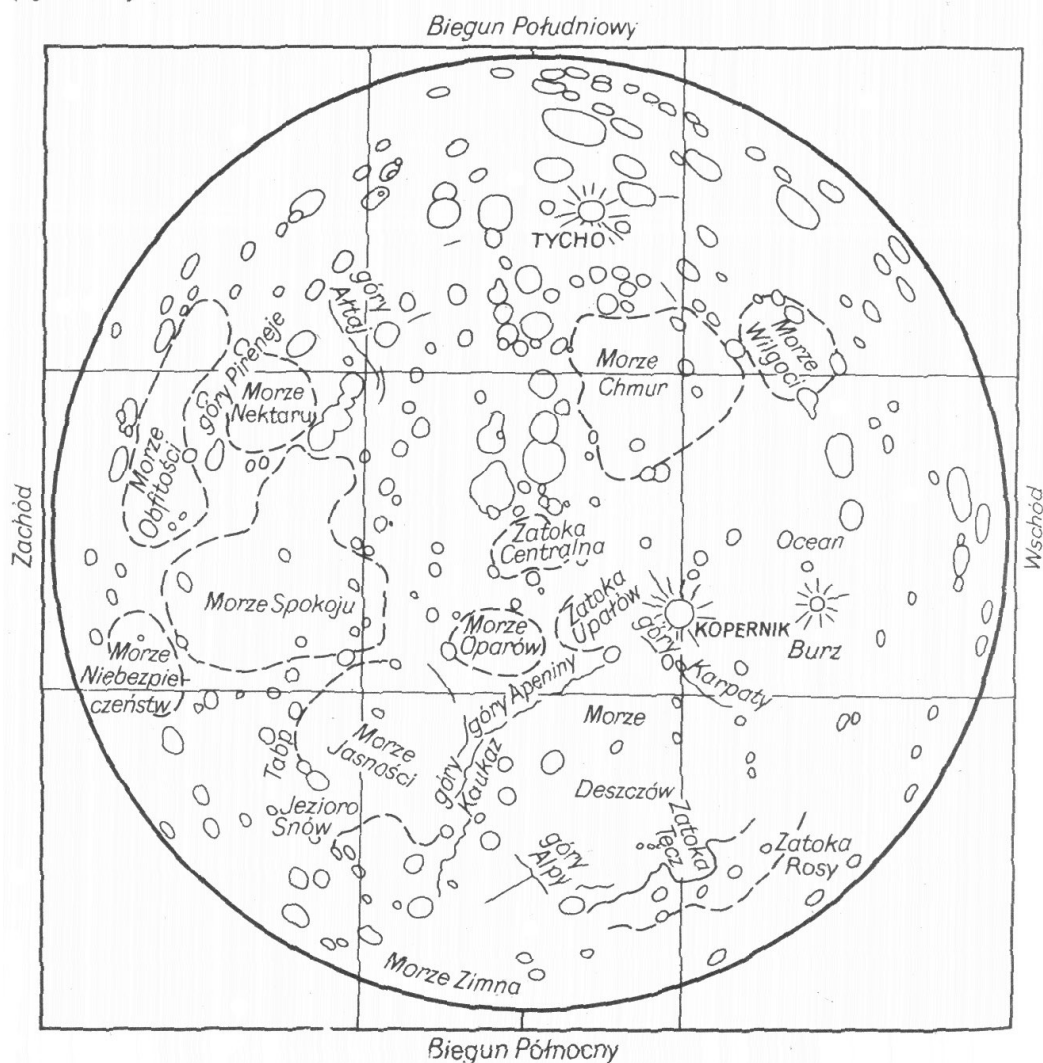
Temat do zastanowienia

Co mógłbyś powiedzieć o budowie fizycznej jakiegoś ciała niebieskiego, którego widmo składałoby się wyłącznie z kilku linii emisyjnych odpowiadających jednemu tylko pierwiastkowi? Czy należałoby stąd wnioskować, że warstwy świecące są zagęszczone? Co dałoby się powiedzieć o urozmaiceniu składu chemicznego tego ciała? Weź przy tym pod uwagę, że niewystępowanie prążków widmowych odpowiadających jakiemuś pierwiastkowi nie świadczy jeszcze o braku danego pierwiastka.

FIZYKA KSIĘŻYCA, PLANET I KOMET

8.1. Fizyczna budowa Księżyca

Z powodu małej odległości Księżyca od Ziemi stosunkowo łatwo możemy obserwować jego powierzchnię. Nawet gołym okiem widać na Księżycu zarysy ciemniejszych i jaśniejszych plam. Przez lornetkę polową (ustawioną na statywie, aby nie drgała) można już dojrzeć wiele interesujących szczegółów, a długookniskowe teleskopy pozwalają dogodnie badać powierzchnię Księżyca i sporządzać jego mapy (Rys. 71).



Rys. 71. Mapa półkuli Księżyca widocznej z Ziemi.

Księżyc krążąc wokół Ziemi znajduje się — średnio biorąc — w tej samej odległości od Słońca co Ziemia, w tej samej więc mierze co ona korzysta z promieniowania słonecznego. Mimo to warunki fizyczne panujące na Księżycu są znacznie różne od ziemskich. Ma to niewątpliwie związek z mniejszą średnicą Księżyca, wynoszącą około $\frac{1}{4}$ średnicy Ziemi, a co za tym idzie, jego mniejszą objętością i masą równą zaledwie $1/81$ masy Ziemi.

Powierzchnia Księżyca różni się od powierzchni Ziemi przede wszystkim tym, że nie ma na niej zupełnie mórz, rzek i innych otwartych zbiorników wody. Ma to bezpośredni związek z faktem, że Księżyc nie posiada trwałej atmosfery. Pewne obserwacje wskazują na istnienie śladowych ilości gazów w niektórych jego okolicach. Jeśli te obserwacje zostaną potwierdzone, mamy tu prawdopodobnie do czynienia z gazami wydobywającymi się z wnętrza księżycowego globu i szybko rozpraszającymi się w przestrzeni międzyplanetarnej. Przy ciśnieniu atmosferycznym praktycznie równym zeru każda ciecz zaczyna natychmiast wrzeć.

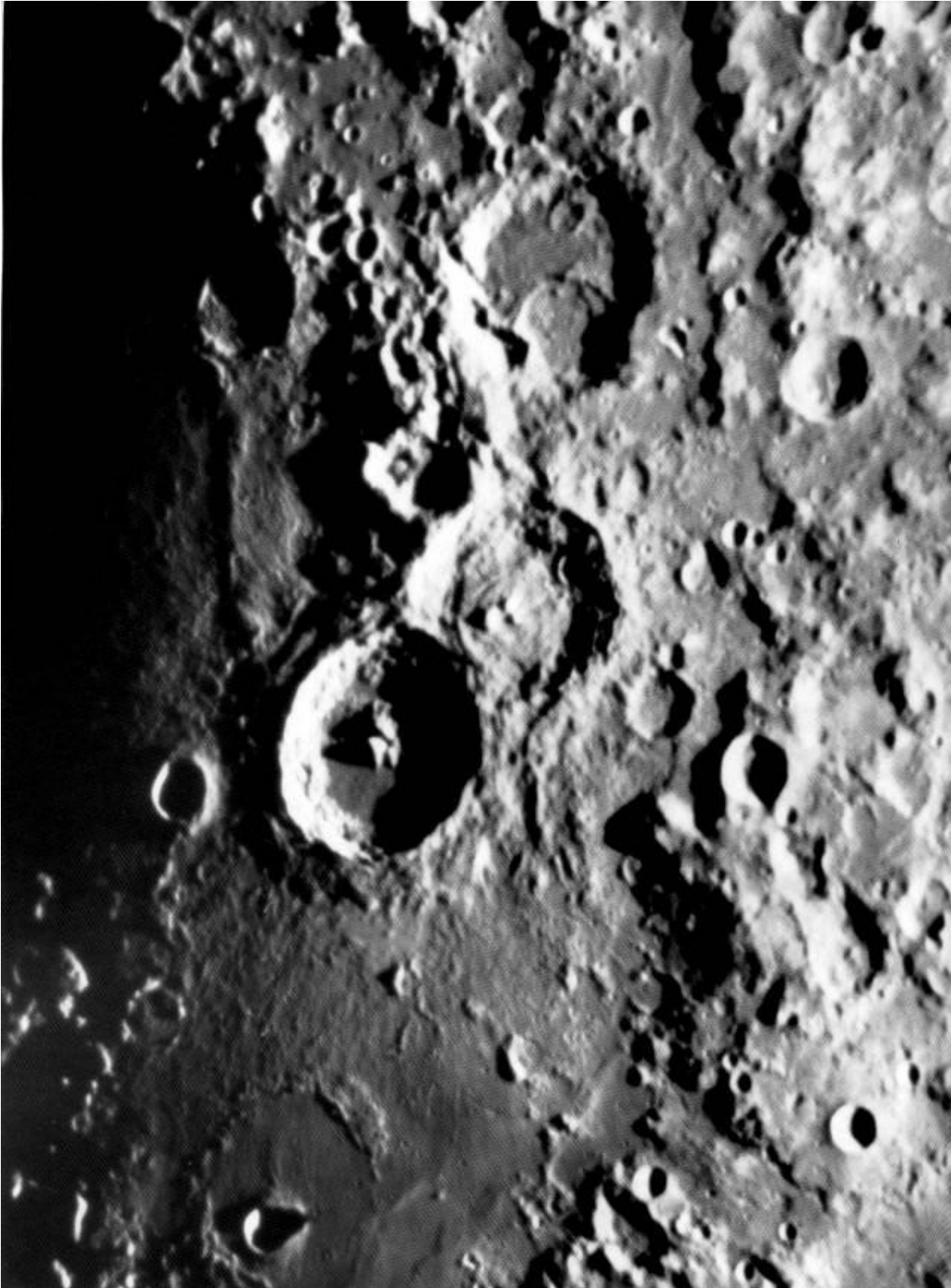
Gdyby więc nawet utworzyć na Księżycu jakiś sztuczny otwarty zbiornik wody, to ulotniłaby się ona w bardzo krótkim czasie.

Przypuszcza się, że niegdyś w odległych epokach, gdy Ziemia i Księżyc były jeszcze, ciałami młodymi, Księżyc mógł mieć taką samą atmosferę jak Ziemia, jednak z powodu mniejszej masy poszczególne cząsteczki gazu znacznie łatwiej mogły przewyżać siłę ciężenia i odrywać się w przestrzeń międzyplanetarną.

Wiadomo, że cząsteczki gazu znajdują się w nieustannym ruchu. Zderzając się ze sobą, wymieniają się prędkościami. Stąd stale pewne cząsteczki atmosfery nabierają prędkości wystarczającej do oderwania się od swojej planety na zawsze. Obliczono, że w atmosferze ziemskiej tylko nieliczne cząsteczki uzyskują II prędkość kosmiczną wystarczającą do oderwania się od Ziemi, podczas gdy w tych samych warunkach (temperatura, skład chemiczny) na Księżycu będą to cząsteczki bardzo liczne. Jest tak dlatego, że II prędkość kosmiczna na Ziemi (porównaj § 6.5) wynosi 11,2 km/s, podczas gdy na Księżycu jest ona równa zaledwie 2,4 km/s. Dlatego gęsta atmosfera Księżyca — jeśli pierwotnie istniała — musiała się szybko rozproszyć w przestrzeni.

Brak trwałej atmosfery powoduje duże różnice temperatury. W czasie doby księżycowej trwającej około 4 tygodni w miejscach oświetlonych promieniami Słońca temperatura Księżyca podnosi się czasem do $+120^{\circ}\text{C}$. W tych samych miejscach, w chwili gdy są one odwrócone od Słońca, spada do -100°C . Na Ziemi takich różnic temperatur między dniem i nocą, wskutek łagodzącego wpływu gęstej atmosfery, nie spotykamy.

Ukształtowanie powierzchni Księżyca jest również inne niż powierzchni Ziemi. Dla powierzchni Księżyca charakterystyczne są liczne góry pierścieniowe zwane inaczej kraterami (rys. 72), które przypominają ziemskie kratery wulkaniczne, lub też leje pozostałe po spadku wielkich meteorytów.



Rys. 72. Zdjęcie powierzchni Księżyca ze statku kosmicznego.



Rys. 73. Krajobraz Księżyca.

Pochodzenie kraterów księżycowych nie zostało dotychczas dostatecznie wyjaśnione, choć zaobserwowany w roku 1958 wybuch wulkanu na Księżycu wskazywałby, że przynajmniej niektóre kratery są pochodzenia wulkanicznego, podczas gdy inne mogą być śladami spadłych meteorytów.

Poza tym — podobnie jak na Ziemi — mamy tam rozległe równiny oraz pasma górskie podobne do ziemskich. Nisko położone równiny tradycyjnie nazywamy morzami, gdyż niegdyś z powodu ciemniejszej barwy przypuszczano, że są to rzeczywiście zbiorniki wody. Dziś wiemy, że wody w nich nie ma. Jaśniejsze miejsca wyżynne nazywamy łądami.

Do niedawna uważano, że powierzchnia Księżyca jest znacznie mniej regularna niż powierzchnia Ziemi, że góry księżycowe są strome, mają ostre szczyty i popękane zbocza. Jednak wyniki najnowszych badań wskazują, że powierzchnia Księżyca jest bardziej wygładzona od ziemskiej. W szczególności zbocza gór księżycowych są dość płaskie.

Mało wiemy o wewnętrznej budowie Ziemi, a jeszcze mniej o budowie globu księżycowego. W każdym razie jego mniejsza średnia gęstość ($3,34 \text{ g/cm}^3$, co stanowi 0,6 średniej gęstości Ziemi) wskazuje na to, że jest on zbudowany inaczej niż glob ziemski. Można przypuszczać, że cały glob Księżyca ma budowę podobną do zewnętrznych warstw Ziemi.

Posługując się pojazdami kosmicznymi możemy obserwować obie strony Księżyca, również tę, która jest stale od Ziemi odwrócona (rys. 74), badać bezpośrednio jej powierzchnię i warunki fizyczne na niej panujące.



Rys. 74. Odwrotna nigdy niewidoczna z Ziemi strona Księżyca według historycznej fotografii otrzymanej po raz pierwszy przez radziecką stację międzyplanetarną „Łunnik III” w roku 1959.

Próbki gruntu księżycowego pobrane przez ekipy lądujące na Księżycu i stacje automatyczne wykazały, że chemiczny skład skorupy Księżyca jest wprawdzie podobny do składu skorupy ziemskiej, jednak znane na Ziemi pierwiastki i związki chemiczne występują tam w postaci innych minerałów. Trwają dyskusje, czy te różnice wynikają tylko z innych warunków, w jakich powstały te minerały (mniejsza siła grawitacji, ciśnienie, brak wody, inna rozpiętość różnic temperatury itp.), czy też świadczą o niezależnym pochodzeniu globu księżycowego i ziemskiego.

Osobliwością struktury Księżyca są silne nieregularności jego pola grawitacyjnego. Jeśli dla Księżyca wprowadzić pojęcie analogiczne do pojęcia geoidy (por. § 3.4), to będzie ona powierzchnią bardzo nieregularną. Można uważać za pewne, że pod powierzchnią Księżyca znajdują się miejscami duże i nieregularnie rozmieszczone masy materii o gęstości znacznie większej niż przeciętna gęstość

skorupy Księżyca. One to powodują anomalie grawitacyjne wywołujące również istotne odchylenia faktycznych orbit pojazdów kosmicznych od położeń przewidzianych teoretycznie. Te twory o dużej gęstości nazywamy **maskonami**.

Oprócz dobrze wszystkim znanego Księżyca, wokół Ziemi krążą również dwa obłoki pyłowe zwane **pyłowymi satelitami** Ziemi lub (od nazwiska odkrywcy — krakowskiego astronoma) księżycami Kordylewskiego. Oba mają ten sam okres obiegu i poruszają się po takiej samej jak Księżyc orbicie w stałych — w przybliżeniu — odległościach od niego.

8.2. Metody badań budowy fizycznej planet

O fizycznej budowie planet możemy uzyskać wiele danych z obserwacji teleskopowych z powierzchni Ziemi i do niedawna była to jedyna metoda ich badań. W teleskopach widać planety jako stosunkowo niewielkie tarcze o średnicach rzędu minuty łuku lub mniejszych. Można na nich zauważyć pewne kontury. Jeśli są to kontury stałe, nie zmieniające kształtów, można twierdzić, że przedstawiają jakieś ukształtowania twardej powierzchni. Jeśli natomiast zmieniają się szybko i nieregularnie, traktujemy je jako chmury w atmosferze planety.

Dziś większość danych o budowie fizycznej planet oraz ich powierzchni uzyskujemy z lotów kosmicznych. Lądujące na planetach stacje kosmiczne mogą dokonywać bezpośrednich pomiarów ciśnienia, temperatury i składu chemicznego atmosfer i powierzchni planet. Przy użyciu stacji lądujących można w zasadzie stosować w badaniach planet wszystkie metody geofizyczne. Ponadto nawet bez lądowania, z kosmicznych stacji i satelitarnych obserwatoriów astronomicznych można też dokonywać znacznie dokładniejszych fotografii powierzchni planet i badań spektroskopowych składu ich atmosfer niż to jest możliwe z obserwatoriów naziemnych. Wykorzystuje się tu zarówno możliwość zbliżenia tych stacji do planet, jak i okoliczność, że obserwacji z takich stacji dokonuje się bez zakłócającego wpływu atmosfery ziemskiej.

8.3. Opis planet

Pod względem budowy fizycznej można planety podzielić na dwie grupy.

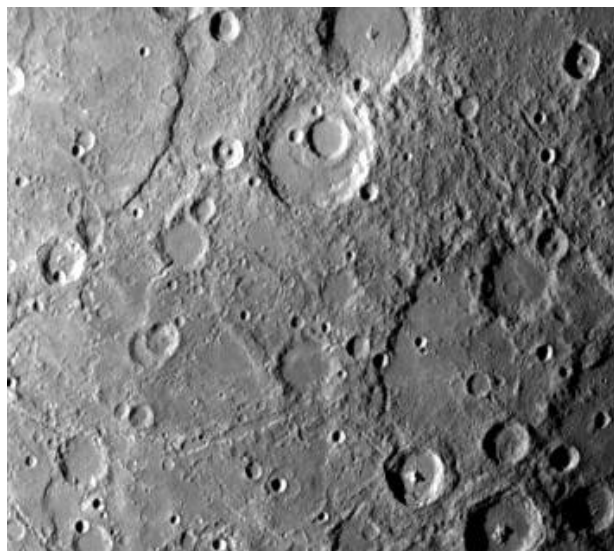
Pierwszą, zwaną grupą planet typu Ziemi, stanowią cztery planety najbliższe Słońca, a mianowicie: Merkury, Wenus, Ziemia i Mars. Jako przykład planet grupy ziemskiej opiszemy nieco bliżej Wenus i Marsa, jako najbliższe Ziemi.

Wenus jest planetą podobną do Ziemi zarówno pod względem rozmiarów (średnica 12 100 km) jak i masy (0,8 masy Ziemi). Jej atmosfera wypełniona jest gęstymi chmurami, przez które nie można dojrzeć stałej powierzchni. Ta atmosfera składa się prawie z czystego dwutlenku węgla z pewną zawartością pary wodnej. Według niezupełnie jeszcze pewnych danych temperatura przy powierzchni planety wynosi około 500 °C, a ciśnienie około 6,8 MPa. Na samej powierzchni występują liczne kratery podobne do księżycowych. Gruba atmosfera całkowicie niweluje różnice temperatur, jakie mogłyby powstać z następstwa dni i nocy. Wenus w przeciwieństwie do większości ciał Układu Słonecznego obraca się w kierunku przeciwnym do swojego ruchu rocznego. Jeden obrót wokół osi wykonuje Wenus w ciągu około 243 dni, co stanowi prawie dwa jej okresy obiegu wokół Słońca. Wenus jest jedyną planetą w naszym układzie, której okres obrotu jest dłuższy niż okres obiegu wokół Słońca. Istnienie dwutlenku węgla i pary wodnej w atmosferze Wenus sugeruje, że jest to planeta z potencjalnymi możliwościami rozwoju życia podobnego typu jak na Ziemi, choć zbyt wysoka temperatura wydaje się wykluczać istnienie takiego życia w epoce obecnej.

Drugi bliski towarzysz Ziemi — Mars jest znacznie od niej mniejszy (średnica zaledwie 6776 km). Powierzchnia Marsa została stosunkowo najlepiej zbadana, gdyż jest znakomicie widoczna poprzez rzadką atmosferę, której ciśnienie na powierzchni planety wynosi zaledwie 1300 Pa. Ponad 60% masy tej atmosfery stanowi dwutlenek węgla. Występuje w niej w dużej stosunkowo ilości argon (do 30%). Resztę stanowi azot oraz w bardzo małych ilościach para wodna, tlen i inne. Powierzchnia Marsa usiana jest licznymi kraterami. Ponadto spotykamy tam pustynie, na których obserwować można burze piaskowe (prędkość wiatru do 250 km/h), łańcuchy górskie oraz twory wyglądające jak wyschnięte koryta rzek, co jest tym ciekawsze, że otwartych zbiorników wody na Marsie obecnie nie ma. Doba Marsa wynosi 24^h 37^m 23^s, jest więc nieco tylko dłuższa od doby ziemskiej. Przy nachyleniu osi obrotu Marsa do płaszczyzny jego orbity wynoszącym 66° (dla Ziemi 66° 5') mimo dłuższego roku (okres obiegu wokół Słońca 687 dni ziemskich), zjawiska następstw

dni i nocy oraz pór roku przebiegają w zasadzie podobnie jak na Ziemi. W szczególności istnieją na Marsie dwie białe czapy polarne otaczające jego bieguny. Ich obszar zmniejsza się, gdy na danej półkuli panuje lato, a zwiększa się gdy zapada zima. Te czapy polarne, jak i występujące okresowo w innych miejscach planety białe płaty, to zestalony dwutlenek węgla i szron. Sezonowe zmniejszanie się tych tworów z nastaniem cieplejszej pory roku zachodzi wskutek sublimacji w rozrzedzonej i suchej atmosferze. W miarę zmian pór roku barwa niektórych obszarów planety ulega zmianie. W zależności od pory dnia, pory roku, strefy klimatycznej i innych czynników temperatura na Marsie waha się pomiędzy $+30^{\circ}\text{C}$ i -80°C . Mimo że średnia temperatura na Marsie jest niższa niż zero, nie można jak dotąd wykluczyć istnienia na nim życia organicznego podobnego typu jak na Ziemi.

Mimo znacznych różnic planety grupy ziemskiej są pod względem budowy fizycznej z grubsza podobne do siebie. Największa w tej grupie jest Ziemia, najmniejszy Merkury (w przybliżeniu $1/20$ masy Ziemi). Są to planety składające się ze stałych globów otoczone tylko niewielką warstwą gazów. Wenus jest planetą, która ma najgęstsza atmosferę wśród tej grupy planet. Jednak grubość jej atmosfery jest znacznie mniejsza niż promień tego masywnego globu. Atmosfera Merkurego jest niesłychanie rozrzedzona i dlatego jest trudna do zbadania.



Rys. 75. Krajobraz Marsa.

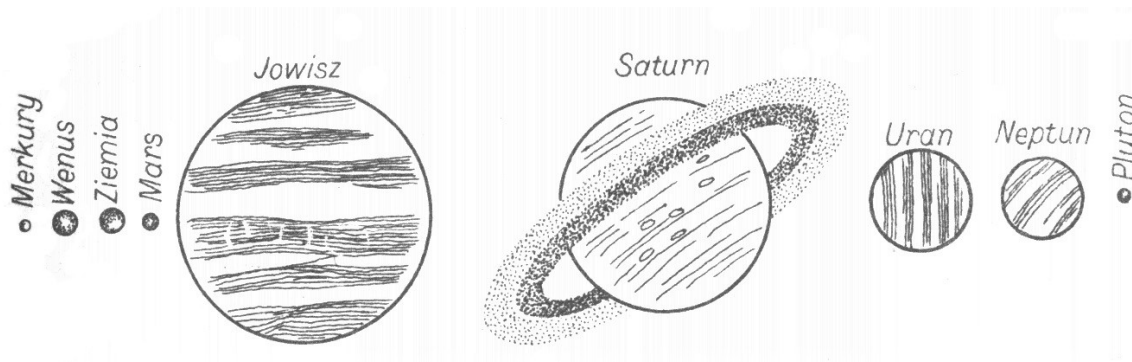
Atmosfery pozostałych trzech planet tej grupy, mimo znacznych indywidualnych różnic w składzie chemicznym, odznaczają się wspólną cechą występowania znacznych ilości bądź wolnego tlenu (Ziemia), bądź jego związku — dwutlenku węgla (Wenus i Mars). Powierzchnie tych planet są nieregularne. Występują nie-

równości terenu w postaci gór, rozpadlin i kraterów. Okresy obrotów wokół osi są stosunkowo długie. Zawierają się pomiędzy 23,9 godziny (Ziemia), a 5816 godzinami (Wenus).

Cztery dalsze planety, mianowicie Jowisz, Saturn, Uran i Neptun tworzą tzw. grupę planet olbrzymich. Są one większe i masywniejsze od planet grupy ziemskiej. Wśród nich najmniejszą masę ma Uran — 15 razy większą niż Ziemia, największą Jowisz — przewyższa masę Ziemi 318 razy. Są to planety o rozległych, grubych atmosferach, których głównymi składnikami są czysty wodór i jego związki — amoniak (NH_3) i metan (CH_4) oraz hel. Średnia gęstość tych planet jest zbliżona do średniej gęstości Słońca (około 1 g/cm^3). Nie jest wykluczone, że niektóre z planet olbrzymich, a może i wszystkie, nie mają w ogóle twardego globu, lecz są kulami składającymi się wyłącznie z zimnych, silnie w środku zagęszczonych gazów. Dokonują one obrotu wokół osi w ciągu kilku lub kilkunastu godzin.

Budowa ostatniej znanej planety, Plutona, jest dotychczas nawet w grubych zarysach niewyjaśniona.

Rysunek 76 przedstawia względne rozmiary planet. W tablicy na końcu książki (dodatek I) zamieszczono ważniejsze dane liczbowe dotyczące planet.

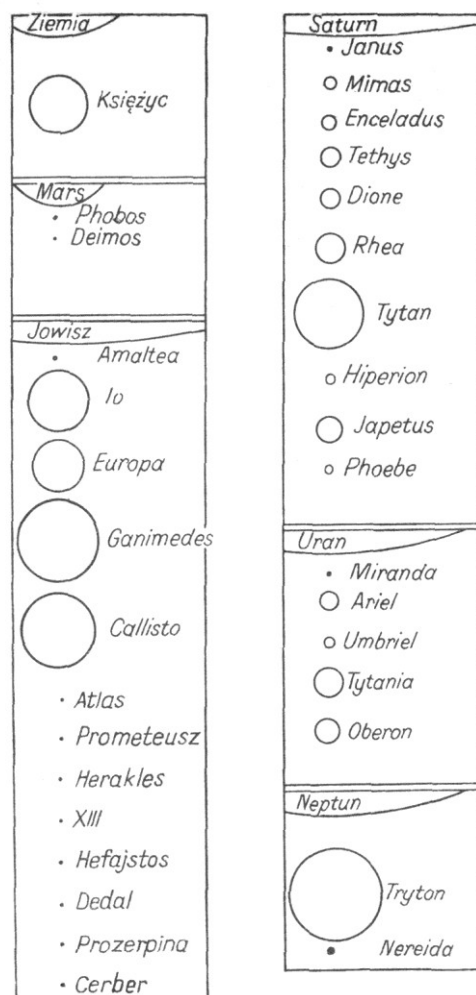


Rys. 76. Porównanie rozmiarów planet.

8.4. Księżycy planet. Pierścień Saturna

Niektóre planety, podobnie jak Ziemia, mają księżycy, to znaczy mniejsze ciała, które krążą wokół nich i wraz z nimi obiegają Słońce. Przy Merkuryem i Wenus księżyców dotychczas nie odkryto, niektóre planety mają ich natomiast po kilka. Najwięcej, bo aż 14 księżyców odkryto przy Jowiszu.

Księżycy planet są drobnymi ciałami niebieskimi. Największą średnicę wynoszącą około 5000 km ma jeden z księżyców Neptuna — Tryton. Najmniejszym z dotychczas odkrytych jest jeden z księżyców Marsa — Deimos, którego rozmiarów, ze względu na ich nikłość, nie dało się dotychczas dokładniej wyznaczyć. Przybliżone oceny wskazują, że średnicą Deimosa jest nie większa niż kilkanaście kilometrów. Większe księżycy, takie jak Tryton, towarzyszą zwykle większym planetom, wskutek czego względne rozmiary księżyców są z reguły niewielkie w porównaniu z rozmiarami ich planet (porównaj rys. 77). Księżyc Ziemi zajmuje pod tym względem stanowisko wyjątkowe, gdyż jego średnica wynosi przeszło $1/4$ średnicy Ziemi.



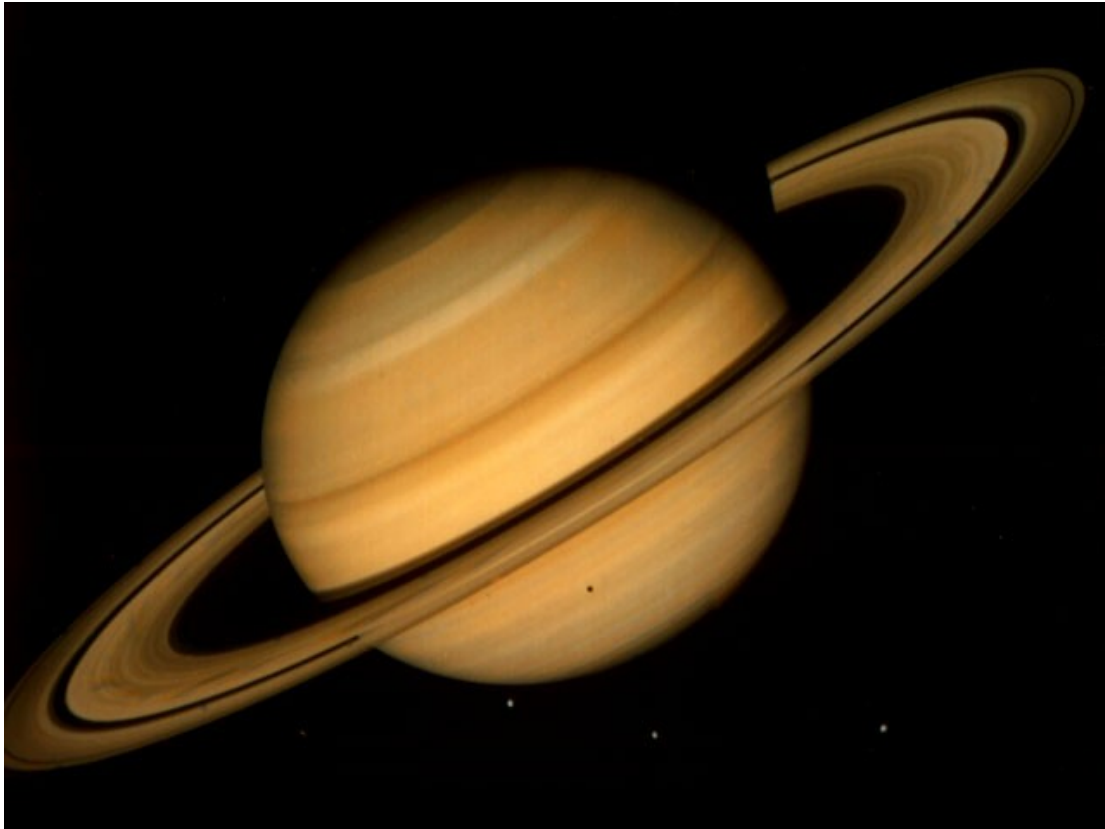
Rys. 77. Rozmiary księżyców planet w porównaniu z samymi planetami, których krzywizna powierzchni jest pokazana za pomocą niedużego łuku w górnej części każdego rysunku.

Skała 5000 km = 10 mm.

Księżycy Ziemi i Marsa nie posiadają atmosfer. Duże księżycy planet olbrzymich są otoczone atmosferami o składzie chemicznym zbliżonym do składu atmosfer, jakie posiadają ich planety macierzyste. Związane jest to z ich dużą odległością od Słońca.

Gazy w ich atmosferach są na tyle zimne, że tylko nieliczne ich cząsteczki wskutek wzajemnych zderzeń nabierają prędkości (równych II prędkości kosmicznej, która ma w tym przypadku małą wartość ze względu na stosunkowo niewielkie masy księżyców) wystarczających do oderwania się w przestrzeń międzyplanetarną.

Ciekawą planetą jest Saturn, który oprócz 11 zwykłych księżyców ma jeszcze tzw. pierścień (rys. 78), a raczej pierścienie.

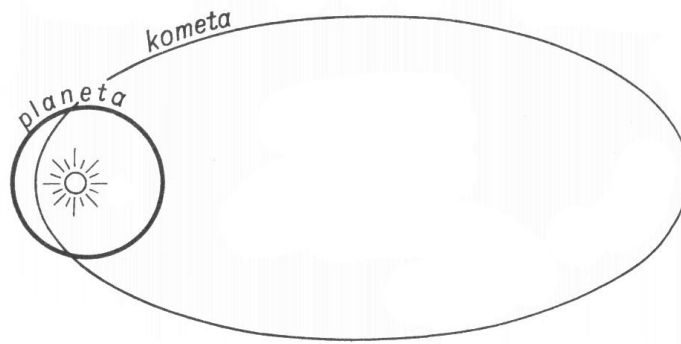


Rys. 78. Pierścienie Saturna.

Są to roje drobnych bryłek, jakby maleńkich księżyców o średnicach rzędu metra lub może mniejszych, obiegających Saturna stosunkowo blisko jego powierzchni. Z powodu wielkiej liczby sprawiają wrażenie jakby ciągłych pierścieni otaczających planetę. Przypuszcza się, że mogą to być pozostałości jednego z księżyców Saturna, który wskutek sił przyptywowych wywieranych na niego przez macierzystą planetę uległ z czasem rozkruszeniu na mnóstwo drobnych brył.

8.5. Komety

Do ciał niebieskich obiegających Słońce należą również komety. Drogi komet na ogół, podobnie jak drogi planet, są elipsami, lecz bardzo wydłużonymi (o dużych mimośrodkach, rys. 79).



Rys. 79. Orbita planety i komety.

Płaszczyzny tych orbit w przeciwieństwie do planet nie grupują się w pobliżu jednej płaszczyzny, lecz układają się dowolnie. Istnieją też komety o orbitach hiperbolicznych i parabolicznych. W tym ostatnim przypadku należy zauważyć, że parabola jest przypadkiem granicznym pomiędzy elipsą i hiperbolą, jest krzywą posiadającą mimośród dokładnie równy jedności. W praktyce nazywamy orbitami parabolicznymi te, których mimośród wyznaczony jest na tyle niedokładnie, że nie da się rozstrzygnąć, czy jest nieco większy, czy nieco mniejszy od jedności.

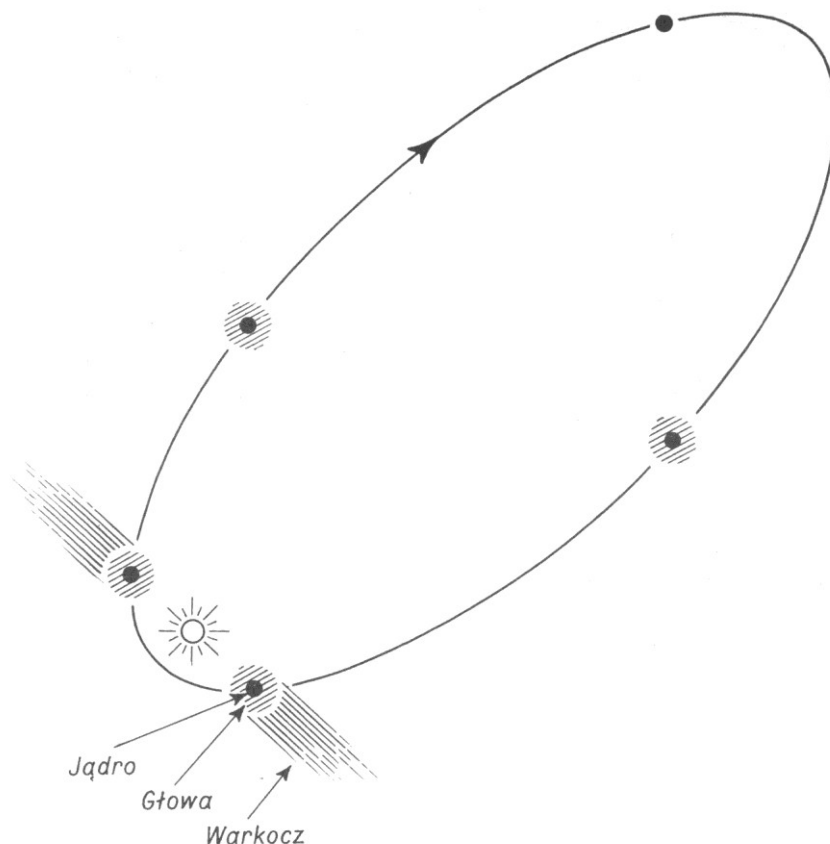


Rys. 80 Przykład komety z regularnym warkoczem.

Kometa na niebie przedstawia się jako obiekt mglisty (rys. 80). Można w niej wyróżnić kulistą głowę, wewnątrz której znajduje się centralna, najjaśniejsza część nazywana jądrem oraz wychodzący z głowy warkocz. Nie każda z komet ma warkocz. Pojawia się on tylko u komet znacznie zbliżających się do Słońca.

Analiza widmowa światła komet wskazuje, że częściowo jest to światło odbite od pyłów, częściowo pochodzi od świecących własnym światłem gazów — związków węgla, azotu i wodoru (dostrzeżono w widmie komet pasma CN, C₂, OH, CH, CH₂, NH₂, NH, N₂). Świadczy to o gazowo-pyłowej budowie komet.

Na podstawie obserwowanych zmian w wyglądzie komet, w miarę ich zbliżania się i oddalania od Słońca, można z grubsza nakreślić procesy fizyczne, jakie zachodzą w kometach. W dużej odległości od Słońca, gdzie panuje niska temperatura, kometa ma tylko jądro, które jest jedną bryłą lub może luźnym zbiorowiskiem brył. W czasie większego zbliżania do Słońca, wskutek działania jego promieniowania, część substancji jądra przechodzi w stan lotny tworząc głowę komety (rys. 81). Jednocześnie pod wpływem promieniowania słonecznego gazy zostają pobudzone do świecenia. Przy jeszcze większym zbliżeniu do Słońca z głowy zostają wyrzucone pewne lotne substancje — warkocz komety.



Rys. 81. Kometa w różnych odległościach od Słońca.

Mechanizm powstawania warkocza nie jest ostatecznie wyjaśniony. Niektórzy sądzą, że główną rolę odgrywa tu pole magnetyczne wiatru słonecznego, inni — że ciśnienie korpuskularnego promieniowania Słońca, zwłaszcza że warkocz najczęściej (ale nie zawsze!) jest skierowany w stronę przeciwną do Słońca.

Kometa przebiegająca blisko Słońca składa się więc z jądra, głowy i warkocza. Drogi niektórych komet nie przebiegają wystarczająco blisko Słońca, aby mógł się wytworzyć warkocz.

Co roku na niebie daje się zaobserwować kilka komet. Przeważnie są to obiekty o słabym blasku, widoczne tylko przez teleskopy, czasami widoczne wprawdzie gołym okiem, ale tylko jako nikielne plamki świetlne na niebie. Zaledwie raz na kilkadziesiąt lat pojawiają się na niebie komety okazałych rozmiarów kątowych zwracających uwagę każdego.

Rozmiary komet bywają olbrzymie. Ich głowy są czasem wielkości kuli słonecznej, a długość warkoczy rzędu odległości planet od Słońca. Natomiast gęstość materii, z której składają się komety, jest znikomo mała. Obserwowano przejścia komet przed tarczą słoneczną i wtedy kometa na tle Słońca okazywała się zupełnie przezroczysta i niewidoczna. Również całkowita masa komet jest niewielka. Dotychczas nie udało się wykryć żadnych perturbacji wywoływanych przez komety w ruchach ciał niebieskich, to znaczy, że masy komet są przynajmniej tysiące razy mniejsze od masy Ziemi.

Okresy obiegu komet wokół Słońca bywają rozmaite: od kilku lat do wielu tysięcy lat. Komety można obserwować tylko w pobliżu Słońca, gdy wokół ich jąder powstają głowy. Co roku pojawiają się na niebie nowe, nieznanie przedtem komety. Prawdopodobnie wiele z nich wielokrotnie już zbliżało się do Słońca, jednakże poprzednie zbliżenia przypadały przed setkami lat, gdy nie posiadano jeszcze odpowiednich narzędzi astronomicznych ani metod obserwacji i wskutek tego nie były zaobserwowane.

8.6. Przykłady komet

Najsłynniejsza chyba jest kometa Halleya *) o okresie obiegu wokół Słońca wynoszącym około 75 lat. Jest ona tak wielka, że za każdym zbliżeniem do Słońca może być obserwowana gołym okiem. Najdawniejsze pojawienia się tej komety giną w pomroce dziejów. Niektórzy jeszcze w zapisach dochowanych sprzed kilku

*) Edmund Halley (1656—1742) astronom angielski, przyjaciel i współpracownik Izaaka Newtona.

tysięcy lat dopatrują się śladów jej obserwacji. Ostatnio była widoczna pod koniec 1985 i początkiem 1986 roku. Ona to właśnie posłużyła Halleyowi do opracowania teorii ruchów komet.

Najjaśniejszą z zaobserwowanych dotychczas była kometa z roku 1882 (oznaczona 1882 II). Jej ogólny blask był większy niż Księżyca w pełni, tak że widać ją było za dnia razem ze Słońcem. Jej warkocz miał długość 900 000 000 km, to jest 6 razy więcej niż odległość Ziemi od Słońca. Gdybyśmy chcieli przelecieć wzdłuż warkocza tej komety pojazdem poruszającym się z II prędkością kosmiczną, to jest 11,2 km/s, podróż trwałaby około 3 lat. Ta kometa w pewnej chwili znalazła się między Ziemią a Słońcem. Do ostatka można było obserwować głowę komety i brzeg tarczy słonecznej, jednak w chwili gdy kometa znalazła się na tle tarczy, przestała być widoczna. Nie udało się dostrzec nawet jej jądra, które mogłoby być widoczne jako ciemny punkt na tle tarczy słonecznej. Obliczenia wskazują, że musiało ono w takim razie mieć średnicę mniejszą niż 5 km.

Ciekawe były dzieje komety Bieli obserwowanej po raz pierwszy w roku 1772. Miała ona okres $6 \frac{3}{4}$ roku. Ostatni raz była obserwowana na przełomie lat 1845/46 i wtedy nieomal na oczach astronomów podzieliła się na dwie części niejednakowej jasności, z których każda miała jądro, głowę i warkocz. W roku 1852 zamiast jednej znowu pojawiły się dwie komety. Następnym oczekiwanych powrotów komety w ogóle nie zauważono, natomiast w roku 1872, gdy Ziemia spotkała się z jej orbitą, w atmosferę ziemską wpadł deszcz meteorów (porównaj § 8.8).

Ostatnimi jasnymi kometami, dobrze widocznymi gołym okiem, były: w roku 1965 kometa Ikeya-Seki, widoczna nawet za dnia tuż przy tarczy słonecznej i kometa Kohoutka w roku 1974. Obie były obserwowane w Polsce.

8.7. Ewolucja komet

W przeciwieństwie do planet i ich księżyców komety nie są ciałami trwałymi. Przypadek komety Bieli opisany w poprzednim paragrafie, jest przykładem kilku zaobserwowanych faktów rozpadu komet.

Poza tym gazy i pyły tworzące warkocz są wyrzucane w przestrzeń i nie wracają już z powrotem do komet, które wskutek tego za każdym powrotem do Słońca tracą część swojej masy. Zaobserwowano, że niektóre komety za każdym zbliżeniem do Słońca mają coraz mniejsze warkocze i coraz mniejszą jasność ogólną. Znane są komety, które przechodząc nawet blisko Słońca nie mają już w ogóle

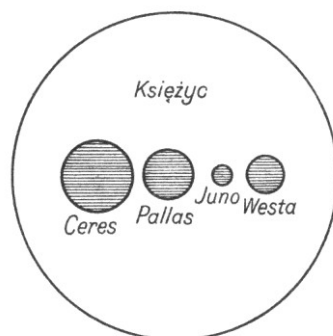
warkoczy. Można przypuszczać, że wskutek wielokrotnych zbliżeń do Słońca utraciły całkowicie te lotne części, które są konieczne do uformowania warkocza.

Ponieważ rozpadło się lub zanikło wiele komet na oczach obserwatorów, wiele z nich zmniejsza blask, a mimo to ciągle obserwuje się ich mniej więcej jednakowo dużo, można przypuszczać, że stale gdzieś muszą powstawać nowe, albo też stale nowe docierają do Układu Słonecznego. Jest to jedno z ciekawszych zagadnień astronomii. Istnieją różne hipotezy na ten temat, brak jednak dotychczas zadowalających wyjaśnień.

8.8. Drobne ciała Układu Słonecznego

Oprócz dziewięciu omówionych dotychczas planet oraz komet, istnieje jeszcze rój ciał drobniejszych obiegających Słońce, zbliżonych rozmiarami do księżyców. Te ciała tym się jednak różnią od księżyców, że nie towarzyszą żadnym planetom, lecz wykonują wędrówkę wokół Słońca samotnie. Nazywamy je małymi planetami (inaczej planetkami, planetoidami lub asteroidami). Znamy ich obecnie około 2000 i stale odkrywamy nowe. Przypuszcza się, że jeszcze wiele tysięcy małych planet oczekuje na odkrycie.

Największa z planetek, nazwana Ceres, ma średnicę zaledwie 770 km, a jej masę ocenia się na masy $\frac{1}{8000}$ Ziemi. Rysunek 82 przedstawia porównanie rozmiarów czterech największych planetek z rozmiarami Księżyca. W ogóle tylko kilkanaście asteroidów ma średnice większe niż 160 km, a około 150 powyżej 80 km. Ogromna większość, to drobne ciała niebieskie o średnicach kilkunastu lub kilku kilometrów.



Rys. 82. Porównanie rozmiarów planetek i Księżyca.

Najdrobniejszymi indywidualnymi ciałami niebieskimi, którymi zajmuje się astronomia, są tzw. meteory — drobne pyłki i bryły krążące wokół Słońca, o rozmiarach od ułamków milimetra do kilkudziesięciu, a może kilkuset metrów (ciała o średnicach większych od 1 km umownie zaliczamy już do planetek). Meteory są zbyt małe, aby je można było obserwować w dowolnym czasie. Stają się natomiast łatwo widzialne, kiedy ich drogi przecinają się z drogą Ziemi. Wpadając w atmosferę ziemską rozżarzają się i widac je jako jasne punkty, szybko poruszające się po niebie, zwane popularnie gwiazdami spadającymi. Szczególnie imponująco wygląda obserwowane czasem jednoczesne pojawienie się wielu meteorów, tzw. deszcz meteorów (rys. 83). Ich obserwowane prędkości względem Ziemi wynoszą od 13 do 70 km/s.



Rys. 83. Deszcz meteorów.

Większość meteorów wskutek wysokiej temperatury wytworzonej przez szybkie zgęszczanie warstw atmosfery przed meteorem oraz przez tarcie wyparowuje całowicie w atmosferze. Niektóre prześlizgują się przez warstwy atmosfery i kontynuują dalszą samodzielną drogę w przestrzeni. Największe docierają czasem do powierzchni Ziemi. Takie obtopione i opalone pozostałości po meteorach nazywamy meteorytami. Spadki meteorytów obserwuje się dość rzadko.

Przed powstaniem kosmonautyki spadłe meteoryty stwarzały jedyną możliwość laboratoryjnego badania ciał niebieskich. W budowie meteorytów stwierdza się dużą różnorodność. Wyróżniamy dwa zasadnicze ich typy: żelazne i kamienne, przy czym minerały wchodzące w ich skład różnią się wprawdzie składem chemicznym i strukturą krystaliczną od minerałów znanych na Ziemi, lecz są do nich pod wieloma względami zbliżone. Można to interpretować w ten sposób, że meteoryty są okruchami jakiegoś większego ciała niebieskiego, wewnątrz którego istniały odpowiednie ciśnienia do wytworzenia się struktury mineralnej podobnej do struktury naszych, ziemskich minerałów.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Obserwuje się tzw. roje meteorów wybiegające z jednego punktu sfery niebieskiej. Tłumaczy się to zjawisko w ten sposób, że są to meteory biegnące w przestrzeni po torach wzajemnie równoległych. Opierając się na prawach perspektywy uzasadnij słuszność takiego rozumowania.

Obserwacje do części IV

1. Przez teleskop lub lornetkę opartą na statywie (lornetka trzymana w ręku podlega zbyt wielu wstrząsom) obejrzyj powierzchnie Księżyca, najlepiej gdy jest w pierwszej kwadrze. Zauważ cienie wywołane nierównościami powierzchni. Korzystając z mapki Księżyca (rys. 73) postaraj się odszukać określone fragmenty jego powierzchni.

2. Przez lornetkę lub teleskop na statywie obejrzyj wygląd planet, które są widoczne na niebie wieczorem. Oglądając Wenus zwróć uwagę na jej fazy. Przy Jowiszu zauważ obiegające go 4 najjaśniejsze księżyce. Przy Saturnie przyjrzyj się pierścieniowi, a jeśli rozporządzasz większym teleskopem, poszukaj jego najjaśniejszego księżycy. Obserwując Urana zauważ, czy widzisz jego tarczę, czy też ze względu na dużą odległość przedstawia się on jako punkt.

3. Jeśli na niebie widoczna jest jasna kometa, dokonaj jej obserwacji gołym okiem (jeżeli to możliwe), lornetką lub teleskopem. Wykonaj rysunki.

CZEŚĆ V

GWIAZDY I MATERIA MIĘDZYGWIAZDOWA

Rozdział IX

FIZYKA GWIAZD

9.1. Wielkości gwiazdowe

Większość jasnych punktów widocznych na niebie nie zmienia wzajemnego położenia na sferze niebieskiej. Te punkty w odróżnieniu od planet, komet i innych ciał niebieskich nazywamy **gwiazdami**. Badania wykazują, że gwiazdy są same źródłami światła, a więc ciałami tego typu co Słońce, które jest jedną z gwiazd. Różnica między Słońcem a pozostałymi gwiazdami polega tylko na tym, że Słońce jest od nich znacznie bliższe.

Gwiazdy mają różną jasność. Niektóre widzimy wyraźnie gołym okiem nawet przy nieco zamglonym niebie, inne widoczne są tylko w czasie doskonałych warunków atmosferycznych, jeszcze inne dają się spostrzec jedynie za pomocą najsilniejszych teleskopów. Zmierzono, że pomiędzy najjaśniejszymi i najślabszymi gwiazdami widocznymi gołym okiem zachodzi przeszło kilkasetkrotna różnica jasności, zaś jasność najślabszych gwiazd obserwowanych obecnie przez najsilniejsze teleskopy jest dziesiątki miliardów razy mniejsza niż gwiazd najjaśniejszych.

Do określenia jasności gwiazd okazało się wygodne wprowadzenie skali logarytmicznej. Jest to tak zwana *skala wielkości gwiazdowych*. **Wielkość gwiazdowa jest jednostką miary jasności**. Jest to nazwa tradycyjna podobnie jak *oś świata* lub *sfera niebieska*. Nie ma ona wbrew pozorom nic wspólnego z rozmiarami gwiazd.

Przyporządkujemy punktowi świecącemu o pewnej określonej jasności obserwowanej J_0 wielkość gwiazdową $m = 0$. Wielkość gwiazdowa m jakiejś gwiazdy o jasności J określa się wtedy wzorem:

$$m = -2,5 \log \frac{J}{J_0} .$$

Jednostki, w jakich wyrażamy jasność, są tutaj całkiem obojętne, ponieważ we wzorze występuje tylko stosunek jasności. Gwiazda, której jasność wynosi J_0 , będzie zerowej wielkości. Im gwiazda słabsza, tym odpowiada jej większa wielkość gwiazdowa. Gwiazdy o wielkości 5,5 przypadają na granicy widzialności gołym okiem. Przez najsilniejsze teleskopy można fotografować gwiazdy do 24 wielkości gwiazdowej.

Jeśli mamy dwie gwiazdy o wielkościach gwiazdowych m_1 i m_2 i jasnościach

odpowiednio J_1 i J_2 , to będzie:

$$m_1 = -2,5 \log \frac{J_1}{J_0} \quad , \quad m_2 = -2,5 \log \frac{J_2}{J_0} \quad ,$$

a stąd

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log \frac{J_1}{J_2} \quad .$$

Widzimy stąd, że określonej różnicy wielkości gwiazdowej odpowiada określony stosunek jasności. W szczególności jeśli $m_1 - m_2 = 1$, to $\log \frac{J_2}{J_1} = 0,4$ i jak łatwo sprawdzić w tablicach logarytmicznych $\frac{J_2}{J_1} = 2,512$. A więc różnica jednej wielkości gwiazdowej odpowiada około 2,5-krotnemu stosunkowi jasności. W podobny sposób łatwo obliczyć, że różnica 5 wielkości gwiazdowych odpowiada 100-krotnemu stosunkowi jasności. Wielkości gwiazdowe oznaczamy małą literką m po liczbie jednostek, a więc wielkość gwiazdową 2,5 piszemy jako $2,^m 5$.

Jaśniejsze gwiazdy mają jasność większą niż J_0 , wskutek czego ich wielkości gwiazdowe przybierają wartości ujemne. Najjaśniejsza gwiazda całego nieba — Syriusz ma wielkość gwiazdową — $1,^m 46$.

W wielkościach gwiazdowych możemy wyrażać jasności nie tylko gwiazd, lecz również innych ciał niebieskich. Wenus w maksimum jasności ma wielkość — $4,^m 3$, Księżyc w pełni — $12,^m 3$, zaś wielkość gwiazdowa Słońca wynosi aż — $26,^m 9$. Dla porównania można dodać, że jasność zwykłej świecy obserwowanej z odległości 1 km wyrażona w wielkościach gwiazdowych wynosi około $+2^m$.

Różnice obserwowanych jasności czy wielkości gwiazdowych gwiazd wynikają zarówno stąd, że promieniają one z różnym natężeniem, jak i z różnic ich odległości. Gdy chcemy porównać fizyczne własności gwiazd, musimy się uwolnić od wpływu odległości. W tym celu wprowadza się tak zwaną **absolutną** (to jest niezależną od odległości) **wielkość gwiazdową**. Przyjęto umownie nazywać absolutną wielkością gwiazdową tę wielkość gwiazdową, jaką obserwowalibyśmy, gdyby gwiazda oddalona była od nas o $3,08 \cdot 10^{14}$ km*), to jest gdyby znajdowała się w odległości, którą promień światła przebywa w ciągu niecałych 33 lat. Gdyby Słońce znajdowało się w tej odległości, przedstawiałoby się jako obiekt $4,^m 8$, tyle więc wynosi jego absolutna wielkość gwiazdowa.

*) Ta odległość odpowiada 10 jednostkom używanym dawniej powszechnie do określania odległości gwiazd, tzw. parsekom. 1 parsek odpowiada odległości, z której promień orbity Ziemi widoczny jest pod kątem 1 sekundy łuku. Od roku 1967 na podstawie uchwały Międzynarodowej Unii Astronomicznej zarówno parsek, jak i inne dotąd używane w astronomii jednostki odległości (tzw. jednostka astronomiczna i rok świetlny) przestały być jednostkami oficjalnymi. Pozostała natomiast w definicji absolutnej wielkości gwiazdowej wspomniana umowna odległość 10 parseków, nie wyrażająca się w systemie metrycznym okrągłą liczbą.

Zamiast absolutnych wielkości używamy często tzw. *światłości gwiazd*. Światłością gwiazdy nazywamy stosunek jej jasności do jasności Słońca, gdyby oba te ciała znajdowały się w tej samej odległości.

Aby z wielkości gwiazdowych obserwowanych wyznaczyć ich wielkości absolutne lub światłości, trzeba znać ich odległości. Odległości bliskich gwiazd wyznacza się z podobnych rozważań trygonometrycznych jak odległość Księżyca (porównaj § 5.1). Jednak z powodu większych odległości gwiazd, ich położenia na sferze niebieskiej mierzone z różnych miejsc Ziemi są z dokładnością do błędów obserwacji takie same. Różnice w położeniu gwiazdy na sferze niebieskiej możemy zauważyć dopiero wtedy, gdy obserwujemy ją z różnych miejsc orbity ziemskiej, a więc w różnych porach roku. Na podstawie rozważań trygonometrycznych opartych o takie obserwacje okazuje się, że najbliższe gwiazdy są odległe od nas mniej więcej o dziesiątki bilionów km (odległości rzędu 10^{13} km), to jest o odległość, którą promień światła przebywa w ciągu kilku lat. Znamy również gwiazdy setki, tysiące i więcej razy odleglejsze, o czym będzie mowa w dalszej części podręcznika.

9.2. Widma gwiazd

Widma wszystkich gwiazd składają się ze składowej ciągłej emisyjnej i widocznych na jej tle prążków absorpcyjnych. Wynika stąd, że wszystkie gwiazdy są ciałami o budowie podobnej do Słońca.

Rozkład natężeń w widmie ciągłym bywa jednak u różnych gwiazd różny. U niektórych odpowiada on temperaturom na powierzchni rzędu kilkudziesięciu tysięcy stopni, u innych ledwie powyżej 2000 K. Są to dość znaczne różnice, które czasem (w przypadku jasnych gwiazd) dają się zauważyć nawet gołym okiem. Mianowicie gwiazdy najgorętsze wydają się niebieskawe, gwiazdy stosunkowo zimne mają barwę czerwoną.

Poza tym w widmie niektórych gwiazd na tle widma ciągłego występują również prążki emisyjne. Widocznie są one emitowane przez rozrzedzone gazy w atmosferze. Należy przypuszczać, że wiąże się to z wysoką temperaturą ich atmosfery, tym bardziej, że prążki emisyjne przeważnie (ale nie tylko) spotyka się u gwiazd gorętszych.

Wraz z temperaturą zmienia się również wygląd prążków absorpcyjnych w widmach gwiazd. W widmach gwiazd gorących widać tylko prążki pojedynczych atomów, na ogół wysoko zjonizowanych, w chłodniejszych gwiazdach występują niższe stopnie jonizacji i liczne prążki atomów niezjonizowanych.

U gwiazd chłodnych występują też pasma najprostszych związków chemicznych.

Tak więc różnice w wyglądzie widm gwiazd pochodzą głównie z różnic ich temperatury. Natomiast różnice pochodzące od różnic składu chemicznego są na ogół stosunkowo niewielkie, zauważalne dopiero przy wnikliwej analizie ilościowej.

Skład chemiczny większości gwiazd jest do siebie podobny. Masa przeciętnej gwiazdy, według współczesnych danych, składa się mniej więcej w 60% z wodoru, w 36% z helu. Tak zwane w astronomii pierwiastki ciężkie, tj. wszystkie poza wodorem i helem, stanowią łącznie od ułamka procentu do kilku procent całkowitej masy gwiazdy.

9.3. Klasyfikacja widmowa gwiazd

Ponieważ zarówno widma ciągłe i prążki absorpcyjne zależą przede wszystkim od temperatury, więc wygląd widma gwiazdy jest znakomitym kryterium do wyznaczania tej temperatury. Tradycyjnie dzielimy widma gwiazd na 7 zasadniczych kategorii oznaczonych literami:

O, B, A, F, G, K, M.

Typy pośrednie oznaczamy liczbami od 0 do 9. Tak np. typ *A5* oznacza, gwiazdę o widmie ściśle pośrednim między typem *A* i *F*, typ *A7* gwiazdę odpowiednio bliższą typowi *F* itp. Poszczególnym typom widmowym odpowiadają temperatury zestawione poniżej:

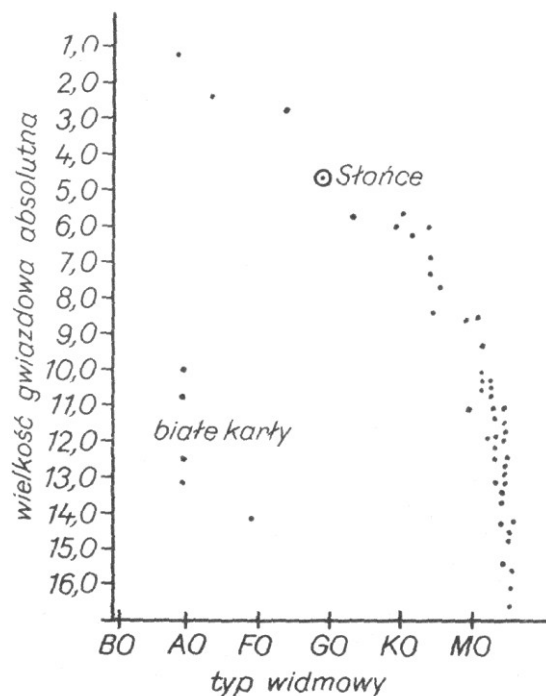
Typ widmowy	Temperatura powierzchni
O5	50 000K
B0	27 000
A0	10 000
F0	7 200
G0	6 000
K0	5 100
M0	3 400

Skala typów widmowych odpowiada w przybliżeniu, ale nie ściśle, logarytmicznej skali temperatur gwiazd. Przedstawiona tu klasyfikacja widmowa obejmuje większość gwiazd widocznych na niebie. Niektóre osobliwe gwiazdy, w szczególności wyjątkowo gorące i wyjątkowo zimne oraz gwiazdy o osobliwym składzie chemicznym, jednak nie mieszczą się w niej.

9.4. Diagram Hertzsprunga-Russella

Jasności absolutne lub wielkości absolutne gwiazd oraz ich temperatury lub odpowiadające im typy widmowe są dwiema zasadniczymi fizycznymi cechami gwiazd. Można sobie postawić pytanie, czy istnieją wśród realnie istniejących gwiazd dowolne kombinacje tych dwu cech, czy też niektóre są niespotykane, jak również czy spotykamy pewne kombinacje tych cech szczególnie często występujące. Dla badania tego problemu służy diagram Hertzsprunga-Russella (nazwany tak od nazwisk dwóch astronomów: duńskiego i amerykańskiego, którzy po raz pierwszy go wykreślili i zastosowali w praktyce), zwany często w skrócie diagramem H - R.

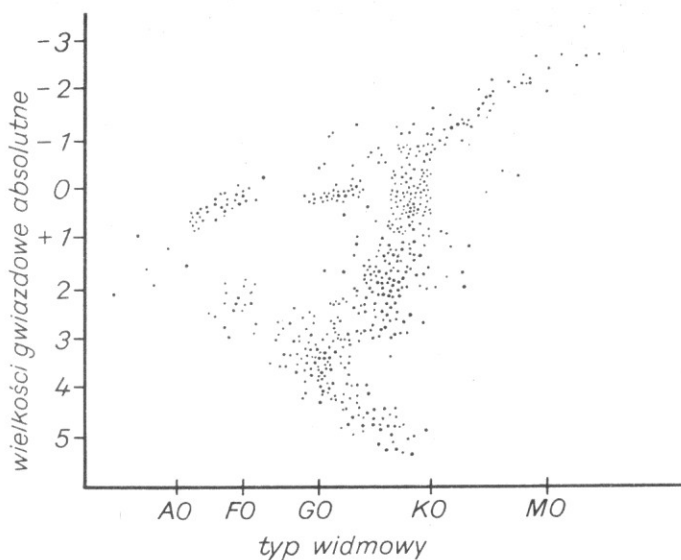
Na pionowej osi diagramu Hertzsprunga-Russella odkładamy logarytmy światłości gwiazd (lub absolutne wielkości gwiazdowe), na osi poziomej - logarytmy temperatury (lub typy widmowe) (patrz rys. 84).



Rys. 84. Diagram Hertzsprunga-Russella dla gwiazd z najbliższego otoczenia Słońca.

Każdej gwiazdzie o znanej jasności i temperaturze odpowiada na diagramie Hertzsprunga-Russella jeden punkt.

Jeżeli kombinacje tych dwu cech byłyby przypadkowe, punkty rozkładałyby się na wykresie w sposób przypadkowy, można by je znaleźć w każdym jego miejscu. W rzeczywistości okazuje się, że pewne obszary diagramu (to znaczy pewne szczególne kombinacje temperatury i jasności gwiazd) są zapełnione punktami szczególnie gęsto, podczas gdy inne są zupełnie lub prawie puste. Okazuje się też, że grupy gwiazd znajdujące się w różnych miejscach przestrzeni rozkładają się na diagramie w różny sposób. Rysunek 84 przedstawia diagram Hertzsprunga-Russella dla gwiazd z najbliższego otoczenia Słońca, to jest odległych od nas nie więcej niż $15 \cdot 10^{12}$ km. Odmienny rozkład na diagramie otrzymujemy np. dla grupy gwiazd zwanej gromadą kulistą M3, przedstawiony na rysunku 85.



Rys. 85. Diagram Hertzsprunga-Russella dla jednej z kulistych gromad gwiazd.

9.5. Ewolucja gwiazd

Współczesna interpretacja rozkładu punktów reprezentujących gwiazdy na diagramie Hertzsprunga-Russella jest następująca.

Weźmy pod uwagę pewną grupę młodych, to znaczy świeżo powstałych gwiazd w określonym miejscu przestrzeni. Nie wchodząc tymczasem w rozważania o materii, z której powstają (o czym będzie mowa dalej), możemy przyjąć, że świeżo powstałe gwiazdy mają ściśle taki sam skład chemiczny, różnią się natomiast masami. W zależności od masy świeżo powstała gwiazda ma pewną określoną temperaturę i określoną jasność. Ponieważ zarówno jasność, jak i temperatura

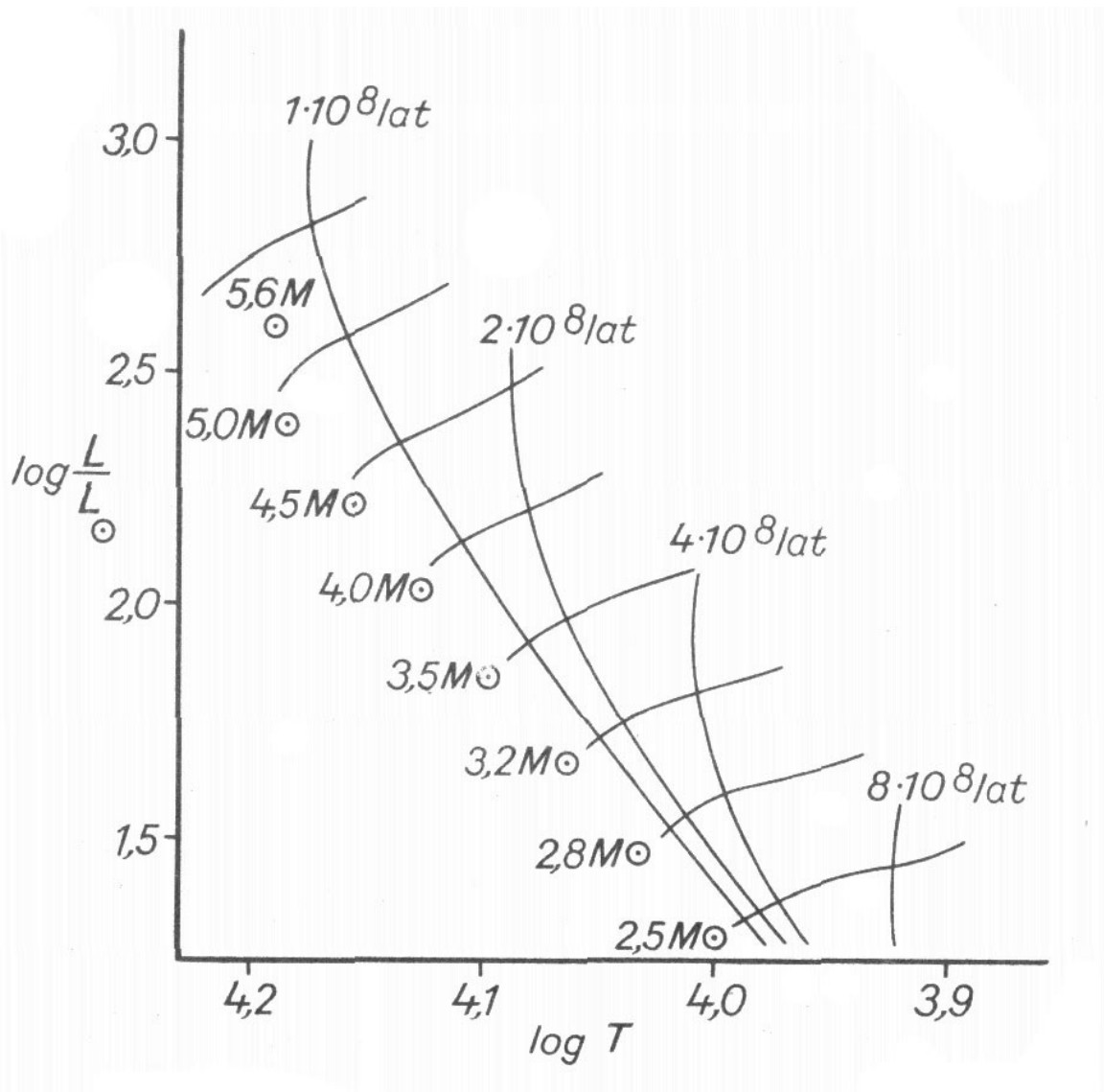
zależą z początku tylko od jednego i tego samego czynnika, to jest od masy, określonej temperaturze odpowiada ściśle określona jasność, co możemy inaczej wyrazić mówiąc, że jasność jest funkcją temperatury. Na diagramie Hertzsprunga-Russella świeżo powstała grupa gwiazd będzie więc reprezentowana przez wykres funkcji. Punkty odpowiadające gwiazdom będą leżały na jednej krzywej.

We wnętrzu świeżo uformowanych gwiazd zaczynają zachodzić reakcje jądrowe podobne do zachodzących wewnątrz Słońca i polegające głównie na przemianie wodoru w hel. Te reakcje powodują produkcję energii, która jest przyczyną świecenia gwiazdy, i stałą zmianę składu chemicznego gwiazdy, przede wszystkim powolnego zmniejszania się ilości wodoru i zwiększania ilości helu.

W miarę zmiany składu chemicznego gwiazdy, tej samej masie odpowiada coraz to inna temperatura zewnętrzna i coraz inna jasność. Mimo więc, że dla danej grupy gwiazd po każdym czasie jasność będzie funkcją temperatury, dla każdej chwili czasu będzie to inna funkcja, inna krzywa na diagramie Hertzsprunga-Russella.

Rzeczywiście oba rysunki 84 i 85 świadczą, że gwiazdy na diagramie Hertzsprunga-Russella wykazują tendencję do grupowania się wzdłuż pewnych krzywych. Fakt, że nie leżą one ściśle na tych krzywych, lecz tworzą pewien rozrzut wokół nich, łatwo wyjaśnić tym, że w rzeczywistości nigdy nie obserwujemy grupy gwiazd powstałej ściśle w jednym momencie czasu, ani ściśle w tym samym miejscu przestrzeni.

Mimo że nie możemy wnikać do wnętrza gwiazd i nasza wiedza o przemianach tych wewnątrz opiera się na hipotezach, większość astronomów jest zgodna co do zasadniczego przebiegu ewolucji gwiazd. Biorąc pod uwagę określony skład chemiczny i masę gwiazdy, możemy obliczyć teoretycznie jej jasność i temperaturę, a więc położenie na diagramie Hertzsprunga-Russella, a również zmiany, jakim to położenie będzie z czasem ulegać. Rysunek 86 przedstawia linie początkowych faz ewolucji gwiazd o różnych masach na diagramie Hertzsprunga-Russella. Łącząc krzywymi punkty odpowiadające temu samemu wiekowi na liniach ewolucyjnych różnych gwiazd, otrzymujemy krzywe, wzdłuż których powinny być rozmieszczone punkty odpowiadające grupom gwiazd o różnym wieku.



Rys. 86. Początkowe stadia ewolucji gwiazd na diagramie Hertzsprunga-Russella.

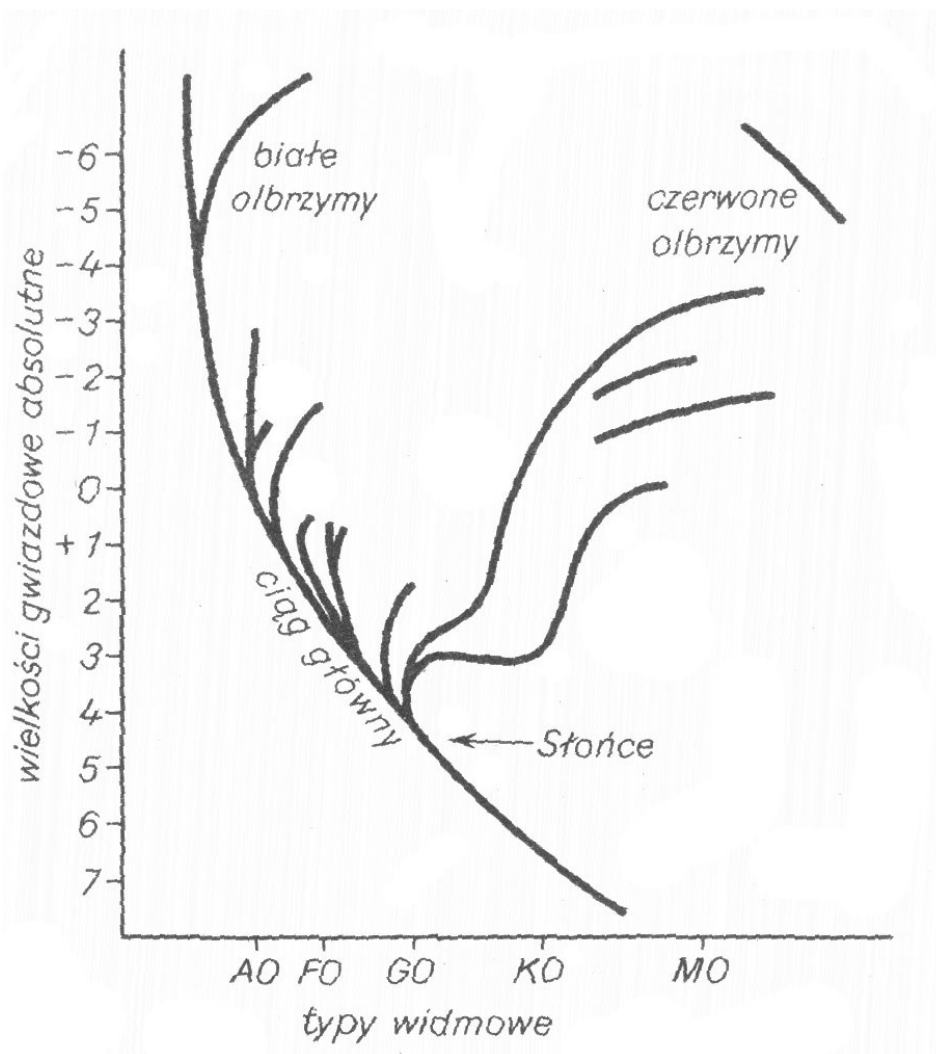
Na osi pionowej zamiast wielkości gwiazdowych podano logarytmy stosunków jasności gwiazdy do jasności Słońca, na osi poziomej logarytmy temperatury, zamiast typów widmowych. Zaznaczone są krzywe ewolucyjne gwiazd o różnych masach (wyrażone w masach Słońca M_{\odot}) oraz krzywe równego wieku.

Rysunek 86 przedstawia tylko początkowe stadium ewolucji gwiazd masywniejszych od Słońca. W dalszym stadium linie ewolucyjne przybierają bardziej skomplikowane kształty, zmieniają kierunki, zakreślają na diagramie pętle. Szczególnie gwałtowne przemiany ewolucyjne zachodzą w chwili, gdy w jądrze gwiazdy cała zawartość wodoru przemieni się już w hel (wtedy źródło energii gwiazdy stanowi wodór, znajdujący się w bardziej zewnętrznych warstwach gwiazdy) oraz — dla niektórych gwiazd — w momencie, kiedy — wskutek zwiększenia gęstości gwiazdy i podniesienia się temperatury jądra do wysokości około

100 milionów stopni — charakterystycznym źródłem energii staje się prawdopodobnie łączenie się jąder atomów helu w jądra atomów węgla C^{12} (prowadzi to do dalszego, mało dziś zbadanego stadium ewolucji gwiazd).

Z chwilą gdy większość reakcji jądrowych w gwiazdzie ustaje, staje się ona tzw. białym karłem, gwiazdą małą, stosunkowo ciemną, choć o dużej temperaturze powierzchniowej. Gęstość materii wewnątrz białego karła wynosi setki kilogramów na centymetr sześcienny. Gdyby materią wziętą z wnętrza białego karła wypełnić pudełko od zapalek, ważyłoby ono tony. Tak ogromna gęstość materii białych karłów możliwa jest wskutek tego, że poszczególne atomy są pozbawione wielu a często wszystkich elektronów — stają się jonami. Rozmiary jonów są znacznie mniejsze od rozmiarów atomów. Materia wewnątrz białych karłów znajduje się w stanie gazowym, lecz jest to gaz różniący się właściwościami od gazu doskonałego. Rządzą w nim zupełnie inne prawa. Taki gaz nazywa się gazem zdegenerowanym. Białe karły zajmują położenie w dolnym lewym rogu na diagramie Hertzsprunga-Russella.

W pewnych stadiach ewolucji gwiazd materia może przybrać jeszcze większą gęstość. Indywidualne jądra atomów zostają zgniecione. Wszystkie naładowane cząstki elementarne łączą się z cząstkami o przeciwnych ładunkach. W rezultacie pozostają tylko neutrony tworzące tak zwany gaz neutronowy. W takim gazie mogą panować gęstości rzędu 10^{11} g/cm³ i większe. Gwiazdy składające się z takiego gazu nazywamy **gwiazdami neutronowymi**. Do niedawna były one tylko teoretyczną spekulacją. Ostatnio odkryto gwiazdy zwane **pulsarami**, których promieniowanie zarówno optyczne jak i radiowe ma zmienne natężenie o okresie rzędu setnych części sekundy. Takie pulsacje promieniowania można tłumaczyć szybkim obrotem lub drganiami (pulsowaniem) tych gwiazd. Obrót lub drgania całej gwiazdy o okresie ułamka sekundy możliwe są tylko przy założeniu niezmiernie małych rozmiarów. Pulsary są jedynym znanym typem gwiazd neutronowych.



Rys. 87. Diagramy Hertzsprunga-Russella dla kilku gromad gwiazd. Strzałką zaznaczono położenie Słońca. Dolna część diagramu odpowiadająca gwiazdom o małej masie, których ewolucja przebiega wolno, jest praktycznie dla wszystkich gromad taka sama.

Rysunek 87 przedstawia schematyczny diagram Hertzsprunga-Russella dla kilku gromad gwiazd. Linie dla poszczególnych gromad są zgodne z teoretycznymi krzywymi różnego wieku. Z porównania diagramu Hertzsprunga-Russella z teoretycznymi krzywymi można wyznaczyć wiek badanej grupy gwiazd. Z tego rodzaju rozważań wynika, że najstarsze grupy gwiazd liczą sobie wiele miliardów lat. Wiek najmłodszych grup ocenia się natomiast zaledwie na miliony lat.

9.6. Populacje gwiazd

Dla celów nauki konieczne jest sklasyfikowanie obiektów badań według jakiegoś jednolitego systemu. Jeśli idzie o gwiazdy, widzieliśmy już ich klasyfikację według typów widmowych i temperatur. Jest to jednak klasyfikacja zbyt formalna, ponieważ do tego samego typu widmowego należą gwiazdy o zupełnie różnym wieku i jasności. Konsekwentna klasyfikacja powinna łączyć ze sobą w grupy obiekty o możliwie jak największej liczbie wspólnych cech. Taką klasyfikacją jest podział gwiazd na populacje.

Do jednej populacji zaliczamy gwiazdy, których wiek i skład chemiczny jest zbliżony, co świadczy o ich wspólnym pochodzeniu. Za istotne kryterium przyjmuje się przy tym procentową zawartość pierwiastków ciężkich, która nie ulega istotnym zmianom w czasie ewolucji gwiazd. Okazuje się, że pierwiastków ciężkich gwiazdy starsze zawierają mniej niż młode, co można uważać za wskazówkę, że materia, z której powstają gwiazdy, staje się z czasem coraz bogatsza w ciężkie pierwiastki.

Z grubsza dzieli się gwiazdy na dwie populacje. Tak zwana **populacja I** zawiera gwiazdy młodsze, posiadające w składzie chemicznym więcej ciężkich pierwiastków. Należy do niej Słońce, jak również większość gwiazd w jego okolicy (większość gwiazd widocznych gołym okiem na niebie). **Populacja II** obejmuje gwiazdy starsze. Dokładniejsza klasyfikacja wyróżnia 5 różnych populacji. W najstarszej populacji procentowa zawartość pierwiastków ciężkich wynosi zaledwie ułamek procenta. Dla populacji najmłodszej ta zawartość zapewne przewyższa 5%.

Fakt, że gwiazdy różnych populacji rozkładają się wzdłuż różnych linii na diagramie Hertzsprunga-Russella, umożliwia czasem bezpośrednio znajdowanie wielkości absolutnych gwiazd. Na podstawie analizy widmowej, a mianowicie oceny zawartości pierwiastków ciężkich, potrafimy określić przynależność gwiazdy do populacji. Wiedząc zaś, na jakiej linii populacyjnej leży gwiazda na diagramie Hertzsprunga-Russella i jaki ma typ widmowy (jaka jest jej odcięta na wykresie), potrafimy z wykresu znaleźć wielkość absolutną (rzędna na wykresie).

Znając wielkość absolutną i wielkość obserwowaną gwiazdy oraz pamiętając, że natężenie światła maleje proporcjonalnie do kwadratu odległości, można obliczyć odległość gwiazdy. W ten sposób korzystając z diagramu Hertzsprunga-Russella możemy znajdować odległości takich gwiazd, które są zbyt odległe, abyśmy mogli wyznaczyć ich odległości metodami trygonometrycznymi opisanymi w paragrafie

9.1.

Opisana powyżej procedura komplikuje się wskutek tego, że linie populacyjne na diagramie Hertzsprunga-Russella są tak skomplikowane, że czasem temu samemu typowi widmowemu w ramach tej samej populacji mogą odpowiadać dwie różne wielkości absolutne (porównaj rys. 84—87).

Tę trudność udaje nam się usunąć, jeśli potrafimy określić, czy gwiazda jest stosunkowo jasna czy słaba. Przy ustalonym typie widmowym (temperaturze) jasność gwiazdy zależy oczywiście od jej rozmiarów. Te z kolei można z grubsza określić ze stopnia rozmycia linii absorpcyjnych. Okazuje się bowiem, że gwiazdy o małych rozmiarach mają gęstsze atmosfery i stąd ich linie absorpcyjne są bardziej rozmyte.

W ten sposób możemy ustalić nie tylko, na jakiej linii populacyjnej leży dana gwiazda, ale również na jakiej z grubsza części tej linii, co prowadzi już na ogół do jednoznacznego określenia wielkości absolutnej.

Jednak przy wyznaczaniu odległości opisaną metodą trzeba uwzględnić również fakt, że prawo malenia natężenia światła proporcjonalnie do kwadratu odległości obowiązuje tylko w próżni. Przestrzeń międzygwiazdowa nie jest idealną próżnią (o czym będzie mowa w następnym rozdziale), stąd często przy tego rodzaju rozważaniach przychodzi uwzględniać rachunkowo wpływ rozproszenia światła na pyłkach materii międzygwiazdowej, co jest sprawą dość skomplikowaną.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Która z dwóch gwiazd o tej samej wielkości absolutnej, lecz różnej temperaturze ma większe rozmiary liniowe? (Zastosuj prawo Stefana-Boltzmann, § 7.3). Jasne gwiazdy około 1 wielkości gwiazdowej absolutnej nazywamy olbrzymami. Które z nich mają większe rozmiary liniowe: białe czy czerwone olbrzymy?

Rozdział X

MATERIA MIĘDZYGWIAZDOWA

10.1. Mgławice

Mimo że rozmiary samych gwiazd wynoszące — jak na przykład naszego Słońca — miliony kilometrów są znikomo małe wobec odległości pomiędzy nimi, nie należy sobie wyobrażać gwiazd jako tworów samotnych w olbrzymiej pustej przestrzeni, gdyż pomiędzy gwiazdami znajdują się ogromnie rozrzedzone, ale liczne i rozległe mgławice ciemnej materii, tzw. **materii międzygwiazdowej**.

Na podstawie rozpraszania i pochłaniania przez nią światła idącego ku nam od gwiazd można sądzić, że składa się ona zarówno z drobnych pyłków, to jest bryłek materii stałej, jak i z gazów. O jej składzie chemicznym i stanie fizycznym wiemy dotychczas niewiele. W każdym jednak razie w materii międzygwiazdowej występują liczne atomy wodoru, helu, tlenu, azotu, wapnia i sodu oraz cząsteczki niektórych ich związków. Dotychczasowe oceny gęstości materii międzygwiazdowej dają wynik około 10^{-23} g/cm^3 . Jest to w porównaniu z warunkami laboratoryjnymi gęstość znakomitej próżni.

Przeważnie mgławice materii międzygwiazdowej są bezpośrednio niewidoczne i ich istnienie daje się wykryć tylko przez badanie zmian, jakie zachodzą w przechodzącym przez nie świetle gwiazd (np. przy badaniach spektroskopowych lub kalorymetrycznych). Niektóre większe ciemne mgławice można jednak dojrzeć bezpośrednio na ugwieżdżonym tle nieba (rys. 88).



Rys. 88. Ciemna mgławica widoczna na tle odległego zgrupowania gwiazd.

Czasem się zdarza, że mgławica znajduje się w bliskim sąsiedztwie gwiazdy. Wtedy promieniowanie gwiazdy rozprasza się na pyłach i cząstkach gazowych mgławicy, bądź też pobudza atomy gazu do wysyłania własnego promieniowania. Mgławica staje się wówczas widoczna jako tzw. mgławica jasna.

10.2. Rola materii międzygwiazdowej w ewolucji gwiazd

Uważa się powszechnie, że gaz i pył międzygwiazdowy odgrywają istotną rolę w ewolucji gwiazd. Jest to rola dwójakiego rodzaju.

Po pierwsze w trakcie ewolucji gwiazdy wyrzucają z siebie materię. Wszystkie gwiazdy, oprócz promieniowania świetlnego, wysyłają stale cząstki materii (tzw. promieniowanie korpuskularne), przede wszystkim elektrony i jądra atomowe. Wyrzucanie takich cząstek zostało bezpośrednio zaobserwowane u Słońca. Wspominaliśmy już o nim przy okazji wiatru słonecznego (porównaj § 7.6). Oprócz tego w niektórych gwiazdach przebiegają od czasu do czasu burzliwe procesy, prowadzące do jednorazowych eksplozji połączonych z wyrzuceniem w przestrzeń międzygwiazdową mas materii, stanowiących spory ułamek masy całej gwiazdy.

Jeden z takich procesów obserwujemy jako zjawisko gwiazd nowych. Nazwa pochodzi stąd, że gwiazdy takie mają przez długi przeciąg czasu blask stały, następnie zaś nagle, w ciągu paru dni blask zwiększa się o wiele wielkości gwiazdowych, jasność wzrasta od kilkunastu tysięcy do milionów razy. Gwiazda, która niegdyś była niewidoczna, a przynajmniej nieznana, może się wtedy nagle stać widoczna gołym okiem. Wygląda to więc tak, jakby na niebie przybyła nowa gwiazda. Po pewnym czasie blask gwiazdy nowej zmniejsza się i gwiazda staje się znowu bardzo słabo widoczna. Przypuszcza się, że nagle zmiany blasku gwiazd nowych są wywoływane wzmagającymi się nagle reakcjami jądrowymi powodującymi eksplozje we wnętrzu gwiazdy lub w pewnych jej warstwach.

Gwiazdy nowe stale dostarczają nowych ilości materii międzygwiazdowej. Oprócz nowych znamy też i inne gwiazdy wyrzucające z siebie duże ilości materii. Jest to bierny udział materii międzygwiazdowej w ewolucji gwiazd.

Oprócz tego materia międzygwiazdowa odgrywa w ewolucji gwiazd rolę czynną. Uważa się, że stanowi ona budulec dla nowo powstałych gwiazd. Nie znamy dotąd dokładnie procesów, które prowadzą do skupienia się materii międzygwiazdowej w kondensacje zdolne zapoczątkować w swoim wnętrzu reakcje termojądrowe, nie należy jednak wątpić, że takie procesy istnieją.

Powstawanie gwiazd z materii międzygwiazdowej tłumaczy, dlaczego gwiazdy młode posiadają w swoim składzie chemicznym więcej pierwiastków ciężkich. Należy w tym celu założyć, że reakcje jądrowe prowadzące do powstawania pierwiastków ciężkich zachodzą głównie przy eksplozjach gwiazd prowadzących do wyrzucenia z nich materii w przestrzeń. Wtedy materia międzygwiazdowa jest w miarę upływu czasu coraz bardziej nasycana ciężkimi pierwiastkami i coraz bardziej nasyca nimi nowo powstające gwiazdy.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Istnieje metoda wykrywania materii międzygwiazdowej oparta na pomiarach barw gwiazd. Gwiazdy leżące poza mgławicą wydają się średnio bardziej czerwone, niż takie same gwiazdy nie przesłonięte mgławicą. Na jakiej zasadzie fizycznej opiera się ta metoda?

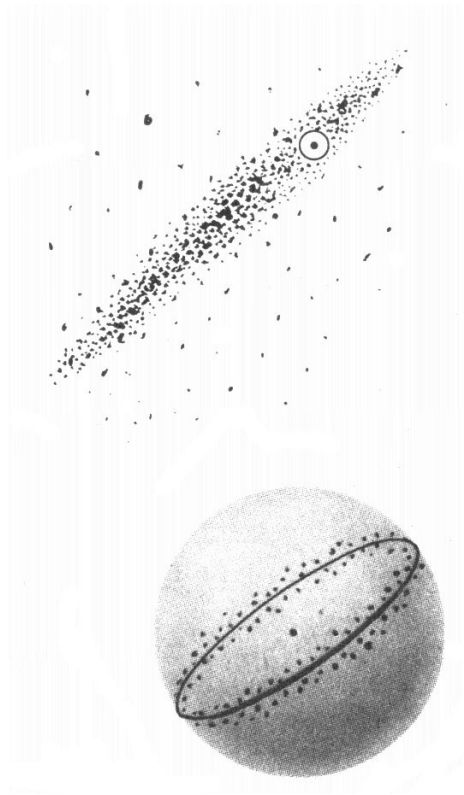
Rozdział XI
BUDOWA GALAKTYKI

11.1. Droga Mleczna

Gwiazdy, planety i inne towarzyszące gwiazdom ciała, zgrupowania gwiazd zwane gromadami, mgławice i rozproszona materia międzygwiazdowa są to podstawowe, znane obecnie obiekty, w postaci których występuje we Wszechświecie materia. Wszystkie wymienione rodzaje obiektów skupiają się razem w obiekty wyższego rzędu, tzw. galaktyki. Zapoznamy się bliżej z budową Galaktyki, do której należy Układ Słoneczny, a którą w odróżnieniu od innych piszemy z dużej litery, gdyż nazwa *Galaktyka* występuje tu jako imię własne.

Galaktyka jest skupiskiem gwiazd i materii międzygwiazdowej o średnicy około $8 \cdot 10^{17}$ km (800 tysięcy bilionów km). Promień światła przebiega drogę z jednego krańca Galaktyki w drugi w czasie dłuższym niż osiemdziesiąt kilka tysięcy lat. Większość obiektów w Galaktyce wykazuje tendencję do zgęszczania się w pobliżu pewnej płaszczyzny noszącej nazwę płaszczyzny równikowej Galaktyki. Słońce leży również w pobliżu tej płaszczyzny w miejscu zaznaczonym schematycznie na rysunku 89 znakiem \odot .

Gdy patrzymy z okolic Słońca na niebo, najwięcej obiektów widzimy w kierunkach leżących w płaszczyźnie równikowej — najmniej w kierunkach do niej prostopadłych. Płaszczyzna równikowa w rzucie na sferę niebieską daje koło zwane równikiem galaktycznym. Wzdłuż niego rozciąga się pas największego zagęszczenia obiektów niebieskich, który nazywamy Drogą Mleczną. Można powiedzieć, że **Droga Mleczna to Galaktyka obserwowana od środka.**



Rys. 89. Schematyczny przekrój przez Galaktykę i rzut Galaktyki na sferę niebieską - Droga Mleczna.

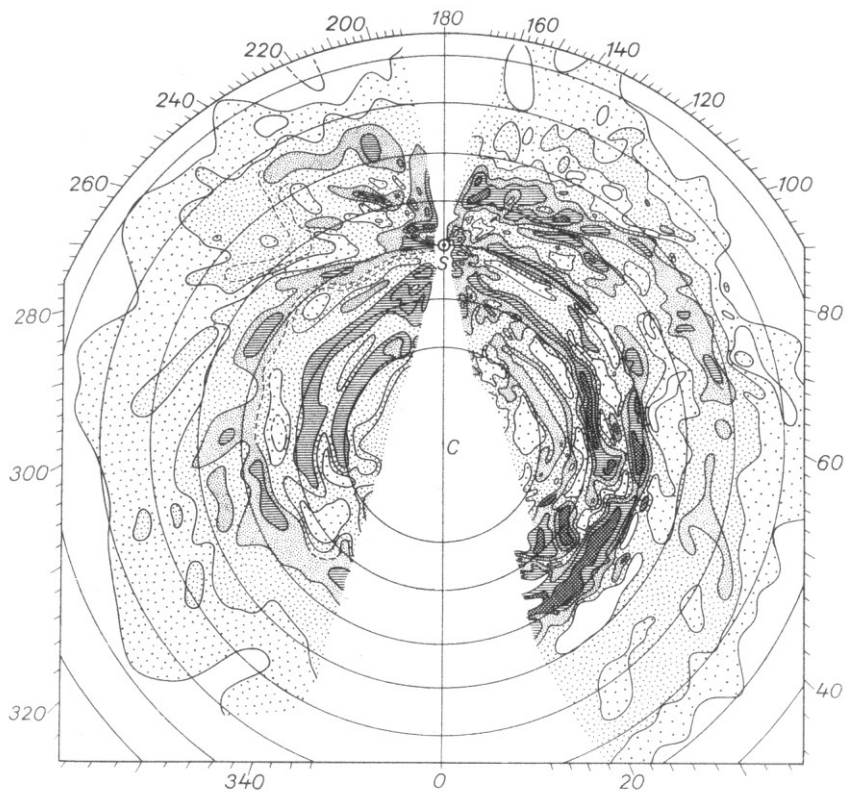
W Drodze Mlecznej widzimy na sferze niebieskiej nie tylko dużo gwiazd, ale również dużo mgławic, które zasłaniają pole widzenia i wskutek ich wielkiej liczby na większych odległościach, wynoszących dziesiątki tysięcy bilionów kilometrów, w praktyce całkowicie pochłaniają promienie świetlne nie pozwalając dojrzeć części Galaktyki, które się za nimi znajdują. Utrudnia to znacznie badanie budowy Galaktyki.

Ostatnio udało się dokonać pewnych obserwacji w dziedzinie fal radiowych poprzez ciemne mgławice aż do krańców Galaktyki.

11.2. Budowa spiralna, jądro Galaktyki

Udało się ustalić, że w płaszczyźnie równikowej istnieją zagęszczenia gwiazd i mgławic tworzące tzw. ramiona spiralne, które otaczają część środkową Galaktyki — jądro. Do dziś nie wiemy dokładnie, ile ramion spiralnych ma Galaktyka. Przeważa przypuszczenie, że jest ich dwa lub trzy. Rysunek 90 przedstawia niepełne

ciągle jeszcze dane o budowie spiralnej Galaktyki, tak jak zaznacza się ona w rozkładzie gazu międzygwiazdowego dostępnym obserwacjom radiowym.



Rys. 90. Fragmenty budowy Galaktyki według obserwacji radioastronomicznych; symbolem C oznaczono centrum Galaktyki, znaczkiem \odot położenie Słońca. Odstęp między dwoma kolejnymi pierścieniami koncentrycznymi nakreślonymi wokół centrum Galaktyki wynosi około 0,75 tryliona kilometrów (około 7 tysięcy lat drogi światła).

Również budowa jądra Galaktyki nie została dokładnie poznana. Przypuszcza się, że jest to ogromne skupisko gwiazd o średnicy ponad 10^{16} km (promień świetlny przebywa taką odległość w ciągu paru tysięcy lat). Liczbę gwiazd składającą się na jądro Galaktyki ocenia się na dziesiątki lub setki miliardów. Jądro skupia w sobie większą część masy Galaktyki. Znaczna część tej masy zawarta jest w materii międzygwiazdowej. Pozostała masa Galaktyki skupiona jest głównie w płaszczyźnie równikowej zarówno w gwiazdach jak i w międzygwiazdowej materii, która jest wprawdzie niezmiernie rozrzedzona, zajmuje jednak ogromne przestrzenie w jądrze i w tej płaszczyźnie. Tylko znikomą część masy stanowią gwiazdy i gromady gwiazdowe leżące z dala od jądra i płaszczyzny równikowej.

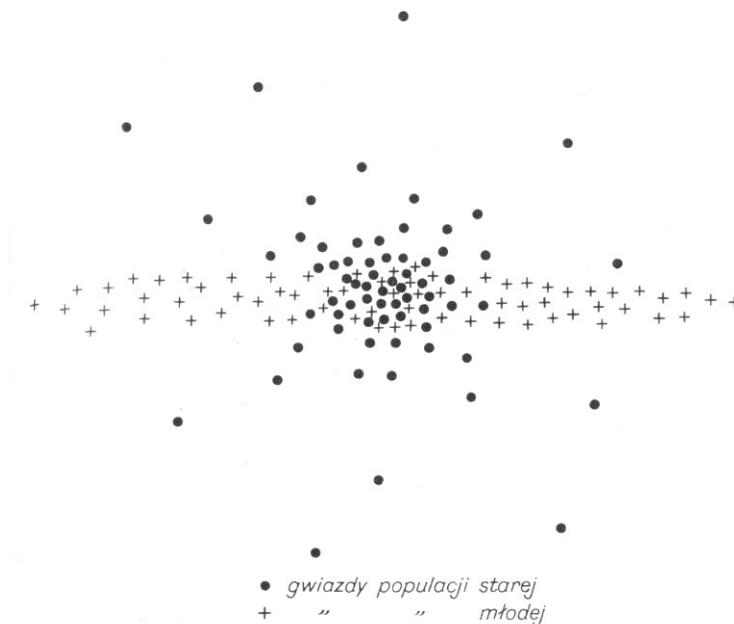
Gwiazdy należące do poszczególnych populacji zajmują rozmaite położenia w Galaktyce. Populacja najstarsza, do której należą między innymi gwiazdy skupiające się w tzw. gromady kuliste (rys. 91), silnie koncentruje się w jądrze Galaktyki i rozmieszczona jest symetrycznie wokół tego jądra, stanowiąc zarazem

zewnątrzną kulistą otoczkę Galaktyki.



Rys. 91. Gromada kulista.

Przeciwnie, populacja najmłodsza tworzy płaską budowę spiralną Galaktyki. Populacje pośrednie zajmują również pośrednie rozmieszczenie. Występuje tu ogólna zasada, że im młodsza populacja, tym bardziej płasko jest rozmieszczona i tym słabiej jest skoncentrowana ku środkowi Galaktyki. Poszczególne populacje przenikają się przestrzennie nawzajem (rys. 92).



Rys. 92. Schemat budowy naszej Galaktyki. Kropkami oznaczono gwiazdy populacji starej, rozmieszczone kulistście, o silnej koncentracji centralnej. Krzyżykami — gwiazdy populacji młodej rozmieszczone stosunkowo płasko.

11.3. Rotacja Galaktyki

Gwiazdy w Galaktyce biorą udział w jej systematycznych ruchach. Znamy z fizyki tzw. zjawisko Dopplera polegające na tym, że prążki w widmie ulegają przesunięciu, jeśli źródło światła zbliża się lub oddala od obserwatora. W pierwszym przypadku przesunięcie następuje ku fioletowi, w drugim — ku czerwieni. Znając zmianę $\Delta\lambda$ długości fali λ , można obliczyć prędkość źródła światła względem obserwatora posługując się wzorem

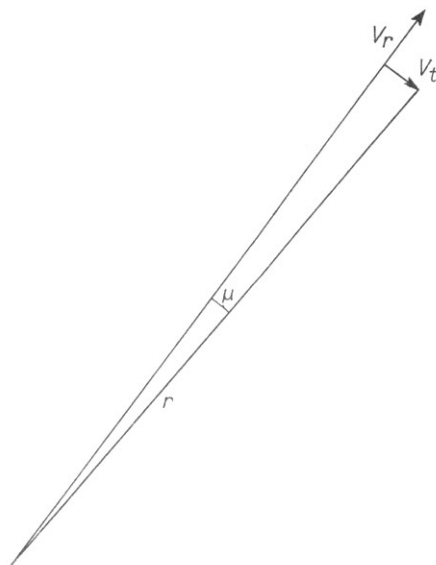
$$\frac{v}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda},$$

gdzie v jest szukaną prędkością, a c prędkością światła.

Porównując długość λ fali prążków znanych pierwiastków w widmie gwiazdy i w widmach uzyskanych w warunkach laboratoryjnych, możemy badać dopplerowskie przesunięcia $\Delta\lambda$ i wyznaczyć prędkości wynikające z oddalania się lub zbliżania gwiazd do nas. Są to tzw. prędkości radialne gwiazd.

Możemy również obserwować na sferze niebieskiej niewielkie przesunięcia kątowe gwiazd wywołane ich ruchami przestrzennymi. Są to tzw. ruchy własne gwiazd. Znając odległość gwiazdy r i jej ruch własny μ , znajdujemy drugą składową jej prędkości liniowej według wzoru

$$v_t = r \sin\mu \approx r \mu$$



Rys. 93. Ruch własny gwiazdy i prędkość radialna.

(patrz rys. 93). Można w ten sposób określić całkowitą prędkość przestrzenną gwiazdy.

Postępując w ten sposób z licznymi gwiazdami zbadano, że ich ruchy znacznie różnią się od siebie, ale podporządkowane są pewnym prawidłowościom statystycznym, z których główna polega na tym, że większość gwiazd krąży wokół środka Galaktyki. Ponieważ w tym ruchu biorą udział nie tylko pojedyncze gwiazdy, lecz również ich gromady i mgławice, mówimy o ogólnym obrocie Galaktyki lub inaczej o rotacji Galaktyki. Słońce również bierze udział w tym ogólnym obrocie. Prędkość Słońca w obiegu wokół środka Galaktyki wynosi około 250 km/s. Pełen obieg wykonuje Słońce w czasie nieco większym niż 200 mln lat.

Kierunek i oś obrotu są wspólne dla wszystkich populacji. Natomiast prędkość rotacji jest różna. Populacje młode dokonują szybkiego obrotu, natomiast obrót populacji starych jest znacznie wolniejszy i w okolicach Słońca przebiega czasem zaledwie z prędkością liniową wynoszącą kilkadziesiąt km/s.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Jeśliby skonstruować model, w którym promień Galaktyki byłby równy promieniowi Ziemi, to jakie rozmiary miałyby w tym modelu orbity poszczególnych planet Układu Słonecznego (weź dane z tablicy na końcu książki), jakie rozmiary Słońce, Ziemia? Jakiej wielkości byłby w tym modelu człowiek?

Obserwacje do części V

1. Przez teleskop szkolny obejrzyj kilka jasnych mgławic i gromad gwiazd.
2. Korzystając z mapki Plejad lub z mapki innej okolicy nieba z podanymi wielkościami gwiazdowymi sprawdź, jaką wielkość gwiazdową mają najsłabsze gwiazdy, które widzisz gołym okiem, przez lornetkę oraz teleskop szkolny.

CZEŚĆ VI

WSZECHŚWIAT

Rozdział XII

INNE GALAKTYKI

12.1. Typy i budowa galaktyk

Nasza Galaktyka należy do stosunkowo dużych. Znamy inne o średnicach w skrajnym przypadku nawet kilkadziesiąt razy mniejszych. Promień światła może je przebiec w ciągu paru tysięcy lat. Galaktyk podobnie dużych jak nasza trafia się zaledwie jedna na wiele dziesiątek.

Gołym okiem widać na niebie oprócz Drogi Mlecznej zaledwie trzy inne galaktyki, z tego tylko jedną na półkuli północnej. Jest to tzw. Wielka Galaktyka w Andromedzie oddalona od nas mniej więcej o 10 trylionów km. Promień światła przebiega tę odległość w czasie rzędu miliona lat. Gołym okiem przedstawia się ona zaledwie jako nieco rozmyty punkcik świetlny.

Istnieją różne typy galaktyk. Istnieją galaktyki podobne do naszej, tzw. spiralne.

Jedną z nich przedstawia rysunek 94. Patrząc na nią możemy sobie wyobrazić, jak wygląda mniej więcej nasza Galaktyka oglądana z zewnątrz. Inne natomiast mają kształt eliptyczny (rys. 95) lub nieregularny (rys. 96). Odległości pomiędzy galaktykami wynoszą tryliony kilometrów, są więc o jeden rząd wielkości większe niż rozmiary samych galaktyk.



Rys. 94. Galaktyka spiralna.



Rys. 95. Galaktyka eliptyczna.



Rys. 96. Galaktyka nieregularna.

Gwiazdy należące do różnych galaktyk w rozmaity sposób rozmieszczają się na diagramie Hertzsprunga-Russella. Galaktyki eliptyczne składają się wyłącznie ze starszych populacji. Galaktyki spiralne, do których należy i nasza Galaktyka, podobnie jak ona zawierają gwiazdy zarówno młodych, jak i starych populacji.

12.2. Rozmieszczenie galaktyk, przesunięcie ku czerwieni

Galaktyki obserwujemy na sferze niebieskiej przeważnie z dala od Drogi Mlecznej, w tych bowiem kierunkach jest mało ciemnych mgławic, co pozwala niejako wyjrzeć na zewnątrz naszej Galaktyki. Galaktyki skupiają się w wielotysięczne grupy, tworząc tzw. gromady galaktyk. Wewnątrz tych gromad pomiędzy galaktykami znajdują się również pojedyncze kuliste gromady gwiazd, oddzielne gwiazdy i mgławice.

Wydaje się, że nasza Galaktyka leży na peryferiach jednej z większych gromad galaktyk rozciągającej się na przestrzeni wielu setek trylionów kilometrów. Niektórzy nazywają ją Supergalaktyką. Kształt Supergalaktyki jest nieco spłaszczony. Prawdopodobnie obraca się ona wokół środka, który leży w gwiazdozbiórze Panny.

Mówiliśmy już (porównaj § 9.6), że przez porównanie wielkości gwiazdowych obserwowanych i absolutnych można wyznaczyć odległości gwiazd. Jest to bardzo ważne przy ocenie odległości galaktyk. Dość często stosuje się tutaj obserwacje

gwiazd nowych, jeśli takie uda się zaobserwować w galaktyce, gdyż te gwiazdy w maksimum mają stosunkowo duże jasności absolutne wygodne do obserwowania z dużej odległości, a ponadto są to jasności zbliżone między sobą. Niektóre galaktyki są zbyt odległe, aby można w nich zaobserwować nawet najjaśniejsze poszczególne gwiazdy. Odległości ich wyznaczamy metodami statystycznymi, zakładając np., że średnio biorąc rozmiary galaktyk są jednakowe i że galaktyka jest tym dalsza, im mniejsze ma rozmiary kątowe na sferze niebieskiej. Istnieją też inne metody statystyczne opierające się o średnie jasności galaktyk lub pewne inne właściwości.

Mimo że takie metody nie pozwalają wyznaczyć pewnie odległości poszczególnych galaktyk, uważa się, że można na nich polegać przy określaniu odległości większych grup — gromad galaktyk. Różne oceny wskazują, że najdalsze obserwowane galaktyki leżą w odległości tysięcy trylionów kilometrów, to znaczy, że światło od najdalszych galaktyk dociera do nas po kilku miliardach lat. Dalsze galaktyki są już zbyt słabe, żeby je można dostrzec za pomocą istniejących przyrządów.

Badając widma galaktyk, można w nich stwierdzić systematyczne przesunięcia prążków ku falom długim — ku czerwieni. To przesunięcie jest tym większe, im dalsze galaktyki obserwujemy. Jest do dziś rzeczą niewyjaśnioną, czy idzie tu o efekt dopplerowski — w takim razie należałoby wnioskować, że wszystkie galaktyki oddalają się od siebie, czy też o jakieś całkowicie nowe zjawisko fizyczne wymagające dopiero opracowania. Jeśli efekt przesunięcia ku czerwieni traktować jako dopplerowski, należałoby przyjąć, że najdalsze ze znanych galaktyk oddalają się od nas z prędkością rzędu stu tysięcy km/s, co stanowiłoby poważny ułamek prędkości światła. Jest to jeden z najbardziej interesujących problemów astronomii.

Oprócz galaktyk obserwujemy podobne do nich obiekty zwane kwazarami. Są one bardziej zwarte niż galaktyki i stąd na fotografiach przedstawiają się jak obiekty prawie punktowe. W ich widmach obserwuje się przesunięcia ku czerwieni jeszcze silniejsze niż u galaktyk. Jeśli kwazary pod tym względem stosują się do tego samego prawa, co galaktyki, są one najbardziej odległymi spośród obserwowanych obiektów.

Niektóre spośród galaktyk i kwazarów wysyłają bardzo silne promieniowanie radiowe. Przypuszcza się, że jest ono wynikiem przesunięć ogromnych mas zjonizowanej materii przy jakichś burzliwych, niewyjaśnionych dotąd procesach

zachodzących wewnątrz nich. Bardzo często wysyłaniu silnego promieniowania radiowego przez galaktyki i kwazary towarzyszą zmiany jasności optycznej tych obiektów zachodzące w okresie minut, dni lub lat.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Jeśli by skonstruować model, w którym odległość najdalszych znanych galaktyk równałaby się promieniowi Ziemi, to jakie rozmiary musiałaby w tym modelu mieć nasza Galaktyka, jakie — orbita Ziemi, jakie — sama Ziemia, aby zachować należyte proporcje? Poszukaj porównań, które by poglądowo uzmysławiały stosunek rozmiarów Ziemi do jej orbity, rozmiarów Ziemi do odległości najbliższej gwiazdy, do wielkości Galaktyki, do odległości najdalszych galaktyk

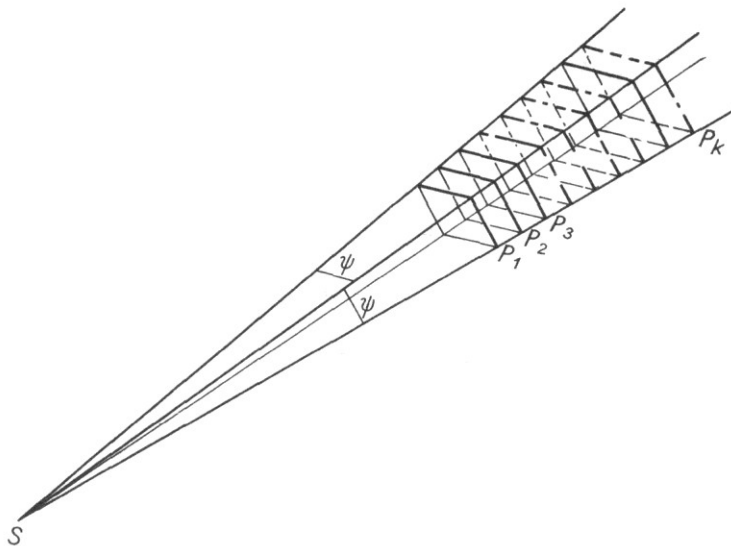
PROBLEM NIESKOŃCZONOŚCI WSZECHŚWIATA

13.1. Paradoks grawitacyjny

Dane obserwacyjne z natury rzeczy dotyczą tylko ograniczonej części Wszechświata. Nauka usiłuje jednak badać również Wszechświat jako całość. Okazuje się, że rozumując w sposób naukowy, dochodzimy do pewnych wniosków dotyczących nie tylko jego części dostępnych bezpośrednim obserwacjom.

Najbardziej proste byłoby przypuszczenie, że skoro w całym zbadanym obszarze Wszechświata spotykamy się z jednakowym schematem, z jednakowymi postaciami skupisk materii, to można założyć, że cały Wszechświat we wszystkich kierunkach, aż do nieskończoności, jest zbudowany według tego samego schematu. Wszędzie więc spotykamy tylko gromady galaktyk, a w gromadach różne galaktyki znanych nam typów, oraz kwazary. Jednak proste rozważania matematyczne wskazują, że tak prosty schemat sprzeciwiałby się poznany prawom fizyki.

Wyobraźmy sobie przestrzeń aż do nieskończoności wypełnioną z jednakową średnią gęstością, rozmieszczonymi w sposób przypadkowy gromadami galaktyk. Rozpatrzmy następnie obszar zawarty między czterema półprostymi, przechodzącymi przez pewne dowolne ciało S o masie m (rys. 97), które tworzą tzw. kąt bryłowy.



Rys. 97

Zajmijmy się siłą przyciągania, jaką wywiera na ciało S cała materia Wszechświata zawarta w rozpatrywanym kącie bryłowym. Podzielmy w tym celu kąt bryłowy na warstwy za pomocą rodziny równoległych płaszczyzn, równo od siebie odległych. Powstaną w ten sposób skończone ostrosłupy ścięte p_1, p_2, p_3, \dots

Jeśli przez Ψ oznaczymy kąt między półprostymi, to podstawa każdego ostrosłupa wyrazi się wzorem $r^2 \Psi^2$, gdzie przez r oznaczyliśmy jej odległość od punktu S . Przy równych odstępach pomiędzy płaszczyznami oznacza to, że kolejne objętości ostrosłupów p_1, p_2, p_3, \dots będą rosły proporcjonalnie do kwadratu odległości. Również proporcjonalnie do kwadratu odległości będzie wzrastać masa M materii w kolejnych bryłach, a to w wyniku założenia równomierności rozmieszczenia gromad galaktyk w całym Wszechświecie. Oznaczmy wskaźnikami i wielkości odnoszące się do jakiejś dowolnej bryły, wskaźnikami j — odnoszące się do innej. Możemy wtedy napisać

$$\frac{M_i}{M_j} = \frac{r_i^2}{r_j^2}.$$

Jednocześnie zgodnie z prawem Newtona siła przyciągania F każdej bryły wywierana na ciało S jest

$$F_i = G \frac{M_i m}{r_i^2} \quad F_j = G \frac{M_j m}{r_j^2},$$

gdzie G jest stałą grawitacji. Stąd

$$\frac{F_i}{F_j} = 1$$

Znaczy to, że siła ciężenia wywierana na ciało S przez każdą z objętości jest stała, niezależna od odległości.

Ponieważ zaś założyliśmy, że Wszechświat rozpościera się we wszystkich kierunkach do nieskończoności, więc takich objętości jest nieskończenie wiele i dochodzimy stąd do wniosku, że całkowita siła ciężenia pochodząca z dowolnego kąta bryłowego i działająca na dane ciało niebieskie S jest nieskończenie wielka.

Daje się stąd wysnuć wniosek, że siła ciężenia, jaką wywierają na siebie dwa sąsiednie ciała — np. Słońce i Ziemia — byłaby znikomo mała wobec siły wywieranej na każde ciało przez cały Wszechświat. W przypadku Ziemi można by więc właściwie siłę przyciągania Słońca w ogóle zaniedbać wobec przyciągania odległych gromad galaktyk.

Ponadto nieskończenie wielkiemu przyciąganiu wywieranemu, na dane ciało

z jakiegoś kierunku, przeciwstawiałoby się również nieskończenie wielkie przyciąganie Wszechświata działające z kierunku przeciwnego. Wiemy z matematyki, że $\infty - \infty$ jest symbolem nieoznaczonym. Rozumując w sposób ścisły, można wykazać, że przy tego rodzaju nieskończonym, wzajemnie przeciwdziałającym przyciąganiu ze wszystkich kierunków, ruchy ciał powinny by się odbywać w sposób dowolny, to znaczy tak, jakby prawo ciążenia powszechnego w ogóle nie istniało.

Ponieważ w rzeczywistości prawo ciążenia wyraźnie rządzi ruchami ciał niebieskich, np. ruchem Ziemi wokół Słońca, należy przyjąć, że któreś z założeń przeprowadzonego przez nas rozumowania jest niesłuszne. Przytoczone rozumowanie nosi nazwę paradoksu grawitacyjnego.

13.2. Model hierarchiczny

W powyższym rozumowaniu, prowadzącym do paradoksu grawitacyjnego, niesłuszne może być na przykład założenie, że gromady galaktyk ciągną się z jednakową średnią gęstością aż do nieskończoności. Trzeba zauważyć, że choćby średnia gęstość rozmieszczenia materii wewnątrz poszczególnych objętości była jak najmniejsza, byle tylko różna od zera, to zawsze przy nieskończonym sumowaniu otrzymamy nieskończoną siłę ciążenia. Sprawy nie może więc uratować fakt, że średnie gęstości w poszczególnych objętościach mogą się od siebie znacznie nawet różnić.

Paradoks zostanie natomiast usunięty, jeśli założymy, że średnia gęstość materii we Wszechświecie jest równa zero. Wtedy sumowanie nawet do nieskończoności nie da w wyniku wartości nieskończonej. Średnią gęstość materii we Wszechświecie równą zero można by sobie wyobrazić na przykład w taki sposób, że poza poznanym obszarem Wszechświata liczba gromad galaktyk w jednostce objętości zaczyna maleć i od pewnej (choćby bardzo wielkiej) odległości począwszy jest już równa zero. Takie wyobrażenie zakładałoby, że znajdujemy się w jakiejś uprzywilejowanej części Wszechświata i ze względów filozoficznych jest przez większość uczonych odrzucane.

Poważnie natomiast rozpatruje się możliwość inną, a mianowicie, że gromady galaktyk, pomiędzy którymi istnieją obszary pustej przestrzeni, skupiają się w gromady gromad, te zaś oddzielone od siebie znowu ogromnymi obszarami tworzą gromady gromad gromad, te z kolei gromady wyższych rzędów i tak dalej aż do nieskończoności. Jest to tzw. hierarchiczny model budowy Wszechświata.

Daje się udowodnić ściśle, że w takim modelu, mimo że żadne miejsce Wszechświata nie jest wyróżnione, średnia gęstość materii może się równać zeru.

13.3. Model Lemaitre'a

Paradoks grawitacyjny może również zostać usunięty, jeżeli przyjmiemy, że prawo ciążenia powszechnego w postaci podanej przez Newtona nie jest ściśle, jak to twierdzi na przykład ogólna teoria względności.

Nie wdając się głębiej w jej rozważania, które wykraczają znacznie poza kurs szkoły średniej, przyjmujemy wniosek z ogólnej teorii względności, że materia zakrzywia przestrzeń trójwymiarową. Jeżeli cała przestrzeń wypełniona jest materią, to musi ona w każdym miejscu być zakrzywiona i w rezultacie zamknięta sama w sobie. Znaczy to, że gdybyśmy posuwali się w dowolnym kierunku po *linii prostej* (która w rzeczywistości wskutek krzywizny przestrzeni nie jest prosta w sensie geometrii Euklidesa), musielibyśmy powrócić w to samo miejsce z kierunku przeciwnego.

Trójwymiarowa przestrzeń fizyczna miałaby więc pewne cechy dwuwymiarowej powierzchni Ziemi, która też jest zakrzywiona i zamknięta sama w sobie, choć niczym nie ograniczona, choć nigdzie nie ma *krańca świata*. Całkowita objętość Wszechświata, podobnie jak całkowita powierzchnia Ziemi, byłaby więc skończona.

Jeden z ciekawszych relatywistycznych modeli Wszechświata pochodzący od belgijskiego astronoma G. E. Lemaitre'a (1894—1966) orzeka, że Wszechświat jest skończony i stale rozszerzający się, przy czym wskutek rozszerzania średnia gęstość materii w przestrzeni (średnia liczba galaktyk na jednostkę objętości) musi stale maleć, co więcej, im dalej znajdują się od siebie poszczególne galaktyki, tym mniej oddziałują na siebie grawitacyjnie, wskutek czego prędkość rozszerzania się Wszechświata staje się coraz większa. Niektóre odległe galaktyki miałyby — formalnie biorąc — prędkość oddalania się od nas większą niż prędkość światła. Można to interpretować w ten sposób, że są to galaktyki, z którymi wszelka fizyczna łączność została zerwana, że są to obiekty całkowicie nieobserwowalne. Z biegiem czasu (w skali miliardów lat) coraz więcej obiektów będzie się stawać nieobserwowalnymi.

Omówiony model przyjmuje, że prędkości oddalania się galaktyk są proporcjonalne do ich wzajemnej odległości. Można to sobie uzmysłowić przez następujące porównanie. Wyobraźmy sobie ciasto z rodzynkami, które właśnie po wyrobieniu *rośnie*. Poszczególne rodzynki oddalają się. Jeżeli bylibyśmy

bakteriami znajdującymi się na jednym z rodzyneków, pozostałe rodzyńki oddalałyby się od nas i to tym szybciej, im są dalsze. Zjawisko to wygląda tak samo dla obserwatora znajdującego się na którymkolwiek rodzyńku. Podobnie, niezależnie od tego, w której galaktyce się sami znajdujemy, widzimy, że wszystkie pozostałe oddalają się z prędkościami proporcjonalnymi do ich odległości od nas.

Jest to jedna z ogólnie przestrzeganych cech modeli budowy Wszechświata, żeby ogólny obraz procesów zachodzących w nim wyglądał tak samo, oglądany z każdego jego miejsca. Nazywa się ją **zasadą kosmologiczną**. Zasada kosmologiczna dopuszcza ewolucję Wszechświata, jako całości. W omówionym modelu Wszechświat oglądany z każdego punktu przedstawia się tak samo, ale w każdym jego miejscu, wskutek rozszerzania się, liczba galaktyk na jednostkę objętości stale maleje, Wszechświat ewoluując staje się coraz bardziej pusty.

Niektórzy uczeni uważają, że wprawdzie poszczególne ciała we Wszechświecie ulegają ewolucji, ale Wszechświat jako całość jest niezmienny. Ci wymagają, aby modele Wszechświata spełniały tzw. **mocną zasadę kosmologiczną**. Według tej zasady Wszechświat oglądany z każdego miejsca i w każdym czasie wygląda tak samo.

13.4. Model stanu stacjonarnego

Jednym z modeli spełniającym mocną zasadę kosmologiczną jest model stanu stacjonarnego. Według tego modelu Wszechświat, wprawdzie podobnie jak w opisanym modelu Lemaitre'a, rozszerza się stale, ale również stale powstaje w nim nowa materia. Stąd średnia gęstość materii nie ulega w nim zmianie. Rachunki wykazały, że dla utrzymania stałej gęstości materii w czasie wystarczy, aby w stuleciu powstało kilka nowych atomów w objętości metra sześciennego. Jest to ilość, której nie dałoby się w żadnym wypadku wykryć laboratoryjnie. Z powstałej materii w ciągu miliardów lat mogą powstać nowe galaktyki. Tak więc, mimo że Wszechświat stale się rozszerza, jego wygląd z biegiem czasu nie ulega zmianie.

Przedstawione tutaj trzy modele budowy Wszechświata zostały wybrane z wielkiej liczby innych, dotąd opracowanych. Wszystkie one nie są sprzeczne z istniejącymi danymi obserwacyjnymi. Współczesna nauka nie potrafi jednak rozstrzygnąć, który z nich odpowiada rzeczywistości. W obecnym stanie wiedzy uczą nas, w jaki sposób można uniknąć paradoksu grawitacyjnego i innych podobnych paradoksów, pokazują, jakie warunki muszą być spełnione, aby Wszechświat mógł istnieć jako skończony lub jako nieskończony.

ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

Gromady galaktyk obserwujemy tylko do odległości rzędu 10^{22} km, przy czym ich liczba w tych odległościach wydaje się być znacznie mniejsza niż to dałoby się wyjaśnić warunkami widoczności. Dalej we Wszechświecie wydają się być obserwowalne tylko kwazary. W obecnym stanie wiedzy nie można jeszcze powiedzieć, czy rzeczywiście nie sposób dostrzec gromad galaktyk w większych odległościach, jednak niektórzy astronomowie na podstawie przytoczonego faktu wysuwają hipotezę, że gromady galaktyk są dalszym stadium ewolucji kwazarów. Uzasadnij to przypuszczenie, biorąc pod uwagę skończoną prędkość docierających do nas promieni świetlnych (300 000 km/s). Jeśli by najdalsza z dających się dziś dostrzec gromad galaktyk była odległa o $3 \cdot 10^{22}$ km, to jaka byłaby górna granica wieku gromad galaktyk? Czy modele Wszechświata zgodnie z omawianą hipotezą mogą spełniać mocną zasadę kosmologiczną?

JEDNOŚĆ PRAW PRZYRODY

14.1. Współczesne możliwości obserwacji astronomicznych

Jak już mówiliśmy, jeszcze kilkaset lat temu Ziemia uważana była za środek Wszechświata. Mikołaj Kopernik twierdził, że środkiem świata jest Słońce. Wraz z poznaniem budowy Galaktyki ten środek przesunął się w świadomości uczonych do środka Galaktyki. Po odkryciu innych galaktyk i ich gromad dowiedzieliśmy się, że mówienie o środku Wszechświata w ogóle nie ma sensu. Zasada kosmologiczna wymaga dziś wprost, aby Wszechświat nie miał środka, punktu wyróżnionego, aby oglądany z każdego punktu wyglądał tak samo.

Postęp wiedzy o Wszechświecie dokonał się wraz z doskonaleniem metod badawczych.

Od zamierzchłych czasów umiano się posługiwać specjalnymi kątomierzami do pomiarów położenia ciał na sferze niebieskiej. Kopernik posługiwał się w zasadzie prostymi instrumentami, jednak jego odkrycie stało się możliwe między innymi dzięki temu, że udoskonał on dawne typy mierniczych przyrządów astronomicznych i wynalazł parę nowych. Dalszy postęp astronomii uwarunkowany był wynalezieniem teleskopu. Obserwacje teleskopami w dziedzinie promieni widzialnych były podstawą badań astronomicznych aż do przełomu XIX i XX wieku. Zastosowanie kliszy fotograficznej pozwoliło fotografować światło ciał niebieskich także w dziedzinie nadfioletowej i podczerwonej. Niedługo potem nauczono się obserwować promienie kosmiczne — jądra atomowe i elektrony, przychodzące do nas ze Wszechświata.

W ostatnich latach pojawiło się mnóstwo innych metod obserwacji: radioteleskopami obserwujemy radiowe promieniowanie ciał niebieskich.

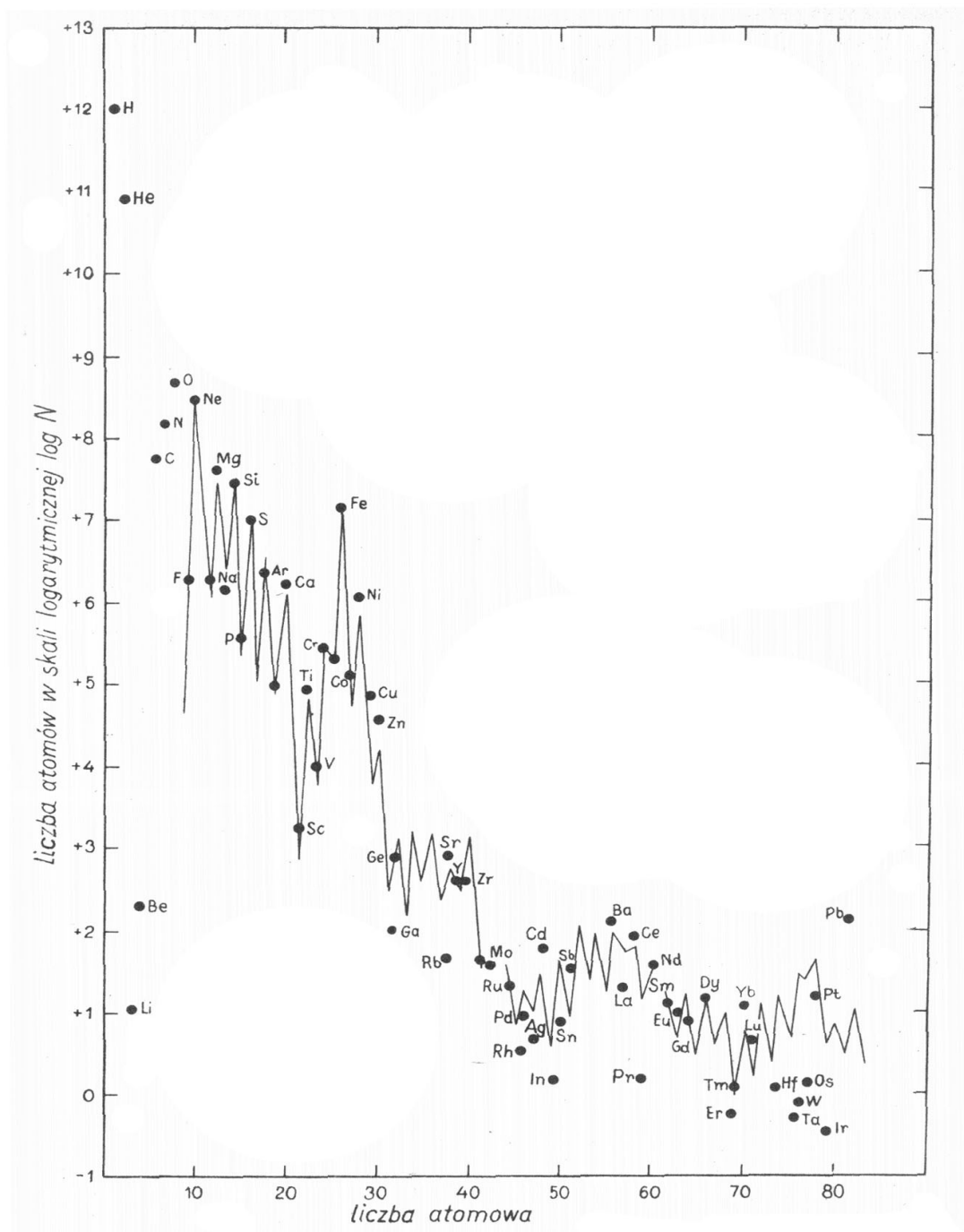
Wyniesienie przyrządów astronomicznych poza atmosferę Ziemi pozwoliło na odbieranie tych zakresów promieniowania, które są całkowicie pochłaniane przy przejściu przez atmosferę. Oprócz tego, pierwsze stacje międzyplanetarne, zarówno automatyczne, jak i z załogami ludzkimi, dotarły do najbliższych ciał naszego układu planetarnego i przesyłały wiadomości o bezpośrednio zmierzonych tam warunkach fizycznych.

Czynne jest już obecnie parę tzw. teleskopów neutrinowych, tj. urządzeń rejestrujących neutrina przychodzące do Ziemi z przestrzeni kosmicznej. Neutrina, cząstki elementarne prawie nie reagujące z innymi cząstkami, mogą przebiegać bez przeszkód przez niezmiarzone obszary Wszechświata, przez mgławice gazów i pyłów, przez wnętrza gwiazd i przynosić nam wiadomości nieosiągalne inną metodą. Technika obserwacji neutrinowych stawia dopiero pierwsze kroki. Spodziewamy się, że teleskopy neutrinowe mogą w przyszłości pozwolić na bezpośrednie obserwacje jąder gwiazd. Weszliśmy w epokę gwałtownego wzrostu możliwości astronomii i gwałtownego wzrostu wiedzy o Wszechświecie. Kresu tego postępu nie sposób przewidzieć.

14.2. Skład chemiczny materii we Wszechświecie, jej jedność

Już rozporządzając dzisiejszymi technikami obserwacyjnymi możemy badać skład chemiczny wielu ciał niebieskich. Metodami spektroskopowymi badamy pierwiastki i związki występujące w gwiazdach i w mgławicach materii międzygwiazdowej. Laboratoryjnie możemy analizować skład chemiczny skorupy ziemskiej, spadających na Ziemię meteorytów i poszczególnych, wpadających z przestrzeni Wszechświata w naszą atmosferę jąder atomowych i cząstek elementarnych — promieni kosmicznych. Kosmonautyka zaś dostarcza danych o składzie chemicznym planet.

Porównanie składu chemicznego ciał niebieskich różnych typów, znajdujących się w różnych częściach zbadanych obszarów Wszechświata, prowadzi do bardzo ciekawego wniosku. Wprawdzie różne ciała niebieskie mają pewne charakterystyczne, sobie tylko właściwe osobliwości składu chemicznego, z grubsza jednak próbka materii pochodząca z jakiegokolwiek części Wszechświata wykazuje taką samą procentową zawartość różnych pierwiastków chemicznych. Na rysunku 98 przedstawiono w skali logarytmicznej procentową zawartość pierwiastków w Słońcu i gwiazdach (kropki) oraz w Ziemi i meteorytach (linia łamana). Widzimy, że zgodność jest zaskakująca.



Rys. 98. Procentowe zawartości pierwiastków we Wszechświecie. Kropki — zawartość w Słońcu i gwiazdach, linie zygzakowate — w skorupie ziemskiej i meteorytach.

Poza tym stwierdzamy, że najwięcej występuje we Wszechświecie pierwiastków lekkich, zwłaszcza wodoru. W miarę przechodzenia do pierwiastków coraz cięższych ich względna ilość na ogół maleje. Wprawdzie w składzie chemicznym Ziemi i meteorytów występuje mała liczba pierwiastków lekkich, można to jednak

uważać jako pewną osobliwość tych ciał związaną z ich małymi rozmiarami. (Ziemia mogła na przykład pierwotnie mieć obszerną atmosferę wodorową, która rozproszyła się w przestrzeni międzyplanetarnej wskutek stosunkowo słabego — w porównaniu ze Słońcem lub planetami olbrzymimi — przyciągania Ziemi i lekkości cząstek wodoru).

W zasadzie można powiedzieć, że cała materia we Wszechświecie zbudowana jest głównie z wodoru i helu, a ciężkie pierwiastki tworzą zaledwie niewielką domieszkę, stanowiącą łącznie parę procent ogólnej masy.

Skład chemiczny Wszechświata nie jest stały. Wskutek reakcji jądrowych zachodzących we Wszechświecie pewne pierwiastki stale ulegają przemianie w inne. Fakt, że we wszystkich poznanych obszarach Wszechświata procentowy skład pierwiastków jest taki sam, wskazuje, że zasadnicze procesy fizyczne prowadzące do przemian jądrowych są i były w przeszłości takie same we wszystkich obszarach Wszechświata.

Ten fakt ma istotne znaczenie dla naszych poglądów na możliwości poznania Wszechświata. Do dziś wprawdzie nie znamy wielu procesów fizycznych, zachodzących we Wszechświecie, nie wiemy czy jest on skończony czy nieskończony. Jesteśmy jednak przekonani, że możemy go traktować jako jedną całość, której wszystkie części nawzajem oddziałują na siebie. Wszechświat podlega jednolitym prawom przyrody dla całego swego obszaru — choćby był on nieskończenie wielki. Gdyby tak nie było, musielibyśmy stracić nadzieję na rozwiązanie problemów jego budowy, a nawet nie moglibyśmy ich w ogóle sensownie sformułować.

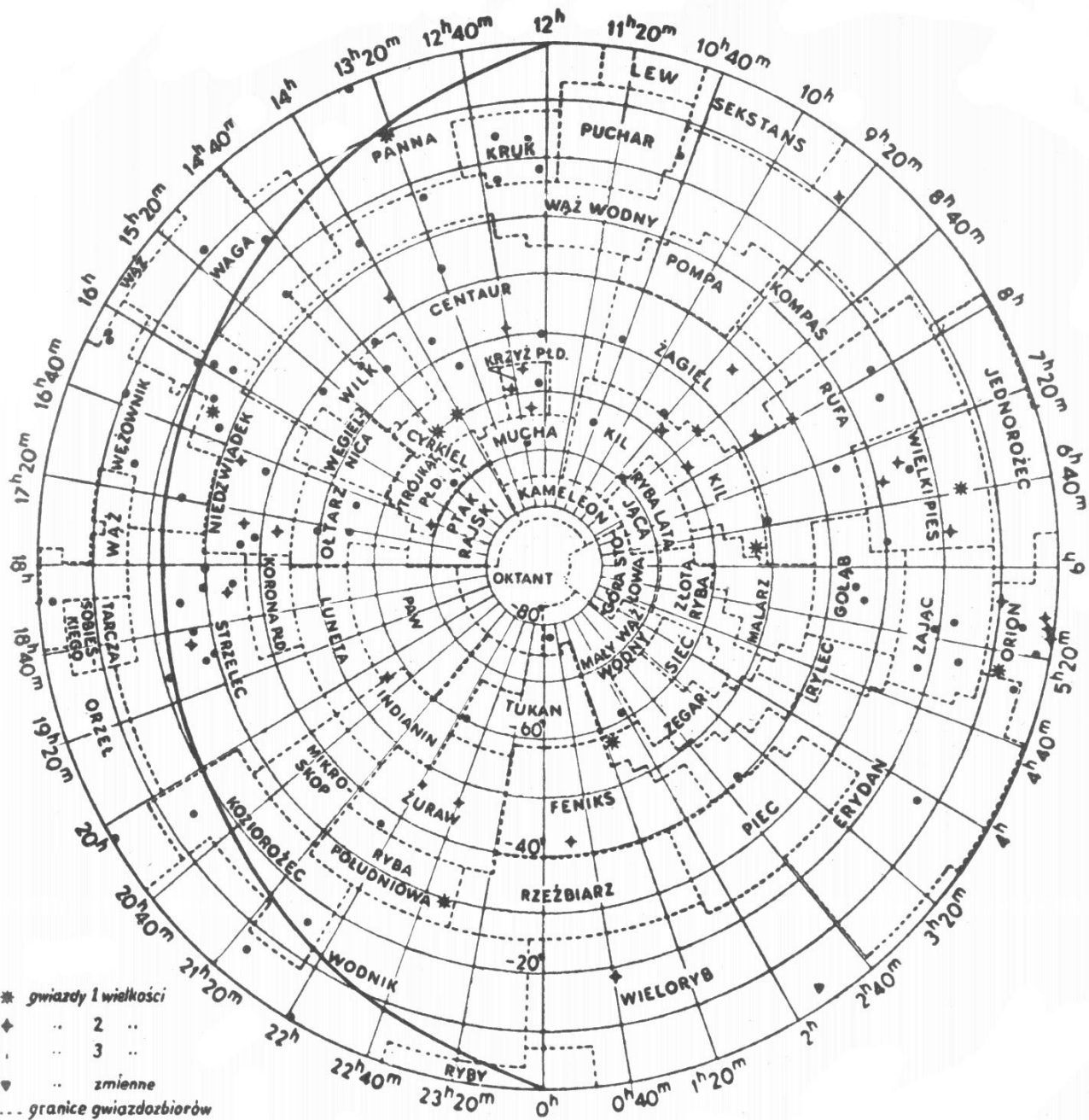
ĆWICZENIA

Temat do zastanowienia

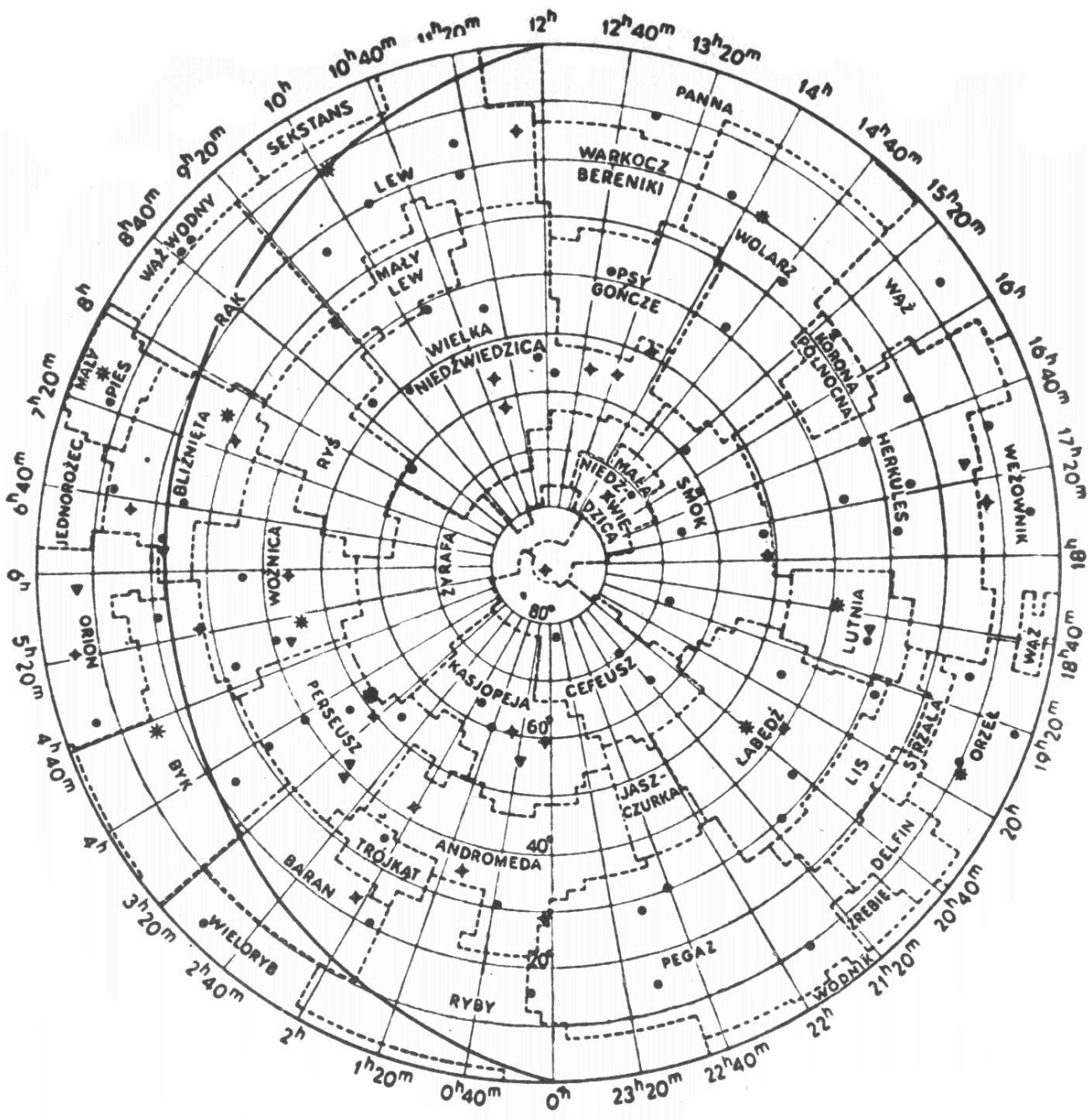
Wymień kilka faktów stwierdzonych przez astronomię, które według ciebie mają największe znaczenie dla współczesnego światopoglądu naukowego. Uzasadnij.

Obserwacje do części VI

1. Obejrzyj przez teleskop Wielką Galaktykę w Andromedzie.



Mapa nieba południowego



Mapa nieba północnego