

Bibliotek
Główna
Uniwersytetu
Toruń

nie, później
zachowane w bibliotece

~~000111~~
126

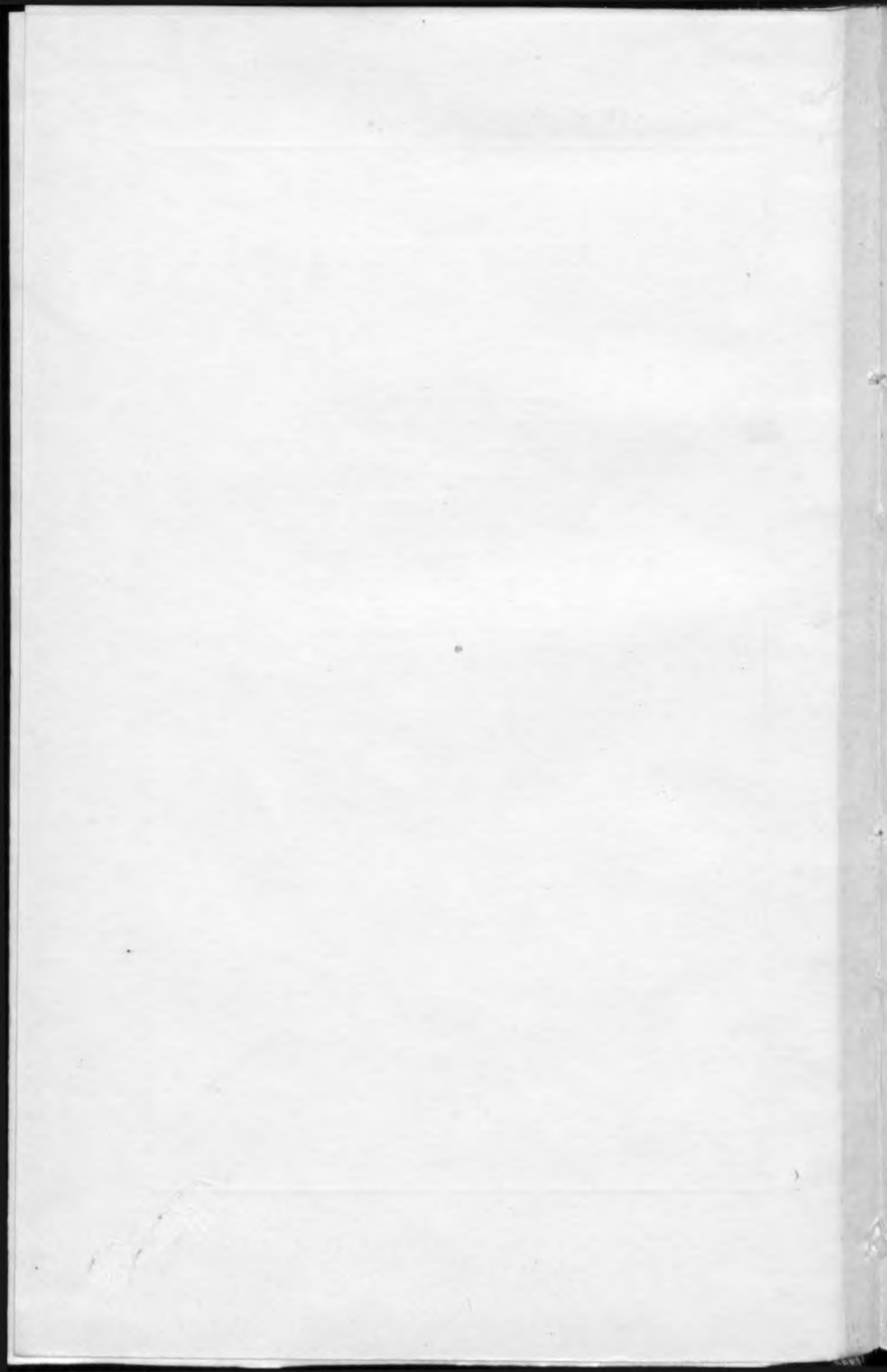
023422

ANDRZEJ WOSZCZYK

INSTRUMENTY
KOPERNIKA
A NARZĘDZIA
WSPÓŁCZESNEJ
ASTRONOMII

26





WIMURGT INSTRUMENTY KOPERNIKA YERAWOT
A NARZĘDZIA
WSPÓŁCZESNEJ ASTRONOMII

INSTRUMENTY
KOPERNIKA
A NARZĘDZIA
WSPÓŁCZESNEJ
ASTRONOMII
KOPERNIKUSZKA

№ 12



WYDAWCA: WYDZIAŁ ASTRONOMII

h

TOWARZYSTWO NAUKOWE W TORUNIU

PRACE POPULARNONAUKOWE NR 26



BIBLIOTECZKA
KOPERNIKAŃSKA

Nr 13

T O R U Ń 1973

ANDRZEJ WOSZCZYK

INSTRUMENTY
KOPERNIKA
A NARZĘDZIA
WSPÓŁCZESNEJ
ASTRONOMII



T O R U Ń 1973.
tom I

Redaktor Naczelny Wydawnictw TNT
ARTUR HUTNIKIEWICZ

*

Komisja Wydawnictw Popularnonaukowych

Przewodniczący
ANDRZEJ TOMCZAK

Członkowie
ANDRZEJ BULSIEWICZ, FRANCISZEK PEPEŁOWSKI, WANDA ZABŁOCKA

*

Projekt obwoluty
oraz opracowanie graficzne
ZYGFRYD GARDZIELEWSKI

*

Na obwolucie:
Astrolabium Kopernika — rekonstrukcja Przyrkowskich

WYDANO Z POMOCĄ FINANSOWĄ
POLSKIEJ AKADEMII NAUK



Printed in Poland

1021004

PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE
ODDZIAŁ W POZNANIU, 1973

Wydanie I. Nakład 14 850 + 150 egz. Ark. wyd. 4,75. Ark. druk. 6,75.
Papier ilustr. III kl. 80 g. Podpisano do druku 15 VIII 1973 r. Druk
ukończono w sierpniu 1973 r. Zam. 2174 - O-16. Cena zł 12.-

ZAKŁADY GRAFICZNE W TORUNIU

K. 2374/73

POCZĄTKI ASTRONOMII

Zainteresowanie ciałami niebieskimi jest tak stare, jak istnienie ludzkości. Człowiek pierwotny zwrócił uwagę na niebo, aby wytłumaczyć doniosłe dla swego życia zjawiska zmiany dnia i nocy, regularnego biegu Słońca, zmian pór roku i odmienności rozjaśnianego mroki nocne Księżyca. Z ruchów Słońca człowiek określał porę dnia, z widoczności konstelacji gwiazdnych wyznaczał rytm życia, pory suche i deszczowe, pory zasiewów i żniw. Kalendarzowe odstępy czasu były mierzone przez zmiany faz Księżyca. W czasie odbywania dalekich podróży, zarówno na lądzie, jak i na morzu, Słońce i gwiazdy wskazywały wędrowcom kierunek ich drogi. Te praktyczne potrzeby człowieka sprawiły, że już w zaraniu istnienia ludzkości zrodziła się astronomia i szybko osiągnęła wysoki poziom.

O wysokim kunszcie astronomii w najbardziej odległych epokach świadczy współczesna archeologia. Wśród znalezisk archeologicznych znajduje się duża liczba przedmiotów przedstawiających Słońce, Księżyc i konfiguracje gwiazdozbiorów. Groby IV dynastii faraonów z trzeciego tysiąclecia przed n.e. były orientowane według głównych kierunków horyzontu: NESW — północy, wschodu, południa, zachodu. Błąd orientacji piramidy w Gizie wynosi zaledwie kilka minut łuku. Tak dokładne określanie kierunków wiązało się z wyprowadzeniem z obrotu gwiazdzistego nieba pojęć osi tego obrotu i jej bieguna. Następstwem znajomości bieguna i osi było poznanie podstawowych kół sfery niebieskiej: równoleżników i południków. Z kolei zaobserwowanie sezonowej oscylacji punktów wschodu i zachodu Słońca dało początek wyobrażeniu o jego ruchu rocznym wśród gwiazd oraz pojęciu przesileni i punktów równonocnych. Pojęcie drogi Słońca wśród gwiazd, czyli ekliptyki przebiegającej pasem Zodiaku niebieskiego, uzupełnia schemat kardynalnych elementów sfery, który w zasadzie przetrwał do dzisiaj.

Obok obserwacji położeni Słońca, Księżyca i planet astronomowie starożytni sporządzali tablice ruchu tych ciał. Z jednej strony świadczyło to o wysokim poziomie matematyki w tych czasach, 5

a z drugiej pozwoliło ustalić okresowość biegu tych ciał na niebie i przewidywać niektóre zjawiska.

Zródła z drugiej połowy II tysiąclecia p.n.e. podają, że w Chinach istniał kalendarz, dzielący rok na 365 i 1/4 dnia. Jest to w czasach starożytnych najbardziej precyzyjne określenie długości roku zwrotnikowego, równego według dzisiejszych obliczeń 365,2422 dnia. W tych bardzo odległych czasach Chińczycy osiągnęli dokładność kalendarza juliańskiego, używanego w Europie aż do końca XVI stulecia.

Obok zjawisk regularnych, mających tak kapitalne znaczenie dla organizacji życia na Ziemi, występowały zjawiska trudne lub nawet niemożliwe do przewidzenia. Wśród nich zaćmienia Słońca i Księżyca oraz pojawienia się komet budziły szczególnie strach i przerażenia. Człowiek nie rozumiał wszystkich tych zjawisk, koryzył się przed nimi, widział ich wyraźny wpływ na bieg wydarzeń na Ziemi. Toteż obok układania kalendarza i prowadzenia rachuby czasu najważniejszym obowiązkiem starożytnych astronomów, zwanych astrologami, było wyczytanie w „tajemnej księdze nieba” losów ludzi i narodów.

Praca tego rodzaju wymagała dokładnej znajomości nieba i jego ruchów i mogła się opierać tylko na wielu dostatecznie dokładnych obserwacjach astronomicznych. Dokonywali ich najczęściej kapłani w swych świątyniach, będących jednocześnie obserwatoriami astronomicznymi. Szczególnie gorliwymi obserwatorami byli kapłani Chaldejscy. Dokonali oni wielu doniosłych odkryć astronomicznych: między innymi odkryli błędzące gwiazdy—planety i umieli przewidywać zaćmienia Słońca i Księżyca. Wyjaśnienie ruchu odkrytych przez nich planet stało się nie tylko jednym z najważniejszych w ciągu kilku tysięcy lat problemów naukowych astronomii, ale było pierwszorzędnym zagadnieniem interesującym całą myślącą ludzkość. Od tych najdawniejszych czasów, aż po dzień dzisiejszy astronomia wpływa na rozwój nauk matematycznych, fizycznych i filozoficznych oraz na kształtowanie się światopoglądu.

NAJSTARSZE PRZYRZĄDY ASTRONOMICZNE

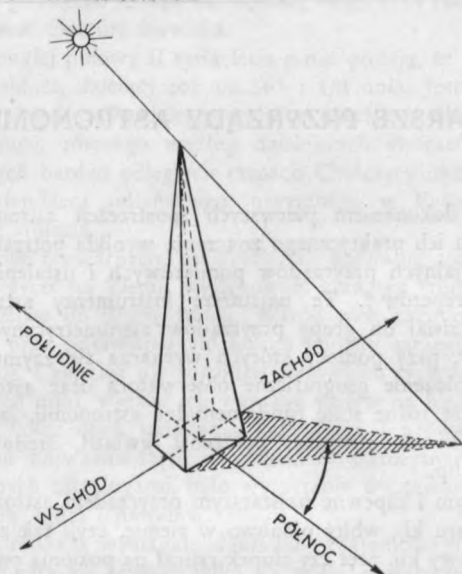
Wraz z dokonaniem pierwszych spostrzeżeń astronomicznych i odkryciem ich praktycznego znaczenia wynikła potrzeba wynalezienia specjalnych przyrządów pomiarowych i ustalenia astronomicznych reperów*. Te najstarsze instrumenty astronomiczne weszłyby dzisiaj do grupy przyrządów astrometrycznych, to jest przyrządów, przy pomocy których wyznacza się azymuty** kierunków, położenie geograficzne obserwatora oraz astronomiczny czas, a także różne stałe fundamentalne astronomii, jak nachylenia ekliptyki do równika, położenia gwiazd, średnice Słońca i Księżyca itp.

Najprostszy i zapewne najstarszy przyrządem astronomicznym był po prostu kij, wbity pionowo w ziemię, czyli tak zwany gnomon. Pionowy kij, pręt czy słupek rzucał na poziomą powierzchnię cień, którego długość i kierunek zmieniały się w ciągu dnia i w ciągu roku. Na podstawie pomiarów tego cienia i analizy jego zmian można określić strony świata (kierunek padania cienia w momencie, gdy jest on najkrótszy, nazwano kierunkiem północy), wysokość Słońca nad horyzontem, czas. Obserwacje cienia w ciągu miesięcy i lat pozwoliły wyznaczyć momenty przesileni i równonocy, długość roku zwrotnikowego, nachylenie ekliptyki do równika i szerokość geograficzną miejsca obserwacji.

Aby uzyskać informację, jaki okres czasu upłynął od wschodu oraz ile jeszcze czasu pozostało do zachodu Słońca, należało odpowiednio oznakować powierzchnię czy tarczę, na którą padał cień gnomonu. Tak powstał podział czasu na godziny i mniejsze jednostki. Prawidłowe wykonanie tego podziału, w zależności od poziomego czy ukośnego położenia tarczy oraz sposobu osadzenia pręta, wymagało znacznej wiedzy matematycznej. Starożytni nie znali kompletnej teorii gnomona, ale sam przyrząd i jego pochodne w różnych wykonaniach tzw. zegarów słonecznych rozpow-

* Reper – punkt odniesienia i punkt orientacyjny w terenie.

** Azymut – kąt między kierunkiem miejscowego południka, a kierunkiem do danego obiektu.



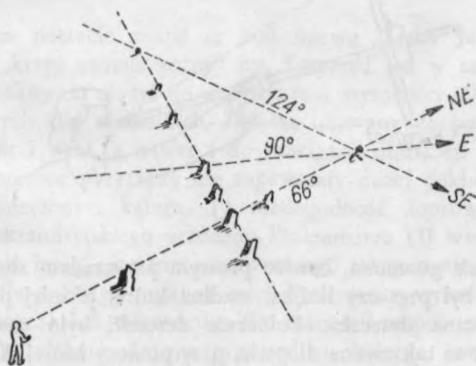
szechnione były niemal we wszystkich dawnych ośrodkach kultury: od Chin, przez Grecję, do kraju Inków, Majów i Azteków. Grecy dokonali zasadniczego udoskonalenia tego przyrządu przez ustawienie pręta równoległe do osi ziemskiej. Uprościło to znacznie wykreślanie siatki godzin. Wysoki ponadto poziom geometrii w Grecji pozwolił jej „zegarmistrzom” na wykonanie bardzo dokładnych zegarów. I tak na przykład zegar słoneczny z I wieku p.n.e. na Wieży Wiatrów w Atenach wskazywał czas z dokładnością do 3 minut.

Zegary słoneczne przetrwały dziesiątki stuleci i nawet dzisiaj są mile widziane jako sympatyczna dekoracja parków miejskich czy wykwintnych budowli. Z biegiem czasu ich konstrukcja, kształt i zewnętrzna oprawa ulegały daleko idącym zmianom. Obok obeliskowych zegarów olbrzymów, jak 34-metrowy gnomon na polu Marsowym w Rzymie z czasów cesarza Augusta, pojawiły się bardzo różne, dostosowane do różnych szerokości geograficznych, wymyślne zegarki przenośne, jak zegarki hinduskich pielgrzymów w postaci ośmiobocznych pastorałów. W Polsce ciekawy zbiór zegarów słonecznych istnieje w Muzeum Przyppkowskich w Jędrzejowie.



2. Zbiór zegarów słonecznych z XVIII-XIX w. w Muzeum Przyppkowskich w Jędrzejowie

Wyniki obserwacji prowadzonych przy pomocy gnomona doprowadziły, zapewne jeszcze w epoce neolitu (3500 do 1700 lat p.n.e.), do ustawienia astronomicznych reperów, materializujących pewne kierunki astronomiczne. Tymi reperami były ciągi i skupiska megalitów, tworzące proste układy geometryczne. W jednym, jak w Crozon w Bretanii, kilometrowe rzędy głazów wytyczają linię południka, w innych uprzywilejowany jest kierunek wschodu Słońca w czasie przesilenń itp. Zespół megalitów w Bretanii tworzy

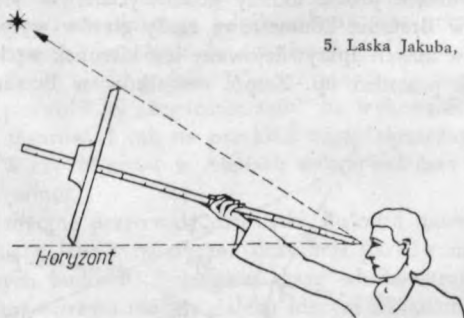


3. Układ megalitów w Crozon



4. Megality w Stonehenge

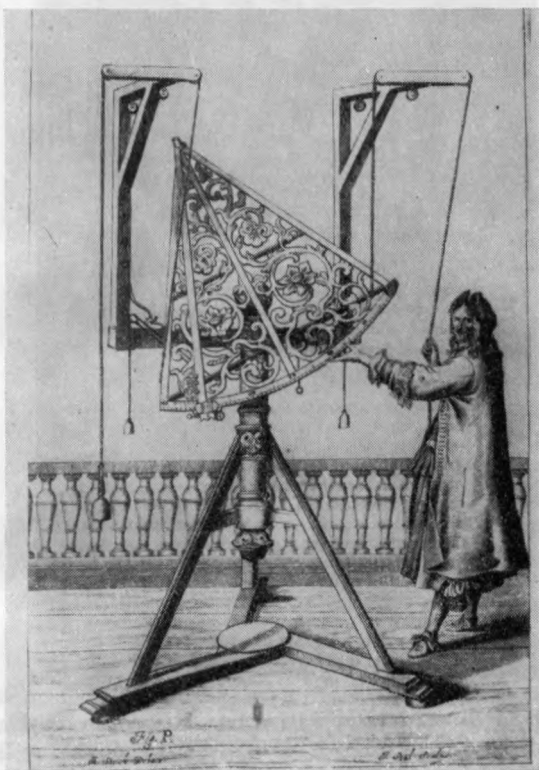
ciągi liniowe. Zbudowany około roku 2000 p.n.e. zespół megalitów w Stonehenge (Anglia) tworzy ciąg koncentrycznych kręgów i prawdopodobnie używany był do przepowiadania zaćmień. Kierunki ekstremalnych położenia Słońca i Księżyca są w nim też wyróżnione. W Polsce w Borach Tucholskich w miejscowości Odry istnieje rezerwat megalitów, tworzących podobne jak w Stonehenge zespoły kręgów.



5. Laska Jakuba, czyli kusza

Innym, obok gnomona, bardzo prostym przyrządem służącym do celowania był pręt czy linijka, wzdłuż której później przesuwiała się poprzeczna deseczka. Położenie deseczki było znaczone na linijce. Jest to tak zwana dioptria, przy pomocy której Archimedes
 10 ocenił średnicę kątową Słońca na 27 do 33 minut łuku. Jej

6. Sekstans
Tychona Brahe



doskonalwsze postaci znane są pod nazwą „laska Jakuba“ czy „kusza“, „krzyż geometryczny“ itp. Przyrząd ten w astronomicznym zastosowaniu służył do wyznaczania wysokości albo odległości kątowych ciał niebieskich. Był też używany do pomiaru wysokości gór i wież, a nawet i do nawigacji morskiej.

Powyżej opisane przyrządy nie zapewniały dużej dokładności pomiarów mierzonym kątom. Ta niedogodność doprowadziła zapewne aleksandryjskiego uczonego Ptolemeusza (II wiek n.e.) do zbudowania innego instrumentu, zwanego instrumentem paralaktycznym (bo za jego pomocą miał Ptolemeusz wyznaczać paralaksę Księżyca) lub trikwetrum (bo stanowił zespół trzech listew tworzących trójkąt). Innym przyrządem, którego koncepcję też przypisujemy Ptolemeuszowi, jest kwadrant, czyli horoskopus. 11

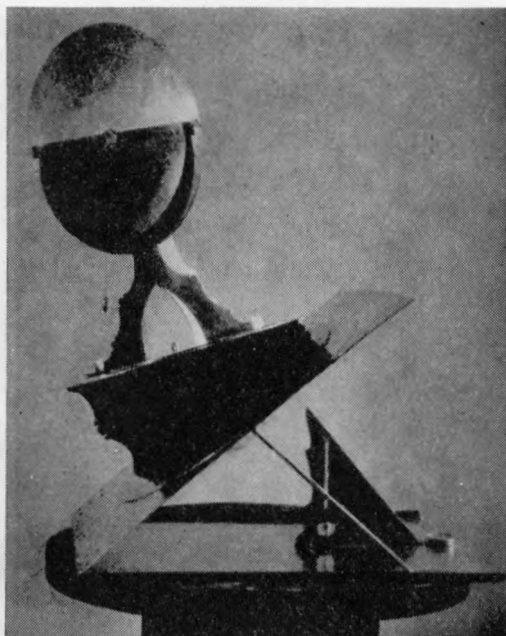


7. Arabskie astrolabium płaskie – najstarszy przyrząd naukowy przechowywany w Polsce

Była to po prostu wygładzona ściana lub zwykła kwadratowa deska o boku około 2 m, ustawiona pionowo i w linii południka. W górnym narożniku zwróconym do Słońca był kołek grubości palca, który rzucał cień na wyrysowaną na desce podziałkę kątową ćwiartki koła. Przy pomocy tego przyrządu odczytać można było wzniesienie katowe Słońca. Ptolemeusz mierzył najwyższe (22 czerwca) i najniższe (23 grudnia) położenie Słońca w ciągu roku i biorąc z tego średnią otrzymywał nachylenie ekliptyki do równika.

Obok kwadrantu rozwinęły się, zwłaszcza w wiekach średnich, różne typy sekstansów i oktantów, duże i małe, przenośne, służące do celów nawigacyjnych, i stałe, wykorzystujące tę samą zasadę. Jak sama nazwa wskazuje, wykorzystywano w tych instrumentach jedną szóstą lub jedną ósmą kąta pełnego. Najbardziej gigantycznym z zachowanych sekstansów jest oparty na łuku o promieniu 4021 cm, wykuty w skale w płaszczyźnie miejscowego południka niebieskiego, wielki sekstans uzbeckiego astronoma i monarchy

8. Torquetum
Marcina Bylicy

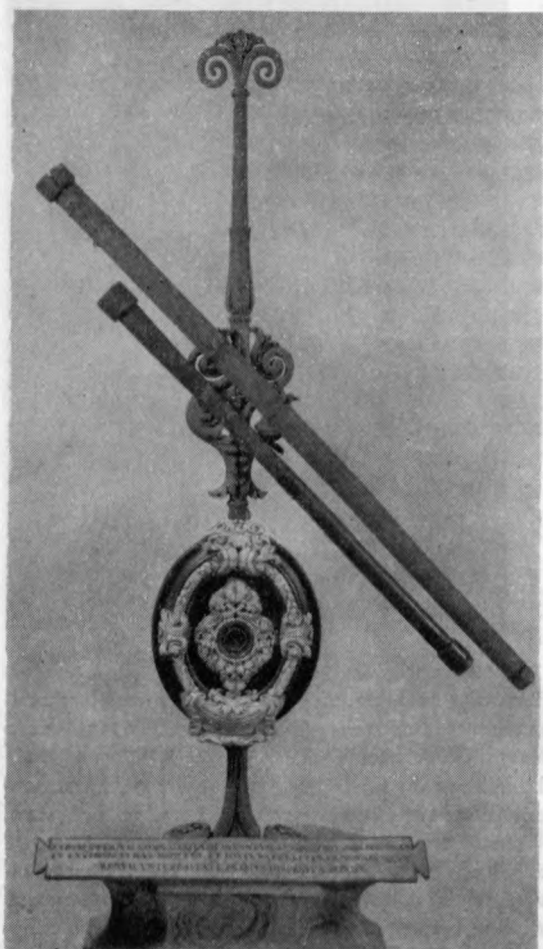


XV w. Ulug-Beka. Do najdokładniejszych i kunsztownie wykonanych należą kwadranty i sekstansy Tychona Brahego, duńskiego astronoma już ery pokopernikańskiej.

Najbardziej skomplikowanym starożytnym przyrządem astronomicznym, opierającym swą konstrukcję na kręgach, była tzw. armilla, czyli sfera armillarna, przypisywana Eratostenesowi. Zwano ją także astrolabium. Przy odpowiednio ustawionych, zaopatrzonych w podziałki kątowe koncentrycznych kołach można było tym przyrządem bezpośrednio odczytywać współrzędne ekliptyczne lub równikowe ciał niebieskich. To właśnie tym, zrekonstruowanym przez siebie instrumentem Kopernik przeprowadził większość swoich obserwacji. Rekonstruował też Kopernik trikwentrum i kwadrant. Bliższe omówienie tych trzech instrumentów pozostawmy do następnego rozdziału.

Jedną z pochodnych sfery armillarnej było udoskonalone w średniowieczu przez Arabów astrolabium płaskie, planisferyczne. Był to pierwszy przyrząd wyrabiany na większą skalę z metalu, który 13

9. Luneta
Galileusza



zastąpił dawniejsze przyrządy wytwarzane raczej z drewna. Zopatrzone w przeziernicę i podziałki oraz wykresy łuków (stanowiących stereograficzny rzut sfery niebieskiej dla określonej szerokości geograficznej) pozwalał wyznaczać wśród gwiazd stałych pozycje planet na niebie i obliczać kąty ich wzajemnych położen. Obserwowano nim za pomocą dwu otworków znajdujących się na alidadzie (listwie przeziernikowej, z arabskiego *alidda*) w płyt-

kach drewnianych czy metalowych, upatrując takiego położenia alidady, w którym światło gwiazdy czy planety przechodziło przez dwa otworki. Bezpośredni odczyt na skali dawał położenie kątowne ciała niebieskiego względem poziomu, pionu lub ekliptyki. Przyrząd ten bardzo spopularyzował obserwacje nieba i znacznie przyczynił się nie tylko do rozwoju astronomii praktycznej (z przepowiadaniem przyszłych losów, czyli astrologią), ale i do rozwoju właściwej, naukowej astronomii. Najstarszym przyrządem naukowym przechowywanym w Polsce od XV w. (w muzeum Uniwersytetu Jagiellońskiego) jest właśnie astrolabium arabskie z 1054 r. Istnieje też astrolabium morskie, które zostało wynalezione przez Hipparcha w II w. p.n.e., ale rozpowszechnione dopiero kilkanaście wieków później. Zawieszane na pierścieniu dla zachowania pionowej pozycji nawet w czasie kołysania się statku, nadawało się ono do mierzenia czasu tak na wodzie, jak i na lądzie. W tej funkcji astrolabia nawigacyjne zastąpione zostały dopiero przez zegary wahadłowe.

Powyższy przegląd najstarszych instrumentów astronomicznych uzupełnić by można tylko wyliczeniem przyrządów mniej rozpowszechnionych, a używanych głównie w różnych krajach Azji. Narzędzia te opierały się na tych samych zasadach, co powyżej opisane instrumenty, i stanowiły ich wersje z reguły bardziej uproszczone, dostosowane do pomiaru określonych kątów, toteż ich opis pominiemy. Nie możemy natomiast pominąć jednego z najnowszych w czasach Kopernika i podstawowego w końcu średniowiecza przyrządu, służącego do wyznaczania współrzędnych ekliptycznych — torquetum. Do jego konstrukcji walnie przyczynił się w XIII w. paryski profesor, nazywający się Frankon z Polski. Dochowały się do dzisiaj dwa metalowe egzemplarze torquetum: jeden Mikołaja z Kuzy z 1434 r. i drugi, profesora Uniwersytetu Jagiellońskiego, Marcina Bylicy z Olkusza — z około 1487 r. Przypuszcza się, że w czasie swych studiów w Krakowie Kopernik używał tego drugiego, znajdującego się do dziś w muzeum Jagiellońskim przyrządu. Jego fotografię podajemy na rysunku 8. Instrument ten, zmodyfikowany i wyposażony w akcesoria optyczne, dał początek pierwszemu układowi paralaktycznemu.

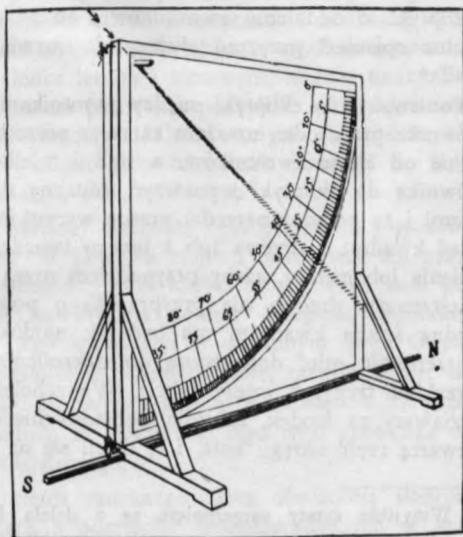
Ostatecznym rezultatem prowadzonych przy pomocy opisanych wyżej instrumentów astronomicznych obserwacji oraz rozważań teoretycznych były zbudowane na ich podstawie tablice astronomiczne. Służyły one do ustalania wzajemnego położenia ciał nie-

bieskich dla dowolnego momentu i były podstawowym narzędziem pracy średniowiecznego astronoma. Korzystali z nich skrzętnie średniowieczni astrologowie. Tablice astronomiczne podał w swym *Almageście* już Ptolemeusz, ale najbardziej rozpowszechnione w Europie w XIV i XV w. były tablice alfonsyńskie, opracowane przez kolegium, powołane przez króla Kastylii Alfonsa X w XIII w. Egzemplarz czwartego wydania tych tablic z 1492 r. był prawdopodobnie od czasów studiów krakowskich własnością Kopernika. W XV w. tablice te zestarzały się już na tyle, że należało je poprawiać. Poprawianie tablic astronomicznych było głównym zadaniem ówczesnej astronomii obserwacyjnej, a w pracach tych torquetum odgrywało zasadniczą rolę.

Wszystkie dotychczas omówione instrumenty astronomiczne, tak starożytny, jak i średniowieczne, aż do początku XVII w. służyły do spostrzegania na niebie światła niebieskich, a nie do obserwowania ich kształtu czy obrazu. Mówimy dzisiaj, że przyrządy te służyły tylko do mierzenia kierunku, z którego dochodziło do nas promieniowanie ciał niebieskich. Dopiero wynalazek lunety w 1609 r. i skierowanie jej na niebo radykalnie zmieniają tę sytuację.

INSTRUMENTARIUM ASTRONOMICZNE MIKOŁAJA KOPERNIKA

Kopernik, zapatrzony w doskonałość świata antycznego, prawie całkowicie pomija w swych pracach instrumenty średniowieczne. Nie można go posądzać o to, że ich nie znał, bo przecież jego nauczyciel w Krakowie, Marcin Bylica, był konstruktorem jednego z najdoskonalszych. Sam jednak rekonstruuje przyrządy, jakich używali starożytni. Ponieważ instrumenty te nie były w powszechnym zastosowaniu, uważa za konieczne przypomnienie ich wyglądu i zasad posługiwania się nimi. Temu zawdzięczamy względnie dokładne opisy instrumentów Kopernika w *De revolutionibus*. Na ich podstawie i po skonfrontowaniu z innymi, bardzo rzadkimi opisami można było te narzędzia rekonstruować. Nie dotrwały one bowiem do naszych czasów; wykonane z drzewa jodłowego, łatwo mogły ulec spaleni lub rozpadowi. Rekonstrukcji



10. Kwadrant

instrumentarium Mikołaja Kopernika dokonali w Polsce Feliks i Tadeusz Przytkowscy z Jędrzejowa w latach 1948—1949 oraz pracownicy Katedry Astronomii Politechniki Warszawskiej w 1953 r.

Przyrządy Kopernika były niesłychanie proste i dziwi nas dzisiaj, że takimi środkami potrafił on dojść do odkrycia swojej koncepcji świata. Niewątpliwie jest to oznaką wyjątkowego geniuszu tego wielkiego astronoma. Ale Kopernik jest ostatnim wybitnym badaczem posługującym się tak antyczną aparaturą. Już Tycho Brahe przechodzi na nowsze typy przyrządów, a epokowy wynalazek lunety, zastosowany przez Galileusza w 1609 r. do obserwacji nieba, zmienia zupełnie metody pracy astronomów. Tak więc jak w swojej nauce Kopernik stoi na krawędzi dwu wielkich epok, tak i w metodzie pracy, w swej aparaturze, zamyka epokę sięgającą starożytności.

Przyjrzyjmy się jego instrumentom w takiej kolejności, w jakiej je opisuje w swym nieśmiertelnym *De revolutionibus*.

KWADRANT CZYLI HOROSKOPUS

Jako pierwszy ze swych przyrządów przedstawia Kopernik kwadrant. W księdze II w rozdziale 2, pod tytułem „O pochyłości ekliptyki, o oddaleniu zwrotników i sposobie ich dochodzenia”, autor opisuje * przyrząd służący do rozwiązania postawionych zadań:

„Ponieważ koło ekliptyki między zwrotnikami ukośnie względem równika przechodzi, uważam za rzecz potrzebną, wynaleźć oddalenie od siebie zwrotników, a stąd i wielkość kąta pochyłości równika do ekliptyki wyznaczyć. Musimy dochodzić tego zmysłami i za pomocą narzędzi przede wszystkim wypada przygotować kwadrat z drzewa lub z innego twardego materiału, z kamienia lub metalu, ażeby przypadkiem przez odmianę powietrza niestateczne drzewo nie przypawiło o pomyłkę spostrzegacza. Jedna ściana kwadratu ma być jak najdokładniej wygładzona i szerokość mieć dostateczną do nakreślenia podziałki, jak na przykład trzy lub cztery łokcie. Wierzchołek jednego z kątów wzięwszy za środek, zakreśla się stosownie do jego obszerności czwartą część okręgu koła, i tę dzieli się na 90 równych stopni,

*) Wszystkie cytaty zaczerpnięte są z dzieła Kopernika, wydanego w tłumaczeniu polskim przez Baranowskiego, Warszawa 1853.

te znowu na 60 minut lub ile ich zmieścić można. Potem w środku utwierdza się wskazówka walcowa, jak najdokładniej wytoczona, aby prostopadle do owej powierzchni nieco nad nią, na długość palca lub mniej wystawała. Mając tak przygotowane narzędzie, należy potem nakreślić linię południową na podstawie kamiennej (*in pavimento*), ułożonej do płaszczyzny poziomej i bardzo dokładnie zrównoważonej za pomocą dyoptry lub śródwagi (*per Hydroscoptium vel Chorobaten*), iżby się na żadną stronę nie pochylała. Po nakreśleniu na niej koła, w środku jego utwierdzmy wskazówkę i kiedy niekiedy uważając przed południem, tam gdzie koniec cienia dotknie okręgu koła, znak połączmy. Podobnie zrobimy po południu, a łuk koła między dwoma oznaczonymi punktami zawarty, podzielimy na dwie równe części. Linia prosta poprowadzona od środka koła przez punkt podziału łuku, wskaże nam niemylnie południe i północ. Do tej tedy linii, jakby podstawy, przykładamy się płaszczyzna narzędzia i ustawiamy ją prostopadle z obróconym ku południowi środkiem, aby z niego linia pionowa spuszczone, tworzyła kąty proste z linią południową. Tym sposobem płaszczyzna narzędzia będzie wystawiała koło południkowe. Następnie w dniach letniego i zimowego stanowiska słońca uważajmy cień w południe od owej wskazówki, czyli walca rzucony, używszy do tego jakiej rzeczy przy łuku ćwiartki koła, ażeby pewniej uchwycić miejsce cienia, i oznaczmy jak najdokładnie środek cienia w stopniach i minutach. Gdy to wykonamy, łuk koła objęty między dwoma cieniami oznaczonymi w stanowisku słońca letnim i zimowym, wskaże nam odległość zwrotników, a razem podwójną pochyłość ekliptyki, której wzięwszy połowę, otrzymamy oddalenie samych zwrotników od równika i poznamy wielkość kąta nachylenia równika do koła i idącego środkiem znaków zwierzyńcowych”.

Czyż potrzebny jest bardziej dokładny opis przyrządu i sposobu posługiwania się nim? W pewnym stopniu instrument ten przypomina dzisiejsze instrumenty przejściowe i tak zwane koło południkowe. Pozwalał bowiem na pomiar odległości zenitalnej Słońca w momencie jego kulminacji w dowolnym dniu. Gdyby był wyposażony w urządzenie przeziernikowe, mógłby służyć do wyznaczania odległości zenitalnych gwiazd w momencie ich przechodzenia przez południk. A obserwacje tego typu prowadzą do wyznaczania czasu miejscowego.

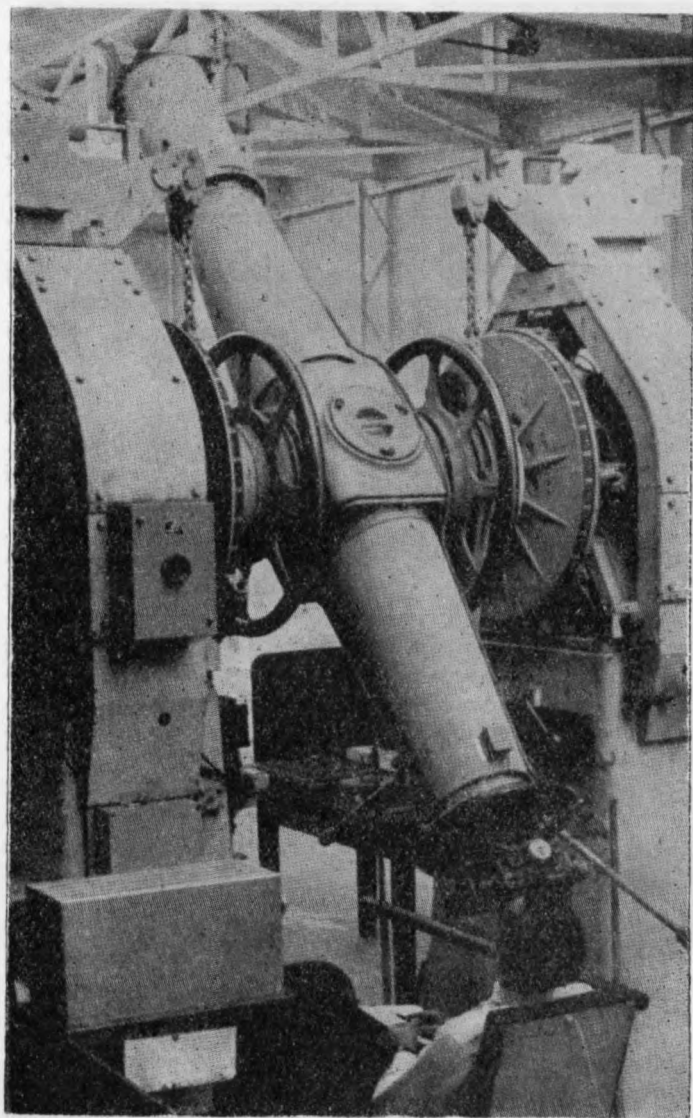
Środkowe położenie cienia rzucanego przez oświetloną słońcem wskazówkę, wynikające z pomiarów przeprowadzonych w mo-

mentach letniego i zimowego przesilenia (tzn. gdy Słońce znajduje się odpowiednio w znaku Raka i Koziorożca) względem horyzontu, wyznaczało szerokość geograficzną miejsca obserwacji. W ten sposób zresztą Kopernik kilkakrotnie wyznaczał szerokość geograficzną Fromborka, nazywając tę wielkość wysokością bieguną nad horyzontem. Dwa cytowane przez niego w *De revolutionibus* wyniki wynoszą $+54^{\circ}19'$ i $+54^{\circ}19',5$. Z obserwacji przeprowadzonych kilkadziesiąt lat później (1584) przez duńskiego astrometrę Eliasza Zimbera w domniemanym miejscu obserwacji Kopernika, Tycho Brahe otrzymuje średnią wartość $\varphi = +54^{\circ}22'00''$. Dzisiaj przyjmowaną wartością na tę wielkość jest $+54^{\circ}21'34''$. Brahe mógł się więc przekonać, że błąd pomiaru szerokości geograficznej u Kopernika nie był wielki; różnica między wyznaczeniami Kopernika a współczesnymi wynosi $+2\frac{1}{3}'$, między wyznaczeniami Brahego a współczesnymi $-0',5$.

Niektórzy autorzy przypuszczają, że niezależnie od wyznaczeń szerokości geograficznej Fromborka, Kopernik brał udział w wyznaczeniach szerokości geograficznej Torunia i innych miast. Prace te miałyby związek ze współpracą Kopernika z Aleksandrem Scultetim nad mapą ówczesnej Liwonii (Łotwy) i prawdopodobnie Prus Wschodnich. Fundamentalne obserwacje kwadrantem wykonywał Kopernik we Fromborku wielokrotnie w latach 1515 i 1516, a rozpoczął je nie wcześniej jak w 1512 r. Przerwał je wyjazd do Olsztyna, związany z objęciem przezeń późną jesienią 1516 r. obowiązków administratora dóbr kapituły warmińskiej.

Jeszcze jedną wielkość astronomiczną można wyznaczać kwadrantem Kopernika, mianowicie deklinację Słońca. Deklinacja jest to odległość katowa ciała niebieskiego od równika niebieskiego, mierzona wzdłuż południka niebieskiego. Wielkość tę reprezentował łuk zawarty między położeniem cienia rzucanego przez kolek w dowolne południe a położeniem cienia w dniach równonocy (21 marca i 23 września). Choć tego rodzaju obserwacje są wielce prawdopodobne, nie istnieją żadne dane, mówiące, że Kopernik je istotnie tym instrumentem wykonywał.

W związku z pracami rekonstrukcyjnymi i konserwatorskimi, prowadzonymi na wzgórzu katedralnym we Fromborku w latach pięćdziesiątych naszego wieku rozgorzała dyskusja na temat miejsca, z którego Kopernik prowadził swe obserwacje. Nie obyło się nawet bez ekspertyzy astronomicznej, przeprowadzonej przez dra Jana Gadomskiego, prof. Michała Kamińskiego i dra Janusza Pagaczewskiego. Tradycyjne lokowanie obserwatorium Koper-



11. Koło południkowe obserwatorium Greenwich. Oś optyczna tego instrumentu wyznacza zerowy południk niebieski

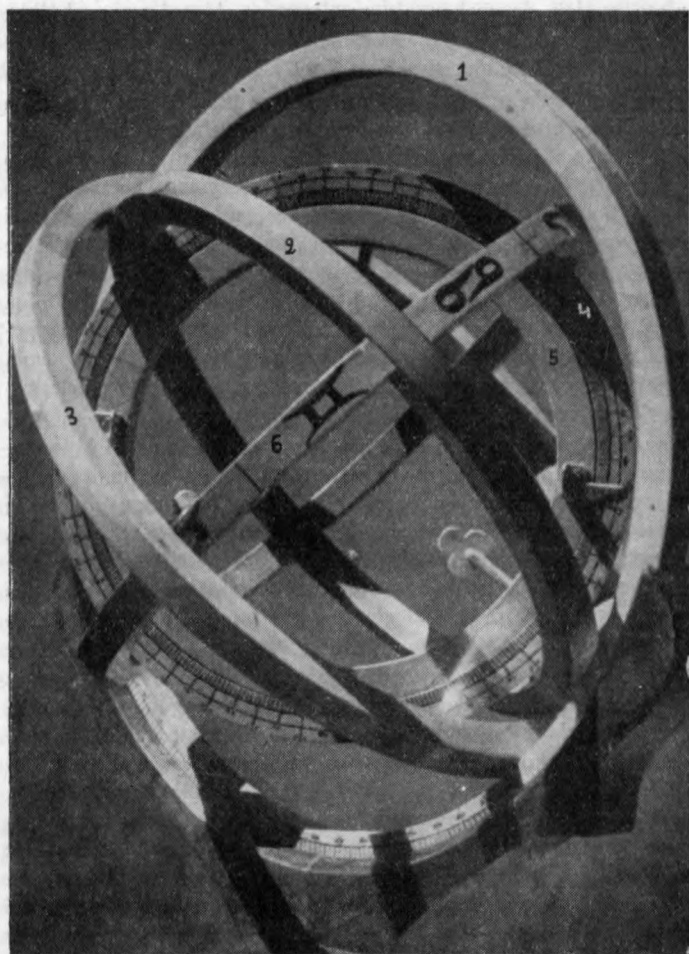
nika na tak zwanej wieży Kopernika czy balkonie do niej przylegającym nie wydaje się ze względów czysto astronomicznych uzasadnione. Nie znaleziono też żadnych śladów istnienia ganku przy wieży Kopernika i na szczęście nie usiłowano go rekonstruować. Pagaczewski dowodzi, że owo *pavimentum*, o którym mówi Kopernik w powyżej cytowanym tekście, jako o miejscu, które należało tak solidnie wykonać i na którym ustawiało się kwadrant, należy lokować w ogrodzie kurii, w której zamieszkiwał Kopernik, być może w tym samym miejscu w „zabudowaniach Ekharda z Kępna”, skąd dokonywał pomiaru szerokości geograficznej Fromborka w roku 1584 wysłannik Tychona Brahe, Zimber. Zabudowania Ekharda z Kępna stały na fundamentach spalonej przez Krzyżaków w styczniu 1520 r. kanonii Św. Piotra, którą najprawdopodobniej Kopernik zajmował od 1512 r.

Kopernikowski oryginał kwadrantu został zapewne spalony przez Krzyżaków w czasie wspomnianego napadu na Frombork w 1520 r. Jak już wspomnieliśmy wyżej, rolę starożytnego kwadrantu pełni dzisiejszy instrument przejściowy i tak zwane koło południkowe. Linią celowania jest w tych przyrządach oś optyczna lunety. W płaszczyźnie ogniskowej lunety znajduje się siatka nitek pajęczych. Obserwator, oglądający siatkę nitek przez okular lunety lub urządzenie fotoelektryczne, notuje momenty przejścia wybranej gwiazdy przez kolejne nitki. Metodą rachunkową ustala się następnie z dokładnością do setnych części sekundy moment przejścia gwiazdy przez miejscowy południk niebieski. Drugą współrzedną gwiazdy, odległość zenitalną, uzyskuje się z dużą dokładnością jedynie przy pomocy koła południkowego.

Luneta koła południkowego ma tylko jedną oś obrotu — dookoła bardzo dokładnie poziomo ustawionej osi, skierowanej w kierunku wschód—zachód. W ten sposób oś optyczna lunety wykonuje ruchy tylko w prostopadłej do horyzontu płaszczyźnie miejscowego południka niebieskiego.

ASTROLABIUM ALBO SFERA ARMILLARNA

Drugim przyrządem opisanym niestety bardzo pobieżnie w stosunku do jego złożonej postaci, jest sfera armillarna, czyli tzw. astrolabium. Jest to chyba najbardziej interesujący instrument Kopernika. Podobnie jak kwadrant i trikwetrum był on wykonany z drzewa jodłowego. Jego skomplikowany kształt wydaje się teraz



12. Kopernikowskie astrolabium - rekonstrukcja Przyppkowskich

niec trudny do wykonania w drzewie, ale wówczas obróbka drewna była mistrzowsko rozwinięta i toczenie takich kształtów nie przedstawiało specjalnych trudności.

Kopernikowskie astrolabium, działające w układzie współrzędnych ekliptycznych, składało się z 6 koncentrycznych kręgów (obręczy) z podziałkami znaczonymi inkaustem. Najbardziej zewnętrzne koło materializowało południk miejscowy (1). Przymocowane ono było do słupka podstawy w taki sposób, że jego oś biegunowa, czyli oś równoległa do osi obrotu Ziemi, dookoła której obracały się inne, wewnętrzne koła tego instrumentu, ustawiona była pod kątem równym szerokości geograficznej miejsca obserwacji. Dolna część tego koła miała wyrysowaną w tym celu odpowiednią podziałkę od 0° do 90° . W czasie obserwacji płaszczyznę tego koła należało ustawić w płaszczyźnie miejscowego południka niebieskiego (rzeczywistego południka miejsca obserwacji).

Na osi biegunowej południka miejscowego obraca się koło godzinne (południk), który jest zarazem kołem wielkim, przechodzącym przez bieguny ekliptyki. To jedyne na sferze niebieskiej koło nosi nazwę koła wrębnego albo koluru stanowisk Słońca (2). Przechodzi ono przez punkty Raka i Koziorożca, w których następuje przesilenie letnie i zimowe Słońca (ekstremalna deklinacja Słońca). Punkty te są odległe o 6 godzin od punktów równonocnych.

W odległości kątowej równej $23^{\circ},5$ od osi biegunowej południka miejscowego (1), na kole wrębnym (2) leży biegunowa oś ekliptyczna. Dookoła tej osi obracają się dwa następne koła, ekliptyczne koła szerokościowe, wzdłuż których mierzy się kątową odległość ciała niebieskiego od ekliptyki, czyli szerokość ekliptyczną. Jedno z tych kół jest zewnętrzne (3) w stosunku do koła wrębnego (2), drugie, z podziałką kątową, wewnętrzne (4). W kole wewnętrznym tkwi wpuszczone w nie i obracające się w jego płaszczyźnie koło piąte (5). Koło to jest zaopatrzone w przezierniki do celowania na obiekty niebieskie i we wskazówki, przy pomocy których na podziałce koła (4) odczytuje się szerokość ekliptyczną obserwowanego ciała. Miało też to koło śruby do regulowania centryczności obrotów koła (5) i utwierdzenia obserwowanego kierunku, aby nie zmienić go przypadkowo przed odczytaniem.

Do koła wrębnego (2) przymocowane jest na stałe w punktach Raka i Koziorożca prostopadle do niego szóste koło, reprezentujące ekliptykę (6). Koło to jest wyposażone w podziałkę i oznaczenia zodiaku. Na nim z położenia kół szerokościowych (4 i 5)

odczytuje się długość ekliptyczną obserwowanego ciała niebieskiego.

A oto kopernikowski opis tego instrumentu w rozdziale 14 księgi II:

„Dla oznaczenia położenia Księżyca i gwiazd, buduje się inne narzędzie, przez Ptolemeusza astrolabem zwane. W tym celu robią się dwa koła, czyli obręcze czworościenne. Obręcze należy spoić i złączyć z sobą pod kątami prostymi tak, ażeby ich ściany wklęsłe i wypukłe odpowiadały sobie jakby na powierzchni jednej kuli. Jedno z tych kół niech ma przeznaczenie ekliptyki (6), drugie koła wrębnego (2), które przez oba bieguny, to jest równika i ekliptyki przechodzi. Pierwsze koło ekliptyki na równe części, jakich zwykle jest 360, na boku podzielić należy [...] Na drugim także kole [...] naznaczymy bieguny samej ekliptyki, od nich wzięwszy odległość podług wymiaru pochyłości ekliptyki, naznaczymy także bieguny koła równikowego. Po wykonaniu tego w ten sposób, przygotować należy dwa inne koła przechodzące przez też same bieguny zodyaku, na których obracać się będą jedno zewnątrz (3), a drugie wewnątrz (4) [...] Te więc koła w owych biegunach zodyaku w kierunku średnicy starannie przedziurawimy i osadzimy na osiach, w których by się łączyły i na nich obracały. Wewnętrzne koło (4) podzielimy także na 360 równych części, ażeby każda ćwiartka, poczynając od biegunów, wynosiła 90 stopni. Nadto wewnątrz tego koła umieścić należy piąte koło (5), mogące się obracać na tej samej płaszczyźnie koła, do którego krawędzi powinny być przytwierdzone przyrządy mające otwory, czyli przezierniki, przez które by światło gwiazdy wypadać i wychodzić mogło [...] na średnicy koła, na jednym i drugim końcu utwierdzają się pewne hamulce, to jest wskazówki podziałek na kole umieszczonych dla uważania szerokości. Na ostatek dodaje się szóste koło (1), które by cały astrolab obejmowało i utrzymywało w zawieszeniu na podporach biegunów równikowych, i ustawione było na kolumnie i na niej podparte, prostopadle stało do płaszczyzny poziomej, z nastawionymi biegunami podług nachylenia sfery; południk powinien mieć położenie podobne do prawdziwego i bynajmniej na bok się nie chwiać”.

Astrolabium to służyło do wyznaczania współrzędnych ekliptycznych planet i gwiazd oraz do określania miejscowego czasu. Obserwacje przeprowadzano w sposób następujący: Najpierw ustawiano równikową oś biegunową na odpowiednią dla miejsca obserwacji szerokość geograficzną, a następnie koło południkowe (1) w pla-

szczyźnie miejscowego południka niebieskiego. Słupek podstawy narzędzia musiał być przy tym dokładnie pionowo ustawiony. Zewnętrzne koło szerokościowe (3) należało nastawić na taki odczyt koła ekliptyki (6), w którym według wcześniejszych obliczeń znajduje się Słońce w danym czasie (porze roku). Następnie celowało się tym kołem tak, aby jego płaszczyzna przedzielała tarczę słoneczną na dwoje. Najlepiej to robić bezpośrednio przed zachodem Słońca. W ten sposób osiąga się pełną orientację przyrządu. Następnie najbardziej wewnętrznymi kołami, celowano za pomocą przezierników na tarczę Księżyca i odczytywano jego szerokość ekliptyczną na podziałce koła (4), a długość ekliptyczną na podziałce koła przedstawiającego ekliptykę (6). W ten sposób otrzymywano różnicę długości ekliptycznych Słońca i Księżyca dla momentu obserwacji. Po zapadnięciu zmroku na tarczę Księżyca naprawdzano zewnętrzne koło szerokościowe (3), a przeziernikami koła wewnętrznego (5) celowano na wybraną do obserwacji gwiazdę. W ten sposób wyznaczano różnicę współrzędnych ekliptycznych gwiazdy i Księżyca, a pośrednio gwiazdy i Słońca. Należało jednak jeszcze wyznaczyć w drodze rachunku zmianę położenia Księżyca za czas, jaki upłynął pomiędzy obserwacją dzienną Słońca i nocną gwiazdy. Księżyc spełniał wyłącznie rolę pośrednika. „Jakoż bez Księżyca, nie byłoby sposobu oznaczenia miejsc gwiazd, gdyż on jeden tylko ze wszystkich jest w dzień i w nocy obecny”.

Większość swych obserwacji wykonał Kopernik właśnie tym instrumentem. Zachowały się zaledwie 63 obserwacje Kopernika, z czego 51 wykonanych na Warmii (głównie we Fromborku), 9 we Włoszech i 3 w Krakowie. Wszystkie obserwacje redukował Kopernik do południka krakowskiego, który jest bardzo bliski południka przechodzącego przez Frombork. Jest to swoisty wyraz patriotyzmu Kopernika, który w ten sposób wprowadził do swych prac południk krajowy, mimo że w tamtych czasach wszelkich redukcji dokonywano na południk przechodzący przez Aleksandrię bądź Toledo.

Dokładność pomiarów Kopernika sięgała dla wyznaczeń czasu jednej minuty czasowej, a dla wyznaczeń pozycji około 5 minut łuku.

Dzisiaj nie ma w użyciu przyrządu, który stanowiłby nowoczesną wersję astrolabium. Zastępuje je po prostu trygonometria sferyczna. Zarówno starożytni, jak i Kopernik nie znali trygonometrii i dlatego zastępować ją musieli systemami odpowiednio wzajem-

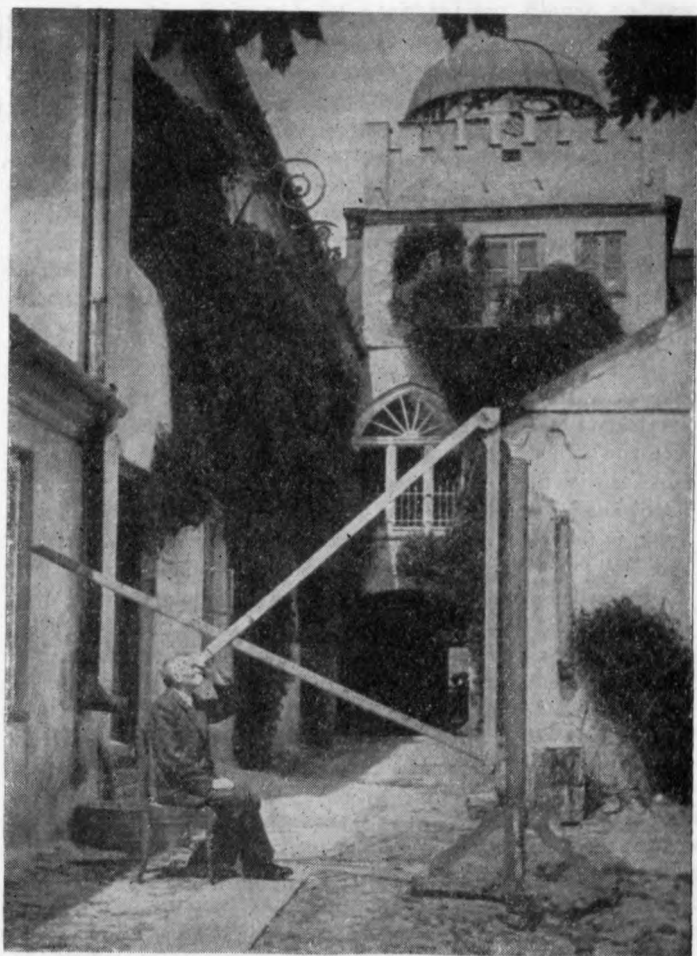
nie obracających się kół, których użycie wymagało właściwego ich ustawienia wzajemnego w czasie przygotowawczych obserwacji. Dziś wykonujemy jedną obserwację czy to momentu przejścia gwiazdy przez południk, czy odległości zenitalnej gwiazdy w danym momencie czasu i drogą rachunku uzyskujemy te dane, które Kopernik odczytywał na podziałkach skal swego astrolabium.

TRIKWETRUM CZYLI INSTRUMENTUM PARALLACTICUM

Ostatnim przyrządem, tym razem dokładnie opisanym przez Kopernika w rozdziale 15 księgi IV jest trikwetrum, czyli przyrząd paralaktyczny. Wynalezienie tego narzędzia przypisuje się Ptolemeuszowi, choć przytacza on tylko jedną, wykonaną przez siebie tym instrumentem obserwację. Instrumenty tego typu były konstruowane i rozpowszechniane również i w wiekach późniejszych. I tak na przykład astronom aleksandryjski Teon (IV w.) mierzył za pomocą trikwetrum kąty z dokładnością 5 minut łuku. Używał też trikwetrum poprzednik Kopernika Regiomontanus w XV w., a w końcu XVI w. jego następca Tycho Brahe.

Trikwetrum jest to zespół trzech drewnianych listew, tworzących trójkąt równoramienny o zmiennej podstawie. Jedno z ramion jest przytwierdzone zawiasami do pionowego słupa, stanowiącego podstawę przyrządu. Drugie ramię, zaopatrzone w dwa przezierniki, stanowi oś celowania i może zajmować dowolne położenie w płaszczyźnie pionowej. Ramię to obejmowało swym, znajdującym się na dolnym końcu rozdwojeniem listwę, stanowiącą podstawę trójkąta. Ta trzecia listwa miała znaczną inkaustem podziałkę w tysięcznych częściach długości pozostałych ramion. Jej całkowita użyteczna długość wynosiła 1414 podziałek, czyli tyle, ile wynosi przekątna kwadratu o boku podzielonym na 1000 części ($\sqrt{2} \times 1000$). Krawędź listwy celowniczej, ślizgając się po listwie podziałkowej, wskazuje liczbę, która daje nam długość cięciwy kąta wierzchołkowego. Kopernik w rozdziale zatytułowanym „Instrumenti parallactici constructio” daje następujący opis swego przyrządu:

„Narzędzie paralaktyczne składa się z trzech lasek, z których dwie są równej długości i wynoszą przynajmniej po cztery łokcie [1 łokieć równa się około 49 cm], a trzecia jest nieco dłuższa.



13. Trikwetrum - Feliks Przypkowski demonstruje sposób posługiwania się zrekonstruowanym przez siebie przyrządem

28 Ta ostatnia wraz z jedną z poprzedzających połączone są z sobą końcami, dwie łaski utwierdzają się za pomocą starannie zrobionych w końcach otworów tak, iżby im krawędzie, czyli brzegi

boczne, odpowiadały i żeby na tej samej płaszczyźnie obracając się, bynajmniej na bok nie ustępowały; na lasce dłuższej, poczynając od środka utwierdzenia, prowadzi się przez całą jej długość linia, i na niej odznacza się jak najściślej długość równa odleganiu utwierdzeń końców dwóch lasek. Linia ta dzieli się na tysiąc części lub więcej, jeżeli można, a ten podział posuwa się dalej w takich samych częściach, aż cała linia zawierać będzie 1414 cząstek i odpowiadać bokowi kwadratu wpisanego w koło, którego by promień zawierał 1000 części [...] Na drugiej także lasce, poczynając od środka połączeń, prowadzi się linia prosta, i na nią przenosi się 1000 tychże podziałek, tak aby jej długość równa była odległości środków utwierdzeń dwóch lasek, nadto iżby po bokach miała przytwierdzone przezierniki podobne tym, jakie zwykle znajdują się przy dyoptrze, przez które można by patrzeć i były tak ustawione, żeby ich podłużne otwory bynajmniej nie zbaczały od kierunku linii na lasce nakreślonej, ale równo wzdłuż od niej odstępowały. Uważać także należy, aby linia przedłużona do laski dłuższej, końcem swoim mogła linię podziałową osiągnąć i tym sposobem utworzyć z lasek trójkąt równoramienny, mający za podstawę linię podziałową. Następnie stawia się pionowo i utwierdza słupek jak najdokładniej w kostkę obrobiony i wygładzony i do niego przytwierdza się narzędzie w kierunku laski, na której są obydwaj połączenia za pomocą pewnych zawiasek, na których narzędzie na kształt drzewiczek w koło mogło się obracać, tak jednak, aby linia prosta przez środki przyczepień przechodząca, zawsze odpowiadała linii pionowej i była prostopadłą do poziomu na kształt jej osi. Chcąc wyznaczyć odległość jakiej gwiazdy od punktu wierzchołkowego w chwili, gdy gwiazda w przeziernikach laski wprost jest widziana, naprowadza się spodnią laskę podziałową i uważa, ile podziałek odpowiada kątowi zawartemu między promieniem ocznym a osią poziomu, jakich średnica koła zawiera 20 000; stąd za pomocą tablicy cięciw znajdziemy łuk szukany koła wielkiego, między gwiazdą a punktem wierzchołkowym”.

Na rysunku 13 dr Feliks Przytkowski demonstruje zrekonstruowane przez siebie trikwetrum mistrza Mikołaja oraz sposób posługiwania się nim.

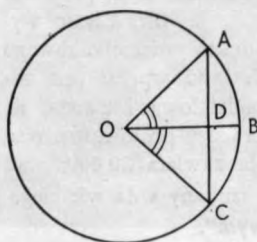
Pomocnicza tablica cięciw, o której Kopernik wspomina, została przez niego obliczona i zamieszczona w rozdziale XII księgi I. Tabela 1 przedstawia mały jej fragment.

Półowa cięciwy łuku podwojonego kąta to współczesny sinus da- 29

Tabela 1

Luki koła	Połowy cięciw łuków podwojonych	Różnica na 10'	Wartości funkcji $\sin \alpha$
Stopnie minuty			
37 00	60 181	232	0,60182
10	60 413		0,60414
20	60 645		0,60645
30	60 876		0,60876
40	61 107		0,61107
50	61 337	230	0,61337
38 00	61 566	229	0,61566
10	61 795		0,61795
20	62 023		0,62024

nego kąta. Sinusem danego kąta nazywamy stosunek przyprostokątnej leżącej naprzeciw tego kąta do przeciwprostokątnej. Na rysunku 14 sinusem kąta AOB będzie stosunek boku AD do AO . Normalnie przyjmujemy, że koło o środku O ma promień jednostkowy, czyli $AO = BO = 1$. Sinusem kąta AOB jest więc $AD : 1$, czyli AD . Odcinek AD stanowi połowę cięciwy AC , kąt AOB bowiem równa się kątowi BOC , czyli kąt AOC jest podwojonym kątem AOB . O dokładności rachunków Kopernika możemy się przekonać, porównując tablicę mistrza Mikołaja z dzisiejszymi tablicami wartości sinusów. Za czasów Kopernika pojęcie matematyczne sinus jeszcze nie istniało.



14. Określenie znaczenia cięciw podwójnych kątów

Trikwetrum było używane przez Kopernika w latach 1515—1525 do pomiarów wysokości Księżyca i gwiazdy α Virginis (Spica). Obserwacjami Księżyca Kopernik chciał dowiedzieć, że odległość Księżyca od Ziemi zmienia się w dużo mniejszych granicach, niż by to wynikało z teorii Ptolemeusza, a obserwacje α Vir były 30 podjęte dla wyznaczenia współczynnika precesji. Ponieważ deklin-

nacje gwiazd nie były w tym czasie dostatecznie dobrze znane, Kopernik musiał wyznaczyć deklinację tej gwiazdy z własnych obserwacji. Zrobił to bardzo dobrze, bo deklinacja wyznaczona przez niego w 1515 r. różni się od obecnie przyjmowanej zaledwie o 1 minutę łuku, a obserwacja z 1525 r. o 2 minuty.

Przez dłuższy czas trikwetrum uchodziło za jedyny przyrząd astronomiczny Kopernika. Pochodziło to stąd, że ono właśnie najdłużej przetrwało, bo aż do pożaru obserwatorium Tychona Brahe „Uraniborg” na wyspie Hveen. Ponadto słynny duński astronom jako jeden z pierwszych wspomina o tym tylko instrumencie Kopernika. Otrzymał je bowiem w darze od kanonika warmińskiego Jana Hannoviusa (ozdobił nim jedną z sal swojego obserwatorium) i wzorując się na nim zbudował swoje, znacznie ulepszone narzędzie paralaktyczne.

Dzisiaj rolę trikwetrum spełnia koło wertykalne. Jest to luneta zaopatrzona w pionowe koło z bardzo dokładną podziałką. W odróżnieniu od koła południkowego koło wertykalne ma pionową oś obrotu i służy jedynie do wyznaczania odległości zenitalnych gwiazd, a na ich podstawie do określania deklinacji gwiazd. Koło południkowe i koło wertykalne stanowią parę narzędzi służących do wyznaczania współrzędnych równikowych gwiazd.

ASTRONOMICZNA TABLICA OBSERWACYJNA W OLSZTYNIE

Poza omówionymi wyżej przyrządami obserwacyjnymi Mikołaj Kopernik skonstruował i wymalował na ścianie zamku w Olsztynie astronomiczną tablicę obserwacyjną. Jest to dzisiaj jedyny istniejący oryginalny jego instrument badawczy. Powstał on w 1517 r., wkrótce po objęciu przez niego urzędu administratora dóbr kapitulnych. Na południowej ścianie zamkowej, wewnątrz krużganku, tuż pod jego sklepieniem, nakreślił Kopernik na powierzchni 120×705 cm szereg linii hiperbolicznych. Feliks i Tadeusz Przytkowski interpretują to zrazu (1943—1953) jako osobliwy zegar słoneczny. Wskazówką tego zegara byłby „zajaczek” słoneczny, uzyskany przez odbicie Słońca od lusterka znajdującego się gdzieś na parapecie okiennym. Późniejsze (1957—1958), „definitywne” — jak pisze T. Przytkowski — badania najstarszych warstw tynku doprowadziły go do wniosku, że jest to „doświadczalna tablica studiów nieregularności biegu Ziemi wokół Słońca”. 31



15. Olsztyńska tablica Kopernika

Używałby więc Kopernik tej tablicy do wyznaczania momentów równonocnych, a co za tym idzie długości roku zwrotnikowego — podstawowej jednostki kalendarzowej rachuby czasu. Z innych źródeł wiadomo, że Kopernik był zaproszony do prac nad reformą kalendarza i że momenty równonocy wyznaczał we Fromborku w latach 1515—1516 przy pomocy kwadrantu. A nad reformą kalendarza i ustaleniem terminów świąt ruchomych pracowało wielu współczesnych Kopernikowi astronomów.

Niestety sam Kopernik nie pozostawił żadnego opisu tej tablicy i sposobu kreślenia jej linii. Ponadto w 1676 r. poważnie ją uszkodzono przez odkucie szeregu pionowych pasów dla wmurowania ścian dzielących krużganek na poszczególne pokoje, a poważne naukowe jej badania zaczęły się dopiero w roku 1948. Wiele więc kwestii z nią związanych pozostaje niejasnych i hipotetycznych.

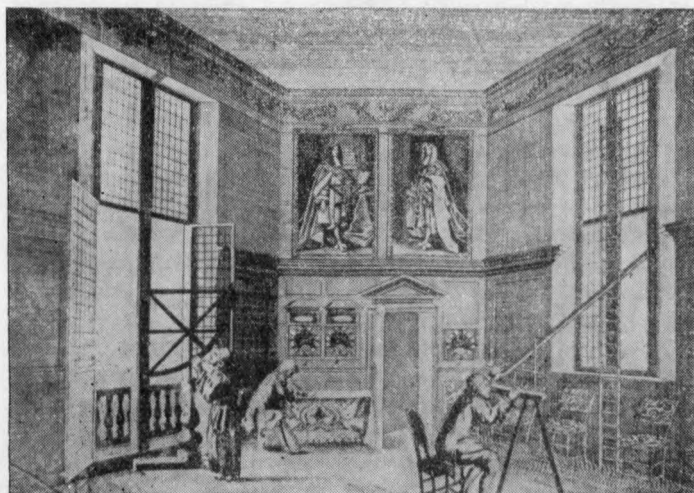
Dotykaliśmy tutaj niezwykle ważnego w obserwacjach astronomicznych problemu czasu. Jak Kopernik rozwiązał ten problem? Wyznaczał na pewno czas z obserwacji za pomocą kwadrantu i chyba przy pomocy jakiegoś zegara słonecznego. Być może był

to zegar umieszczony na jednej z wież katedry fromborskiej, choć nie zachowały się o tym żadne wzmianki. Późniejsza tradycja przypisywała Kopernikowi zegary słoneczne w Toruniu, Włocławku i we Fromborku, podobnie jak i budowę wodociągów w wielu miastach. Nie ma na to jednak żadnego historycznego potwierdzenia. Pewne jest natomiast, że olsztyńską tablicę obserwacyjną o charakterze gnomonicznym wykonał sam Kopernik.

*

Na tym wyczerpujemy omówienie astronomicznego instrumentarium Kopernika. I u czytelnika zapewne zdumienie budzi fakt, że Kopernik, posługując się tak prostymi przyrządami, osiągnął tak rewelacyjne rezultaty. Ale przecież, nie tylko za pomocą samych przyrządów dokonał swego odkrycia. Jak sam wspomina, doszedł do swej teorii „*ratione postea equidem sensu*” — rozumem, a potem dopiero zmysłami. Obserwacje jego są robione oszczędnie i bardzo celowo, a służą do wyznaczenia podstawowych parametrów teorii. Dla każdej z planet wykonał średnio trzy obserwacje, które wy-

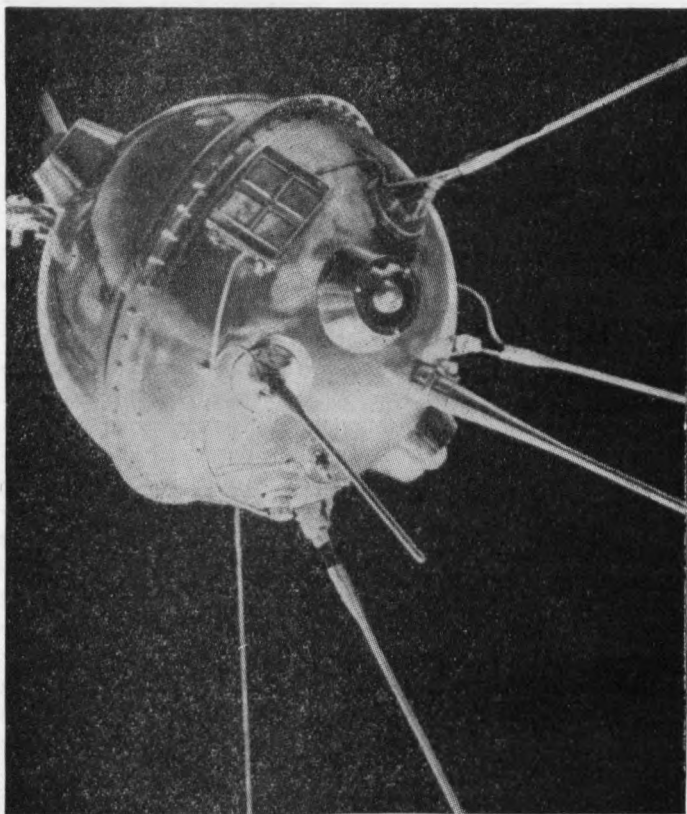
16. Obserwatorium Królewskie w Greenwich w II połowie XVII w. — w głębi tarce zegarów wahadłowych; z lewej strony obserwacje przy pomocy kwadrantu, a z prawej przy pomocy refraktora



korzystał do obliczenia parametrów orbity. Jest w tym bardzo nowoczesny — i dzisiaj dla wyznaczenia orbity planety czy komety posługujemy się co najmniej trzema obserwacjami. Obserwacje te doprowadziły go do odkrycia nie znanego przedtem zjawiska, zmiany położenia orbity planetarnej w przestrzeni. Inni pisali o nim, że „*errat ad omnia quae philosophica non essent, minu attentus*” — mało poświęcał uwagi sprawom, które nie były związane z filozofią. A więc nie same obserwacje, ale rozumowe rozważania dawnych i nowszych obserwacji, przeliczania ich i poszukiwania innych rozwiązań doprowadziły do ich nowej interpretacji. I taka była przede wszystkim metoda jego pracy. Dziś metodę tę nazywamy metodą naukową i przyrodniczą. Nie tworzył teorii zgodnych jedynie z powszechnie obowiązującą filozofią, ale poszukiwał zgodności proponowanych nowych rozwiązań, nowej interpretacji świata z otaczającą go rzeczywistością, z faktami poznawalnymi za pomocą zmysłów. Badał zarejestrowane w starych tablicach astronomicznych fakty obserwacyjne, przeliczał je przeto i sprawdzał tymi samymi instrumentami, którymi posługiwali się jego starożytni poprzednicy.

WSPÓŁCZESNE OBSERWACJE ASTRONOMICZNE

Zwykle wyobrażamy sobie astronoma jako starszego pana, który patrząc przez bardzo długi teleskop, poznaje tajemnice gwiazd. Współczesny astronom różni się jednak bardzo od tego, ukształtowanego przez wiek XIX pojęcia o nim. Olbrzymia większość astronomów to ludzie młodzi, a czasem nawet bardzo młodzi, i do obserwacji nieba niekoniecznie muszą używać długich teleskopów. Co więcej, coraz częściej astronom nie patrzy przez teleskop. Owszem używa dużych teleskopów, tzn. o dużych średnicach obiektów, ale jako urządzeń zbierających duże ilości promieniowania, docierającego do nas od ciał niebieskich. Teleskopy zbierają to promieniowanie w swych „ogniskach”, a tam znajdują się dopiero właściwe przyrządy odbierające, przetwarzające i analizujące to promieniowanie. Tymi przyrządami mogą być spektrografy optyczne i radiowe, różnego rodzaju fotometry i radiometry, polarymetry i elektronowe przetworniki obrazu. Odbiornikami promieniowania są różne fotokomórki i fotonowielacze, dipole radiowe i liczniki Geigera, klisza fotograficzna i oko obserwatora. Rola współczesnego astronoma sprowadza się najczęściej do wybrania obiektu obserwacji i następnie obsługi na przykład takich, jak wyżej wymienione przyrządów, do niedawna zwanych „przyrządami pomocniczymi”. Dziś jakość i rodzaj obserwacji zależy właśnie od tych przyrządów. One mają zasadniczy wpływ na współczesne osiągnięcia obserwacyjne. W pewnym sensie współczesny astronom może też „obserwować”, nie używając w ogóle tradycyjnie pojmowanego teleskopu. Może na przykład śledzić rozwój ewolucyjny różnych faz rozwojowych gwiazd przy pomocy komputera — ten typ współczesnego astronoma odbiega już naprawdę bardzo daleko od popularnego jego obrazu. Współczesny astronom ciągle jeszcze jednak „obserwuje”. Obserwuje, to znaczy dokonuje pomiarów różnych parametrów dochodzącego do niego promieniowania elektromagnetycznego i korpuskularnego bez możliwości wpływu na warunki, w jakich to promieniowanie powstaje. W pewnym sensie jego przeciwień-



17. Pierwsza automatyczna stacja międzyplanetarna „Łuna-1”

stwem jest fizyk eksperymentator, który właśnie zmieniając warunki doświadczenia, otrzymuje informacje o charakterystycznych właściwościach badanego zjawiska. Astronom natomiast na razie nie może aktywnie wpłynąć na przebieg procesów kosmicznych. Reguła ta do czasu wysłania pierwszego sztucznego satelity Ziemi miała jeden wyjątek — badania eksperymentalne spadłych na Ziemię meteorytów. Pierwszy sputnik otworzył drogę do eksperymentalnego badania otaczających nas przestrzeni. Dziś możemy już 36 mieć w ręku materię z różnych obszarów Księżyca i badać ją me-

tołami laboratoryjnymi. Wkrótce zapewne będziemy dysponować podobnymi próbkami z Marsa lub Wenus. Możemy już metodami bezpośrednimi badać najbliższą, otaczającą Ziemię przestrzeń kosmiczną z jej różnorodnym polem promieniowania elektromagnetycznego i korpuskularnego. Są to jednak badania niezwykle kosztowne i nie sięgające dotychczas poza orbitę Marsa, a więc na odległości niesłychanie małe w porównaniu choćby z odległością do najbliższej gwiazdy. Prawie więc wszystkie wiadomości o przyrodzie ciał niebieskich i całego otaczającego nas świata pochodzą, i długo jeszcze będą pochodziły z „obserwacji”, i to najczęściej z obserwacji promieniowania elektromagnetycznego tych ciał. Promieniowanie to ma naturę falową i charakteryzuje się kierunkiem rozchodzenia się, długością fali, natężeniem promieniowania (które jest bardzo silnie zależne od długości fali) i polaryzacją. W zależności od tego, jakie cechy promieniowania będziemy chcieli mierzyć, musimy używać różnych przyrządów. Aż do początku XIX w. interesowano się prawie wyłącznie tylko kierunkiem promieniowania. Kopernik mierzył też tylko kierunki przechodzącego przez jego przezierniki lub rzucającego cienie promieniowania Słońca, Księżyca czy planet i gwiazd. Rozwój fizyki doprowadził w XIX w. do lepszego poznania natury i praw promieniowania, co z kolei umożliwiło rozwój obserwacji astrofizycznych, czyli pomiary fizycznych cech promieniowania ciał niebieskich.

Dla lepszego zrozumienia rozwoju i funkcji współczesnych technik obserwacyjnych i współczesnych teleskopów musimy zatrzymać się chwilę nad opisem cech promieniowania elektromagnetycznego, czyli światła, fal radiowych, promieni X itp.

PROMIENIOWANIE ELEKTROMAGNETYCZNE

NATURA PROMIENIOWANIA ELEKTROMAGNETYCZNEGO

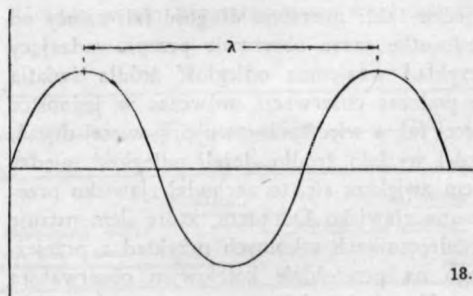
Światło widzialne, fale radiowe czy rentgenowskie są różnymi formami promieniowania elektromagnetycznego. Podstawową właściwością tego promieniowania jest jego charakter falowy. Ruch falowy polega na przenoszeniu się zaburzeń, a w szczególności drgań. Jeśli są to drgania cząstek ośrodka materialnego, np. powietrza lub wody, mówimy o falach dźwiękowych. Jeżeli natomiast są to drgania pola elektrycznego i sprzężonego z nim pola magnetycznego, rozchodzące się bądź w ośrodkach materialnych, bądź w próżni z prędkościami bliskimi 300 tys. km/sek, mamy fale elektromagnetyczne. Pole elektryczne istnieje wszędzie tam, gdzie na ładunek elektryczny działa siła: wokół sieci elektrycznej, w lampach odbiorników radiowych i telewizyjnych, wokół całej Ziemi. Siłę, jaką działa pole na jednostkowy ładunek, nazywamy natężeniem pola w danym punkcie.

Pole magnetyczne istnieje wszędzie tam, gdzie na magnes działa siła. Otoczona jest nią Ziemia, powstaje wokół przewodników, przez które przepływa prąd elektryczny. Zmienne pole magnetyczne jest zawsze sprzężone z polem elektrycznym, a oba te pola są do siebie prostopadłe — mówimy nawet o wektorze elektrycznym i magnetycznym fali elektromagnetycznej.

Istnieją różne sposoby wzbudzania fal elektromagnetycznych. W radiotechnice w antenie stacji nadawczej sztucznie wywołuje się ruch drgający ładunków elektrycznych. W otoczeniu anteny powstaje wówczas drgające pole elektryczne i magnetyczne. Drgania pola rozchodzą się w przestrzeni w postaci fali o określonej, charakterystycznej dla danej stacji nadawczej długości. W naturalnych źródłach fal elektromagnetycznych, jakimi są przede wszystkim ciała niebieskie, najczęściej spotykamy się z emisją termiczną, gdy natężenie i skład wysyłanego promieniowania zależą wyłącznie od temperatury ośrodka promieniującego. Generatorami fal są w tych wypadkach cząsteczki, atomy i elektrony.

38 Bardzo ważną właściwością promieniowania elektromagnetyczne-

go jest to, że rozchodzi się ono po liniach prostych. Prędkość rozchodzenia się fali możemy obliczyć, dzieląc drogę przebytą przez określony punkt fali przez zużyty na to czas. Jest ona trochę zależna od ośrodka, w którym rozchodzi się fala. Ostatnio zmierzona prędkość światła w próżni wynosi $299\,792,5 \pm 0,1$ km/s. Odległość dwu sąsiednich wierzchołków fali jest jej inną ważną cechą charakterystyczną. Nazywamy ją długością fali i oznaczamy zazwyczaj grecką literą λ (lambda).



18. Określenie długości fali

Różne rodzaje promieniowania elektromagnetycznego różnią się właśnie długością fali. Idąc od fal najdłuższych do najkrótszych, mamy promieniowanie radiowe, podczerwone, widzialne czyli światło, nadfioletowe (ultrafioletowe), rentgenowskie i promieniowanie gamma. Długość fal najdłuższych mierzymy w kilometrach lub metrach, a fal najkrótszych — w mikronach (μ , 10^{-6} mm) lub angstromach (Å , 10^{-7} mm). Zakres promieniowania widzialnego rozciąga się od około 4000 Å do 7000 Å . Jeżeli znamy długość fali, łatwo określić możemy tzw. liczbę falową, czyli po prostu, ile fal mieści się na drodze 1 centymetra.

$$n = \frac{1}{\lambda}$$

Liczba falowa albo odwrotność długości fali pozwala określić inną cechę ruchu falowego, mianowicie częstość drgań na sekundę. Jeżeli fale w ciągu sekundy przebiegną drogę równą c cm, to w tym odcinku drogi pomieści się $c \cdot n$ długości fali. Ponieważ drogę tę fala przebiega w ciągu 1 sekundy, to w tym czasie mo-

głębokość zaobserwować $c \cdot n$ drgań. Tę ilość drgań na sekundę, czyli częstotliwość oznaczamy literą ν (niu).

$$\nu = \frac{c}{\lambda}$$

c jest prędkością fali elektromagnetycznej (w tym i światła). Jednostką częstotliwości jest cykl na sekundę, nazwany herc (Hz). Jednostkami pochodnymi są: kiloherc kHz = kc/s = 1000 Hz, megaherc MHz = 1000 kHz itp.

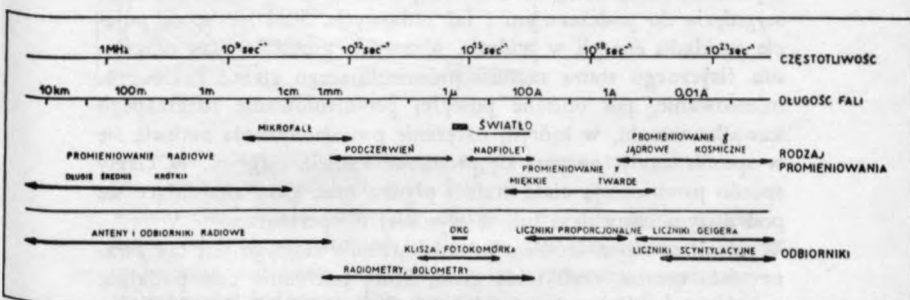
Zwróćmy uwagę na jeden fakt: mierzona długość fali zależy od tego, ile drgań na jednostkę czasu obserwuje przeprowadzający pomiar. Jeżeli na przykład wzajemna odległość źródła światła i obserwatora maleje podczas obserwacji, wówczas w jednostce czasu napotykamy więcej fal, a więc zaobserwujemy więcej drgań, niż ich w rzeczywistości wysłało źródło. Jeżeli odległość między źródłem i obserwatorem zwiększa się, to zachodzi zjawisko przeciwnie. Jest to tak zwane zjawisko Dopplera, które demonstruje często stosowany w podręcznikach szkolnych przykład z przejeżdżającą obok stojącego na peronie kolejowym obserwatora świszącą lokomotywą. Ton świstu lokomotywy w czasie zbliżania się do przejazdu będzie wyższy niż ton w czasie oddalania się. Analogiczne zjawisko dla światła pozwala nam stwierdzić, czy źródło promieniowania zbliża się do nas, czy oddala. Ze źródła zbliżającego się dobiegnie do nas więcej drgań i obliczona stąd długość fali będzie przesunięta ku falom krótszym. W wypadku światła mówimy: przesunięta ku niebieskiej części widma. Ze źródła oddalającego się, odwrotnie, dobiegnie do nas w jednostce czasu mniej drgań i długość fali będzie przesunięta ku czerwieni. Ilościowo prawo Dopplera opisane jest przez związek:

$$\lambda' = \lambda \left(1 \pm \frac{v}{c} \right)$$

gdzie λ' jest obserwowaną długością fali, v — wzajemną prędkością źródła i obserwatora, a c — prędkością światła. Znak plus obowiązuje przy oddalaniu się źródła i obserwatora, znak minus przy zbliżaniu. Dzięki temu prawu możemy w astrofizyce zbierać informacje o wzajemnych ruchach gwiazd, ich obrotach i wyrzucaniu przez nie materii, o ruchu obrotowym naszej Galaktyki i o ucieczce innych galaktyk itp.

WIDMO PROMIENIOWANIA ELEKTROMAGNETYCZNEGO

Gdy oglądamy na przykład światło żarówki elektrycznej czy też odbieramy promieniowanie odległej galaktyki, mamy do czynienia z takimi samymi w zasadzie wiązkami promieniowania elektromagnetycznego. Rozchodzące się z tych źródeł promieniowanie ma charakter chaotyczny, i to zarówno co do częstości, jak i co do kierunku drgań. Można je rozłożyć na szereg fal składowych o różnych częstościach, czyli otrzymać widmo tego promieniowania; w przytoczonych przykładach będzie to widmo ciągłe i będą w nim reprezentowane wszystkie długości fal.



19. Promieniowanie elektromagnetyczne i jego odbiorniki

Widmo promieniowania elektromagnetycznego ciągnie się od najkrótszych fal promieniowania gamma, powstającego w jądrze atomowym, poprzez promienie X (rentgenowskie), do promieni ultrafioletowych i do światła, czyli promieni widzialnych. Dłuższymi niż światło są fale podczerwone (cieplne) i dalej fale radiowe. W jednostkach długości opisane widmo jest ograniczone od strony fal krótkich długościami rzędu 10^{-11} cm (promieniowanie gamma), a od strony fal długich długościami około kilkudziesięciu kilometrów, czyli 10^6 cm, a więc wielkościami różniącymi się o 17 rzędów! Światło zajmuje w tym przedziale tylko bardzo niewielki wycinek. Każdy rodzaj promieniowania z tego przedziału potrafimy wytwarzać i zbadać dostatecznie dokładnie w laboratorium, by w razie jego wykrycia w przyrodzie móc prawidłowo wnioskować o jego pochodzeniu.

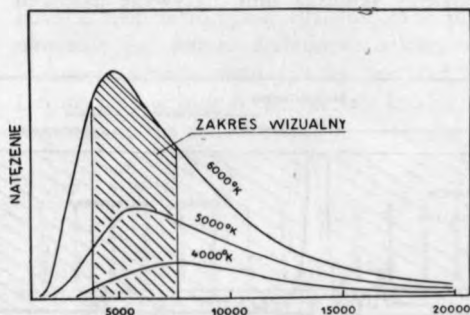
Powiedzieliśmy już, że najczęściej spotykamy się z emisją termiczną promieniowania. Żarówka elektryczna świeci, bo prąd rozgrzewa wolframowe włókno. Rozgrzany w węglowej kuchni kawałek żelaza też świeci. I na tym przykładzie możemy poznać bardzo istotne prawo tego promieniowania. Z doświadczenia wiemy, że gdy żelazo jest rozgrzane do białego żaru, to jego temperatura jest najwyższa. Światło wysłane przezeń w miarę stygnięcia najpierw żółknie, następnie stanie się czerwone, a na koniec przestanie świecić, choć wciąż jeszcze będzie bardzo gorące i poparzylibyśmy się, gdybyśmy je dotknęli. Fizyk wnosi z tego doświadczenia, że w miarę spadku temperatury rozgrzanego ciała, maksimum wysyłanego przez nie promieniowania przesuwa się od barwy niebieskiej przez żółtą do czerwonej i następnie w miarę dalszego stygnięcia do podczerwieni i fal radiowych. Stąd bierze się pojęcie rozkładu energii w widmie, niezwykle pomocne przy określaniu fizycznego stanu materii promieniującego ciała. Takie promieniowanie, jak opisane powyżej promieniowanie rozgrzanego kawałka metalu, w którym natężenie promieniowania zmienia się w sposób ciągły, nazywa się promieniowaniem ciągłym. W ciągły sposób promieniają ciała stałe i płynne oraz gazy znajdujące się pod dużym ciśnieniem lub w wysokiej temperaturze.

Wyidealizowanym źródłem promieniowania ciągłego jest tak zwane ciało czarne, czyli takie ciało, które pochłania całe padające na nie promieniowanie, niezależnie od długości fali, i żadnej jego części nie przepuszcza ani nie odbija. Ciało czarne nie zawsze musi się nam wydawać czarne — byłoby tak tylko wtedy, gdyby jego temperatura była tak niska, że nie wysyłałoby praktycznie żadnego promieniowania w dziedzinie widzialnej. Jeżeli ciało czarne będzie wystarczająco gorące, to może być czerwone, żółte czy nawet niebieskie w zależności tylko od tego, jaka będzie jego temperatura. Dla takiego ciała teoretycznie znaleziono i doświadczalnie potwierdzono prawo rozkładu energii promieniowania z długością fali. Jest to prawo Plancka:

$$I(\lambda, T) = \frac{c_1}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{e^{c_2/\lambda T} - 1}$$

gdzie I oznacza natężenie promieniowania o długości fali λ , to znaczy energię wysyłąną w jednostce czasu przez jednostkę powierzchni ciała doskonale czarnego o temperaturze T w jednostkowym kącie bryłowym na jednostkowy przedział długości fali; c_1

i c_2 oznaczają stałe współczynniki. Rysunek 20 przedstawia graficznie rozkład energii widma ciała doskonale czarnego dla różnych temperatur. Z tych wykresów funkcji Plancka wyciągnąć możemy trzy następujące, bardzo ważne wnioski:



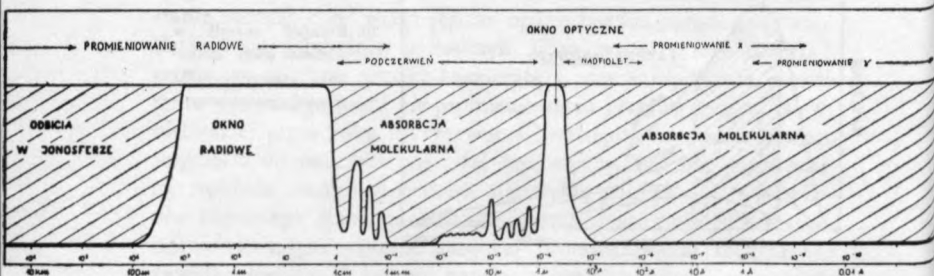
20. Rozkład energii w widmie ciała doskonale czarnego dla różnych temperatur

- im wyższa temperatura ciała promieniującego, tym silniej ono promieniuje w każdej długości fali;
- widmo ciągłe ciała doskonale czarnego posiada jedno maksimum, od którego natężenie maleje w obu kierunkach;
- maksimum natężenia przesuwa się ze wzrostem temperatury w stronę fal krótszych. Dla temperatury na przykład $10\,000^\circ$ (przeciętna temperatura powierzchni gwiazd) wypada ono w zakresie fal widzialnych, dla temperatury 1° natomiast — w dziedzinie milimetrowych fal radiowych.

Oprócz emisji termicznej, wynikającej jedynie z wysokiej temperatury źródła, znamy przykłady promieniowania nietermicznego, wzbudzonego na przykład przez promieniowanie z innego źródła, jak to się dzieje w przypadku rozpraszania i fluorescencji. W dziedzinie fal radiowych istnieje możliwość nietermicznej emisji wywołanej ruchem samych elektronów; zachodzi to w antenach nadawczych radiostacji czy przy wyładowaniach atmosferycznych. W dziedzinie światła widzialnego same elektrony mogą również emitować fale, np. wtedy, gdy są hamowane w polu magnetycznym. Jest to tak zwany synchrotronowy mechanizm promieniowania.

Promieniowanie gazów różni się zazwyczaj od opisanej wyżej emisji ciągłej. Jeżeli gaz znajduje się w stanie atomowym, w dostatecznie wysokiej temperaturze i w warunkach małej gęstości,

to widmo ciągłe jest bardzo słabe lub nie występuje w ogóle, a emisja występuje tylko w ograniczonych, wąskich obszarach widma, zwanych liniami. Położenie tych linii w widmie zależy od tego, jakie pierwiastki znajdują się w źródle promieniowania. Jeżeli świecące gazy zawierają nie tylko atomy, ale również cząsteczki, to w widmie znajdziemy skupiska linii, nazywane pasmami

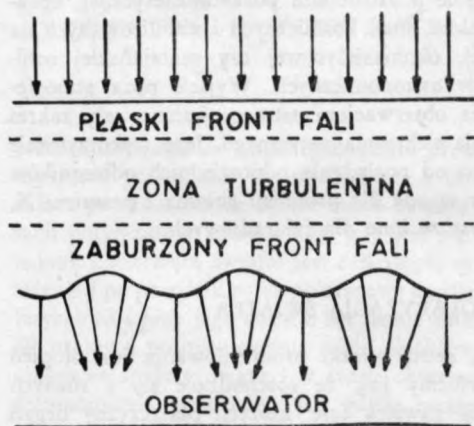


21. Absorbcja promieniowania elektromagnetycznego przez ziemską atmosferę

cząsteczkowymi lub molekularnymi. Gdy rozrzedzone gazy będą się znajdowały między źródłem promieniowania ciągłego a obserwatorem, wtedy w widmie ciągłym pojawią się ubytki w postaci ciemnych linii, dokładnie w miejscach, gdzie gorący gaz dałby linie jasne. Będzie to tak zwane liniowe widmo absorpcyjne. Prawie wszystkie gwiazdy razem ze Słońcem mają właśnie takie widmo: na tle widma ciągłego występują — czasem rozłożone rzadziej, czasem gęściej — linie i pasma absorpcyjne.

Niecałe widmo promieniowania elektromagnetycznego ciał niebieskich dociera do obserwatora na Ziemi. Na powierzchni Ziemi możemy rejestrować tylko bardzo drobną część tego promieniowania. Fale krótkie są pochłaniane w wysokich warstwach ziemskiej atmosfery głównie przez azot i ozon atmosferyczny, tak że obszar najkrótszego nadfioletu, jaki możemy dostrzec w obserwatoriach wysokogórskich, rozpoczyna się od około 3200 Å. Po stronie czerwonej obszar praktycznie nie zakłócony przez atmosferę kończy się około 8—9000 Å. Podczerwień jest dostępna obserwacji tylko w oknach między szerokimi pasmami absorpcyjnymi, głównie atmosferycznej pary wodnej aż do około 20 000 Å. Za tą

wania, który trwa aż do długości fali około 10 mm. Od tego miejsca rozpoczyna się stosunkowo szerokie radiowe okno atmosferyczne. Sięga ono, w zależności od warunków energetycznych panujących w warstwie atmosfery nazywanej jonosferą, aż do 15—20 m. Dalej, aż do końca najdłuższych fal, atmosfera jest całkowicie nieprzezroczysta. Przepuszczane przez atmosferę promieniowanie jest jeszcze dodatkowo selektywnie rozpraszane, czego widowym świadectwem jest na przykład niebieska barwa nieba, świadcząca niezbicie o tym, że fale krótkie są w atmosferze silniej rozpraszane niż fale dłuższe.



22. Falowanie warstw powietrza przyczyną scyntylacji, czyli migotania gwiazd

Obserwacje naziemne utrudnia nie tylko absorpcja promieniowania w atmosferze, ale również niepokój powietrza, wywołujący znaczne zniekształcenia obrazów ciał niebieskich. W wyniku mieszania się warstw atmosferycznych o różnych temperaturach i gęstościach następują szybkie i chaotyczne zmiany kierunku biegu promieni świetlnych, co powoduje zacieranie się drobnych szczegółów obrazu. Rozproszenie w atmosferze ziemskiej pyłów i promieniowań (światła i sygnałów radiowych) wytwarzanych przez człowieka uniemożliwia często prowadzenie pomiarów promieniowania ciał niebieskich.

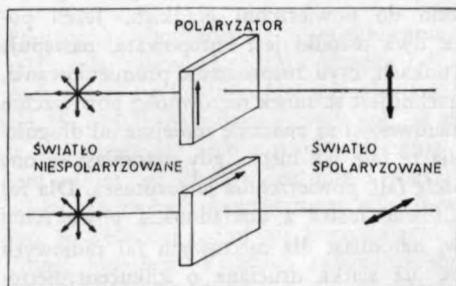
W zależności od widmowego (spektralnego) zakresu obserwowanego promieniowania możemy podzielić astronomię na kilka dziedzin. Większość dotychczasowych badań ograniczała się do za-

kresu promieniowania widzialnego, poszerzonego trochę zarówno w kierunku do nadfioletu, jak i do podczerwieni. Tę dziedzinę astronomii i astrofizyki możemy nazwać klasyczną lub astronomią zakresu widzialnego. Stosunkowo niedawno odkryto okno radiowe atmosfery i podjęto badania ciał niebieskich w dziedzinie fal radiowych. Dzisiaj astronomia fal radiowych, czyli po prostu radioastronomia, dokonuje rewelacyjnych odkryć. Dziedzina fal najkrótszych, poniżej 3000Å, wymaga prowadzenia obserwacji spoza atmosfery ziemskiej. Zaledwie kilka miesięcy temu „obchodzono” 25-lecie pierwszych raketowych obserwacji Słońca w nadfiolecie, a dziś możemy już mówić o astronomii promieni X, o gamma-astronomii czy w ogóle o astronomii pozaatmosferycznej, uprawianej przy użyciu rakiet, sond kosmicznych i stabilizowanych na orbicie okołozemskiej, okołoksiężycowej czy marsjańskiej orbitalnych obserwatoriów astronomicznych. Wyjście poza atmosferę ziemską udostępnia obserwacjom astronomicznym cały zakres widma promieniowania elektromagnetycznego. Jego wykorzystanie jest tam zależne tylko od posiadania odpowiednich odbiorników promieniowania. Inne są one dla promieni gamma i promieni X, inne dla światła, a jeszcze inne dla fal radiowych.

POLARYZACJA ŚWIATŁA

Ważną obserwowaną cechą wiązki promieniowania jest stopień jej polaryzacji. Mówiliśmy już, że rozchodzące się z różnych źródeł promieniowanie zawiera fale, których płaszczyzny drgań ułożone są chaotycznie we wszystkich możliwych kierunkach. O takim promieniowaniu mówimy, że jest nie spolaryzowane. Można światło spolaryzować, to znaczy uporządkować kierunek płaszczyzny drgań fali elektromagnetycznej. Najprostszym sposobem polaryzowania światła jest odbicie światła od jakiejś powierzchni. Po odbiciu światło jest przynajmniej częściowo spolaryzowane, to znaczy, że w odbitej wiązce część promieniowania ma uporządkowane w jakiejś płaszczyźnie drgania. Innym sposobem uzyskania promieniowania spolaryzowanego jest przepuszczenie promieniowania przez pewne materiały, które mają właściwość nie tyle porządkowania, co przepuszczania tylko uporządkowanych w pewnej płaszczyźnie drgań. Taką własność mają na przykład niektóre kryształy (szpat islandzki) i tak zwane polaroidy. Są też kryształy podwójnie łamiące, takie, które przepuszczają 46 drgania odbywające się w dwóch płaszczyznach wzajemnie prost-

padłych i które jednocześnie rozszczepiają te dwa rodzaje promieniowania. Po przejściu światła przez taki kryształ mamy dwie wiązki: jedną zwyczajną i drugą nadzwyczajną, spolaryzowane w prostopadłych do siebie płaszczyznach.



23. Polaryzacja światła

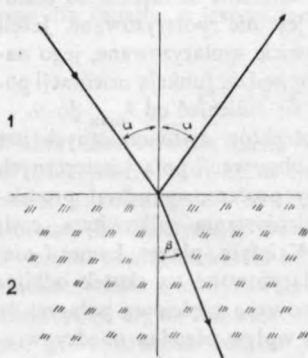
Jeżeli dochodzące od badanego obiektu promieniowanie przepuścimy przez polaryzator, to wychodzące z obracającego się polaryzatora promieniowanie będzie miało natężenie niezależne od orientacji polaryzatora tylko wtedy, gdy jest nie spolaryzowane. Jeżeli jednak docierające światło jest całkowicie spolaryzowane, jego natężenie I po przejściu przez polaryzator będzie funkcją orientacji polaryzatora i przy jego obrocie będzie się zmieniać od I_{\max} do 0.

W praktyce promieniowanie wielu obiektów astronomicznych jest częściowo spolaryzowane i w czasie obserwacji polarymetrycznych astronomowie wyznaczają jak gdyby procentowy udział promieniowania spolaryzowanego w promieniowaniu całkowitym, czyli stopień polaryzacji. Promieniowanie Księżyca, planet, komet i niektórych mgławic jest częściowo spolaryzowane na skutek odbijania światła przez te obiekty. Obserwowaną częściową polaryzację gwiazd interpretuje się głównie jako wpływ ośrodka międzygwiazdowego i otrzymuje stąd bardzo interesujące informacje o jego fizyce, w szczególności o polach magnetycznych w Galaktyce, ale ostatnio odkryto kilka gwiazd, których promieniowanie, wychodząc z gwiazdy, już jest częściowo spolaryzowane.

ODBICIE, ZAŁAMANIE, UGIĘCIE I INTERFERENCJA FAL

Jeżeli fala elektromagnetyczna rozchodząca się w pewnym ośrodku lub próżni natrafia na inny ośrodek, zostaje częściowo lub cał-

kowicie odbita od powierzchni oddzielającej te ośrodki; część odbita nie przechodzi do drugiego ośrodka, lecz wraca do ośrodka pierwszego. Promień padający i odbity leżą w jednej płaszczyźnie z prostopadłą do powierzchni rozgraniczającej i tworzą z tą prostopadłą (normalną) równe kąty. To jest znane ogólnie prawo odbicia. Stosuje się ono do powierzchni gładkich. Jeżeli powierzchnia oddzielająca dwa ośrodki jest chropowata, następuje odbicie w różnych kierunkach, czyli rozproszenie promieniowania. Miarą gładkości powierzchni jest stosunek nierówności powierzchni do długości fali: gdy nierówności są znacznie mniejsze od długości fali, powierzchnia odbija te fale jak lustro, gdy natomiast są one porównywalne z długością fali, powierzchnia je rozprasza. Dla fal widzialnych trzeba szlifować lustra z dokładnością powierzchni do kilku milimikronów, natomiast dla metrowych fal radiowych dobrym lustrem będzie już siatka druciana o kilkucentymetrowych rozmiarach oczek, czyli powierzchnia o kilkucentymetrowych nierównościach.



24. Załamanie i odbicie promienia światła

A jak zachowuje się promieniowanie przechodzące do drugiego ośrodka? Promieniowanie to zmienia kierunek, mówimy, załamuje się. Promień padający i załamany leżą w jednej płaszczyźnie z normalną do powierzchni rozgraniczającej ośrodki, a kąty padania α i załamania β spełniają równanie

$$\frac{\sin \alpha}{\sin \beta} = n$$

n nazywa się współczynnikiem załamania i jest równe stosunkowi prędkości rozchodzenia się fali w dwóch ośrodkach

$$n = \frac{v_1}{v_2}$$

Prędkość rozchodzenia się promieniowania, a więc i współczynnik załamania, zależy od rodzaju ośrodka i długości fali; w dielektrykach silniej (w kierunku do normalnej) załamywane są fale krótkie. W ośrodkach zjonizowanych (np. w ziemskiej jonosferze) fale wchodzące do nich z próżni załamują się od normalnej, i to tym silniej, im dłuższa jest fala i większe stężenie jonów. Zjawisko całkowitego wewnętrznego odbicia wykorzystujemy w praktyce w ziemskiej radiofonii, korzystając z odbić fal radiowych od dolnej jonosfery. Zjawisko załamania się promienia świetlnego wykorzystywane jest do skupiania równoległej wiązki światła dzięki zastosowaniu soczewek o specjalnie dobranym kształcie, wykonanych ze szkła o odpowiednim współczynniku załamania. Dzięki zależności współczynnika załamania od długości fali możliwe jest rozszczepienie światła na poszczególne barwy, na przykład za pomocą pryzmatu — dzięki tej zależności możliwe jest uzyskiwanie widma promieniowania elektromagnetycznego.

Zjawisko odbicia fali elektromagnetycznej służy do otrzymywania obrazów obserwowanych obiektów przez nadanie odpowiednio dobranych kształtów lustrum teleskopów astronomicznych i radioteleskopów.

Ugięcie światła jest ciekawym zjawiskiem, wykorzystywanym w wielu urządzeniach. Jest ono typowym następstwem falowej natury światła. W ośrodku jednorodnym, na przykład w próżni, promieniowanie rozchodzi się prostoliniowo. Jeżeli zdołamy wytworzyć wiązkę promieni równoległych, pozostaną one równoległe. Jeżeli jednak na drodze takiej wiązki ustawimy jakąś przeszkodę, to promienie padające na jej brzeg ugną się, to znaczy zmienią się na wiązki rozbieżne.

Jeżeli doprowadzimy do spotkania dwu fal o tej samej częstotliwości, pochodzących z tego samego źródła promieniowania, wówczas nastąpi zjawisko interferencji. Fale będą się wzmacniały, jeżeli są w jednakowej fazie, to znaczy jeżeli drgania ich pól elektrycznych są zgodne, osłabiały — jeżeli fazy są przeciwne. Szczególny wypadek połączenia ugięcia i interferencji zachodzi przy przechodzeniu wiązek przez otwory. W wyniku złożenia się tych

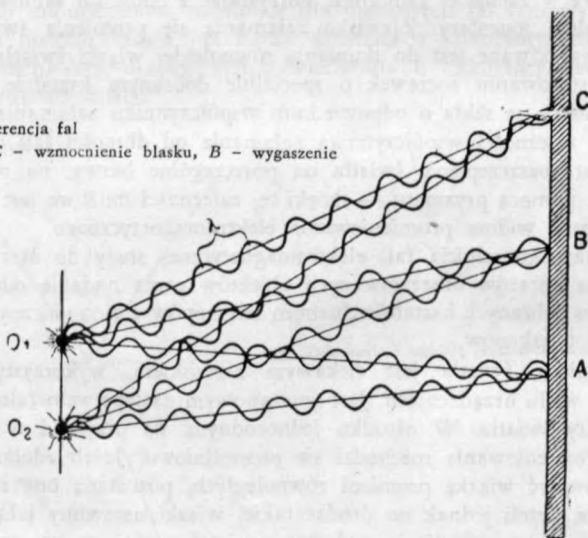
dwu zjawisk dla promieni biegnących od różnych punktów otworu, obraz otworu jest utworzony ze współśrodkowych jasnych i ciemnych pasm. Kątowa średnica pierwszego minimum α jest dana przez związek

$$\sin \alpha = \frac{\lambda}{D}$$

gdzie λ jest długością fali, a D średnicą lub szerokością otworu. W miarę wzrostu średnicy otworu (np. obiektywu teleskopu) średnica krążka interferencyjnego maleje, czyli tym samym wzrasta zdolność rozdzielcza przyrządu.

25. Interferencja fal

A i C - wzmocnienie blasku, B - wygaszenie



Obraz interferencyjny otrzymamy również, powtarzając doświadczenie Younga, w którym wiązki równoległe, na przykład światła biegnącego z jednego źródła, rzucamy na dwie wąskie równoległe szczeliny. Szczeliny te pełnią następnie rolę dwu źródeł światła o stałej w czasie różnicy faz. Na osi obu tych szczelin nastąpi wzmocnienie obu fal, ponieważ każdy punkt osi jest jednakowo

oddalony od obu szczelin. Po obu stronach osi w miejscach, gdzie spotykają się fale o różnicy dróg (faz) $\frac{\lambda}{2}$, $\frac{3\lambda}{2}$, $\frac{5\lambda}{2}$ itp., występują ciemne pasy (wygaszenia fali), przedzielone kolejnymi wzmocnieniami (pasmami jasnymi) dla różnicy dróg, równych 0 , λ , 2λ , itd.

Zjawisko interferencji jest wykorzystywane w zakresie fal świetlnych, na przykład do pomiaru średnic gwiazdowych przy pomocy interferometru Michelsona, a współczesna radioastronomia bada subtelne struktury najodleglejszych nawet radioźródeł przy pomocy interferometrów radiowych.

WSPÓŁCZESNE INSTRUMENTY ASTRONOMICZNE

Gdy w 1609 r. Galileusz po raz pierwszy skierował na niebo zbudowany przez siebie małeńki teleskop, astronomia otrzymała przyrząd niezwykle rozszerzający jej możliwości obserwacyjne. I natychmiast posypały się odkrycia, które w zasadniczy sposób zmieniły ówczesny obraz Wszechświata. Sam Galileusz odkrył w ciągu niespełna roku góry i kratery na Księżycu, fazy Wenus, satelity Jowisza, pierścień Saturna, plamy na Słońcu i naturę Drogi Mlecznej. Dostarczył także bardzo brakujących Kopernikowi dowodów słuszności jego heliocentrycznej koncepcji układu planetarnego. Ostatnio jesteśmy świadkami stosowania w astronomii nowych narzędzi obserwacyjnych, jakimi są techniki radiowe i sondy kosmiczne. Zarówno radioastronomia, jak i astronautyka dostarczają nam nowych, coraz bardziej rewelacyjnych danych o otaczającym nas świecie, wykorzystując nowe zdobycze techniki i nieosiągalne uprzednio promieniowania. I jest jakąś naturalną regularnością, że zastosowanie w astronomii nowo poznawanych praw promieniowania, metod matematycznych czy nowych osiągnięć technicznych powodowało lawinę nowych, często fundamentalnych odkryć. Niektóre z tych „technik” zrodziły się wyłącznie z potrzeb astronomii. Tak było z trygonometrią, rachunkiem różniczkowym, technikami odbioru słabych sygnałów świetlnych i radiowych itp. Inne stanowią po prostu rozwój metod badawczych fizyki lub jej zdobycze. Poniżej pragniemy przedstawić czytelnikowi podstawowe instrumenty współczesnego astronoma.

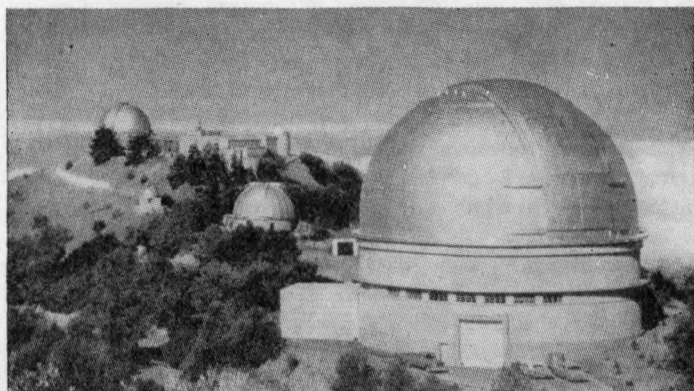
Celem współczesnych obserwacji astronomicznych jest zarejestrowanie, z możliwie największą dokładnością, aktualnych wartości parametrów, charakteryzujących jedną lub kilka cech promieniowania badanego obiektu astronomicznego. Zadania tego nie da się wykonać przy pomocy jednego uniwersalnego narzędzia obserwacyjnego. Wręcz przeciwnie, musimy stosować przyrządy dopasowane do różnych typów obiektów astronomicznych, mierzących parametrów promieniowania i widmowego zakresu obserwacji.



26. Obserwatorium w Piwnicach koło Tournia

Strumień promieniowania dochodzący do nas od dalekich gwiazd i galaktyk jest zbyt słaby, aby go mierzyć bezpośrednio dostępnymi obecnie odbiornikami promieniowania i analizować aparaturą spektralną. Dlatego dla dokonania analizy i pomiarów promieniowania słabych obiektów kosmicznych potrzebne jest urządzenie wzmacniające odbierane promieniowanie tych obiektów. Takim urządzeniem jest teleskop. Tworzy on obraz rzeczywisty badanego

27. Obserwatorium Licka na Mount Hamilton (Kalifornia)



obiekty w swym ognisku i koncentruje strumień energii promieni-
stej, padający na obiektyw na małej powierzchni obrazu. Obraz
ten musi być wiernym odwzorowaniem badanego obiektu oraz
mieć odpowiednią wielkość i jasność.

Teleskopy są zazwyczaj umieszczane w miejscach odległych od
pyłów i światła wielkich miast, możliwie w górach, aby wyjść nie-
co z najniższych, a więc najgęstszych warstw ziemskiej atmosfery,
a przede wszystkim tam, gdzie dużo jest bezchmurnych nocy.
Dla ochrony od wpływów warunków meteorologicznych obudo-
wuje się je budynkami zwieńczonymi obrotowymi kopułami z ot-
wieraną szczeliną, przez którą kieruje się teleskop na niebo. Oczy-
wiście budynki te nie są ogrzewane w zimie i panuje w nich taka
temperatura, jaka jest w nocy na zewnątrz budynku.



REFRAKTORY I REFLEKTORY

Własność załamywania się światła przy przechodzeniu przez ośrodki o różnej gęstości jest wykorzystywana w teleskopach zwanych refraktorami. Obiektywem takiego teleskopu jest soczewka wypukła lub zespół soczewek. Obraz utworzony przez obiektyw refraktora może być oglądany przy pomocy lupy (okularu), albo też możemy go fotografować, wstawiając w płaszczyźnie ogniskowej obiektywu kliszę fotograficzną. W pierwszym wypadku powiemy, że mamy do czynienia z lunetą, a w drugim z astrografem. Obiektyw astrografu jest zazwyczaj bardziej złożony niż obiektyw lunety.

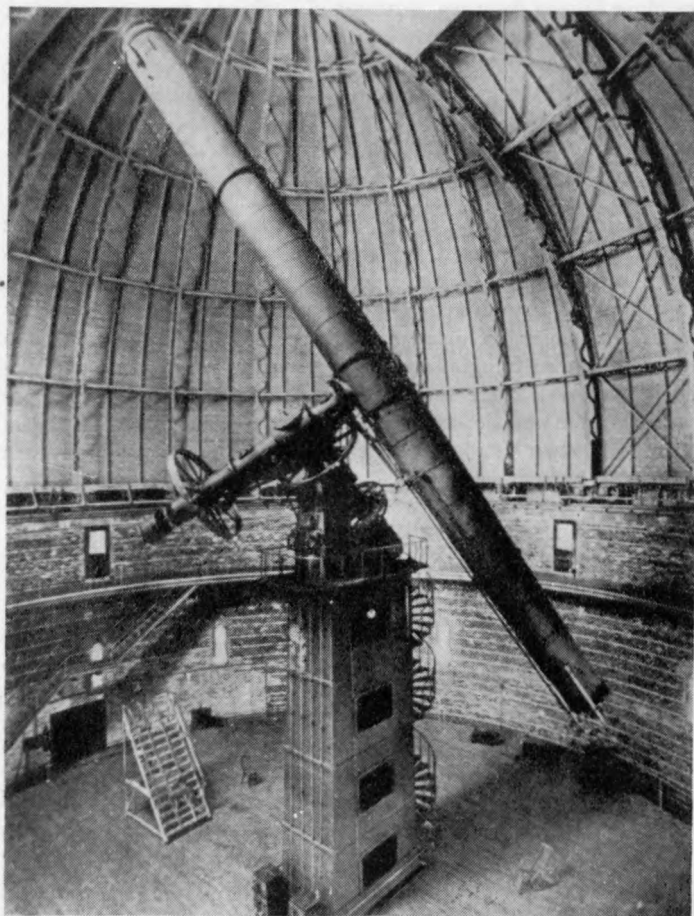


28. Układ optyczny lunety Keplera; F - ognisko

Znany dwa typy lunet: lunetę Galileusza i lunetę Keplera. W obu wypadkach obiektywami są soczewki wypukłe, a różnice występują w budowie okularu. W lunecie Galileusza rolę okularu pełni soczewka wklęsła, rozpraszająca, umieszczona przed ogniskiem obiektywu. Obraz oglądany przy pomocy takiej lunety nazywa się w optyce obrazem pozornym. Dzisiejszym zastosowaniem tego typu lunety są lornetki teatralne.

W lunecie Keplera rolę okularu pełni soczewka wypukła, zbierająca, umieszczona za ogniskiem obiektywu. Ten układ optyczny jest dzisiaj podstawową częścią wielu przyrządów astronomicznych i geodezyjnych.

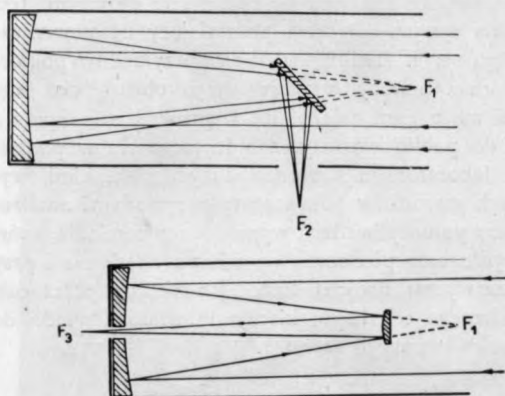
Zjawisko odbijania się światła (i w ogóle promieniowania) jest wykorzystane w teleskopach zwanych reflektorami. Ponieważ kąt padania promieniowania równa się kątowi odbicia, promieniowanie padające na zwierciadło płaskie będzie nadal po odbiciu się promieniowaniem równoległym. Jeżeli natomiast zwierciadło nie



29. Największy na świecie refraktor o średnicy soczewki 102 cm (Obserwatorium Yerkes, Chicago)

będzie płaskie, to w różnych miejscach tego zwierciadła promieniowanie będzie padało pod różnymi kątami i po odbiciu wiązka równoległa zamieni się na wiązkę promieni nierównoległych. Przez
56 dobór kształtu zwierciadła możemy tę równoległą wiązkę sprowa-

dzić do przecięcia się w jednym punkcie, czyli ogniskować. Takim zwierciadłem jest zwierciadło wklęsłe o powierzchni mającej kształt paraboloidy obrotowej, ustawionej swą osią równoległe do kierunku promieniowania.

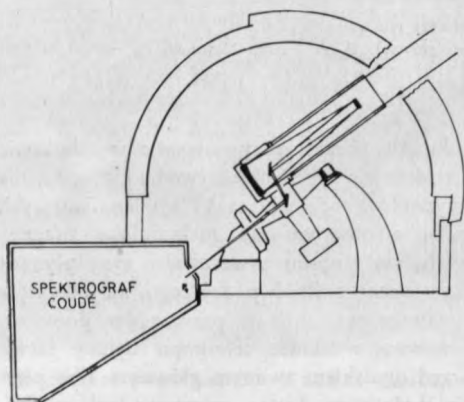


30. Podstawowe systemy optyczne reflektora

F_1 - ognisko pierwotne (główne), F_2 - ognisko Newtona, F_3 - ognisko Cassegraina

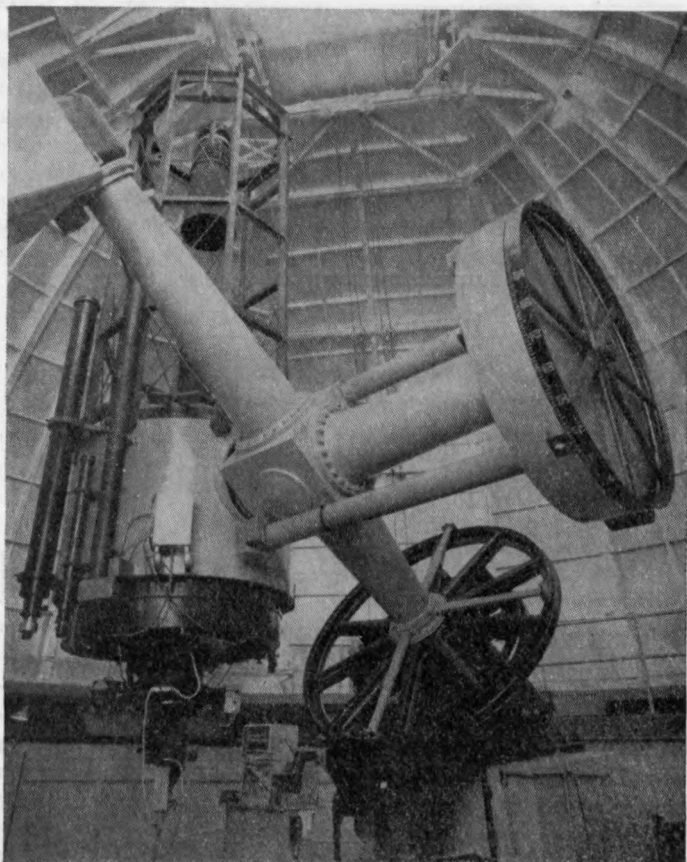
Jak widzimy na rysunku 30, obraz, który powstaje w teleskopie o takim obiektywie, znajduje się przed obiektywem. Umieszczenie w takim ognisku przyrządów odbierających lub analizujących otrzymany obraz (np. oka obserwatora) zaślaniałoby znaczną część zwierciadła i w dużym stopniu niweczyłoby zysk płynący z użycia teleskopu, zmniejszając ilość padającego na obiektyw promieniowania. Nie zawsze też obsługa przyrządów pomiarowych umieszczonych wewnątrz tubusa teleskopu byłaby łatwa i wygodna. Dlatego przed ogniskiem zwanym głównym albo pierwotnym umieszcza się dodatkowe lustra, wyprowadzające skupianą wiązkę poza tubus teleskopu. Stosuje się bądź lustra płaskie, kierujące promieniowanie w bok i nie zmieniające ogniskowej teleskopu, bądź lustra wypukłe, kierujące promieniowanie wstecz, z powrotem w kierunku do lustra głównego, znacznie zmieniające pierwotną ogniskową teleskopu. W pierwszym przypadku umieszcza się przed ogniskiem małe zwierciadło płaskie pod kątem 45° do osi optycznej teleskopu. Jest to tak zwany

teleskop Newtona. W drugim przypadku najczęściej stosuje się rozwiązanie zaproponowane przez Cassegraina, polegające na zastosowaniu lustra głównego z małym otworem w środku i wypukłego zwierciadła hiperboloidalnego, umieszczonego przed ogniskiem głównym. Otrzymuje się w ten sposób teleskop Cassegraina, w którym ognisko znajduje się za lustrem głównym. Jest to bardzo wygodny system optyczny, pozwalający na umocowanie pod lustrem głównym średniej wielkości przyrządów pomocniczych do odbioru i analizy otrzymywanego obrazu ciał niebieskich. Czasami może nam zależeć na wyprowadzeniu ogniska teleskopu gdzieś do pobliskiego, np. znajdującego się w podziemiach teleskopu, laboratorium z bardzo dużymi i ciężkimi, wymagającymi stałych warunków temperatury przyrządami analizującymi. Wtedy przy pomocy bardziej wypukłego zwierciadła wtórnego znacznie wydłużamy pierwotną ogniskową teleskopu i przy pomocy kilku (zazwyczaj dwóch) lusterek płaskich, poprzez osie montażu mechanicznego teleskopu, kierujemy wiązkę światła do tak zwanego ogniska łamanego (*coudé*).



31. Bieg światła w dużych reflektorach pracujących w ognisku *coudé*

Reflektory służą obecnie najczęściej jako olbrzymie kolektory światła — urządzenia zbierające promieniowanie z dużych powierzchni i kierujące je do przyrządów pomiarowych i analizujących, najczęściej dużych spektrografów znajdujących się w ogniskach *coudé*.



32. 72-calowy teleskop obserwatorium Perkinsa we Flagstaff (Arizona) z fotometrem fotoelektrycznym w ognisku Cassegraina

PODSTAWOWE PARAMETRY TELESKOPÓW

Podstawowymi parametrami obiektywów są średnica D i ogniskowa, czyli odległość ogniska od obiektywu F . W wypadku okularów wielkości te oznaczamy małymi literami d i f .

POWIĘKSZENIE

Powiększeniem teleskopu nazywamy stosunek ogniskowej obiektywu do ogniskowej okularu:

$$P = \frac{F}{f}$$

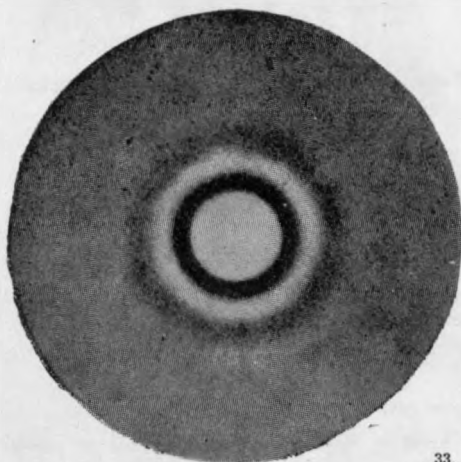
Zmieniając okular, możemy zmieniać powiększenie danego teleskopu i dobierać je odpowiednio do rodzaju obserwowanego obiektu i celu obserwacji.

Ze wzrostem powiększenia dostrzegamy nie tylko więcej szczegółów w obserwowanym obiekcie niebieskim, ale również w podobnym stopniu powiększamy wszystkie niejednorodności, jakie są powodowane przez znajdującą się między nami a obserwowanym obiektem atmosferę ziemską. Wychodzą na jaw też różne błędy używanej przez nas optyki. Z tych powodów nie możemy zwiększać w nieskończoność użytecznych powiększeń lunet, nawet przy zwiększaniu średnic obiektywów. Granicznym powiększeniem jest powiększenie 600-krotne. Wskutek drgań powietrza ziemskiej atmosfery obraz gwiazdy przy powiększeniach większych od 600 razy jest zawsze rozmytą i drgającą plamką, bez względu na średnicę teleskopu.

ZDOLNOŚĆ ROZDZIELCZA

Bardzo ważną cechą teleskopu jest jego zdolność rozdzielcza, czyli najmniejsza odległość kątowa szczegółów, które można wy-

rażnie odróżnić w obserwowanym obrazie utworzonym przez teleskop. Punktowy przedmiot nie jest w zasadzie nigdy odtworzony w postaci punktowego obrazu, ale zawsze jest mniejszą lub większą plamką. Pochodzi to stąd, że przy przechodzeniu promieniowania przez obiektyw teleskopu zachodzi zjawisko ugięcia światła na oprawie obiektywu i interferencja wiązek promieni światła dochodzących z różnych punktów obiektywu. Wskutek tego gwiazda oglądana przez teleskop w powiększeniu większym od optymalnego widoczna jest jako jasny krążek otoczony pierścieniami o coraz mniejszej jasności. Promień tego środkowego krążka, w któ-



33. Dyfrakcyjny obraz gwiazdy

rym skupia się około 84 procent promieniowania gwiazdy, jest odwrotnie proporcjonalny do średnicy teleskopu i wyraża się wzorem:

$$q = 1,22 \frac{\lambda}{D}$$

gdzie q jest promieniem krążka dyfrakcyjnego w radianach *, λ — średnią długością fali światła w przedziale widmowym, w którym przeprowadzane są obserwacje, a D — średnicą obiek-

* Radian (rad) jest jednostką miary kąta; 1 rad = 57° 17'4"

tywu teleskopu. W dziedzinie światła widzialnego, wyrażając ϱ w sekundach łuku, a średnicę teleskopu w centymetrach, możemy napisać:

$$\varrho = \frac{14''}{D}$$

Liniowy promień krążka dyfrakcyjnego w ognisku teleskopu o ogniskowej F wyraża się wzorem (w centymetrach):

$$r = 1,22 \lambda \frac{F}{D}$$

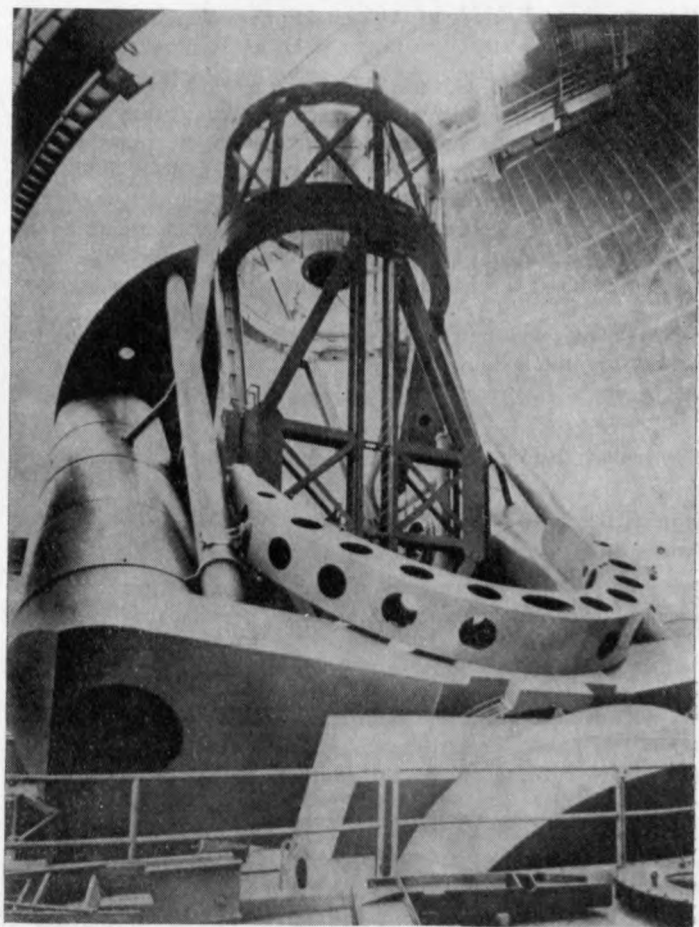
co dla światła widzialnego, przy obserwacjach okiem (największa czułość oka przypada około $\lambda = 5500 \text{ \AA}$) przybiera postać:

$$r \text{ (w } \mu\text{m)} = 0,67 \frac{F}{D}$$

Dwa obiekty, których odległość kątowa jest mniejsza od ϱ , tworzą obrazy zachodzące na siebie znaczną częścią swych powierzchni i przez to danym teleskopem nie jesteśmy w stanie ich rozdzielić. Dlatego mówimy, że wielkość ϱ określa nam zdolność rozdzielczą danego teleskopu.

Zdolność rozdzielcza oka jest równa około 1 minucie łuku. Teleskop o średnicy 14 cm ma zdolność rozdzielczą około 1 sekundy łuku, a teleskop 5-metrowy — $0'',028$. Jest to jednak idealna zdolność rozdzielcza. W praktyce jest ona znacznie gorsza, i to zarówno w wyniku ujemnego działania różnych wad optycznych obiektywów, wad montażu teleskopu, jak i ziemskiej atmosfery. Zbliżamy się do idealnej wartości zdolności rozdzielczej w wypadku bardzo dokładnego wyregulowania części optycznych i bardzo małej scyntylacji* atmosfery. W wysokogórskich obserwatoriach scyntylacja może wynosić znacznie poniżej 1 sekundy łuku, utrzymując się przez dłuższe okresy czasu, na przykład w obserwatoriach w Chile około $1/4''$. Na nizinach średnia scyntylacja wynosi około $2-4''$, co oczywiście uniemożliwia pełne wykorzysta-

62 * Scyntylacja — szybkie zmiany położenia jasności i barw gwiazd (migotanie), wywołane nieregularnymi ruchami atmosfery ziemskiej.



34. 5-metrowy teleskop Hale'a na Mount Palomar

nie zdolności rozdzielczych ziemskich teleskopów. Przeszkody tej są pozbawione obserwacje wykonywane teleskopami umieszczonymi na orbitach okołozemskich. Nie będą też jej miały przyszłe obserwatoria na powierzchni Księżyca.

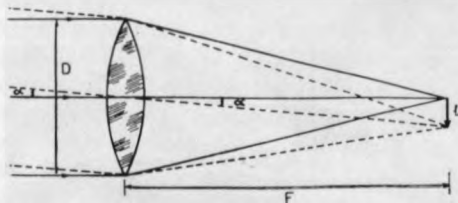
SKALA TELESKOPU

W wielu wypadkach, głównie jeśli chodzi o teleskopy fotograficzne, interesuje nas wielkość utworzonego na kliszy obrazu obserwowanego obiektu. Dla przedmiotu punktowego, na przykład dla gwiazdy, obraz dany przez obiektyw jest zbliżony do punktu i nie możemy mówić o wielkości obrazu. Natomiast obiekty rozciągle, takie jak Słońce, Księżyc czy planety są widoczne z Ziemi pod określonym kątem α . W płaszczyźnie ogniskowej obiektywu tworzy się ich obraz o wielkości l , która dana jest przez związek

$$l = F \operatorname{tg} \alpha$$

Dla małych kątów α , $\operatorname{tg} \alpha$ będzie w przybliżeniu równy $\frac{\alpha^\circ}{57,3}$ w minutach łuku — $\frac{\alpha'}{3438}$, a w sekundach — $\frac{\alpha''}{206265}$.

Jakie byłyby liniowe wymiary obrazu Słońca, sfotografowanego przy pomocy używanego w naszych przykładach teleskopu

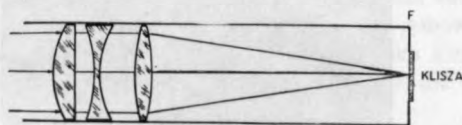


35. Objaśnienie skali teleskopu

($F = 3000$ mm)? Kątowa średnica tarczy Słońca jest równa około 30 minut łuku, wobec tego w ognisku naszego teleskopu jego obraz będzie miał średnicę:

$$64 \quad l = 3000 \text{ mm} \cdot \frac{30}{3438} = 3000 \text{ mm} \cdot 0,009 = 27 \text{ mm}$$

Dla pól gwiazdowych interesuje nas skala danego astrografu, czyli ilość sekund łuku na 1 mm kliszy. Skala obrazu tworzonego przez obiektyw o ogniskowej 344 cm wynosi 1 minutę łuku na



36. Schemat astrografu

1 mm ($1' = 1$ mm). Kamery z takimi ogniskowymi, czyli astrografy normalne, zostały specjalnie zbudowane w celu sporządzania fotograficznych atlasów nieba.

ŚWIATŁOSIŁA

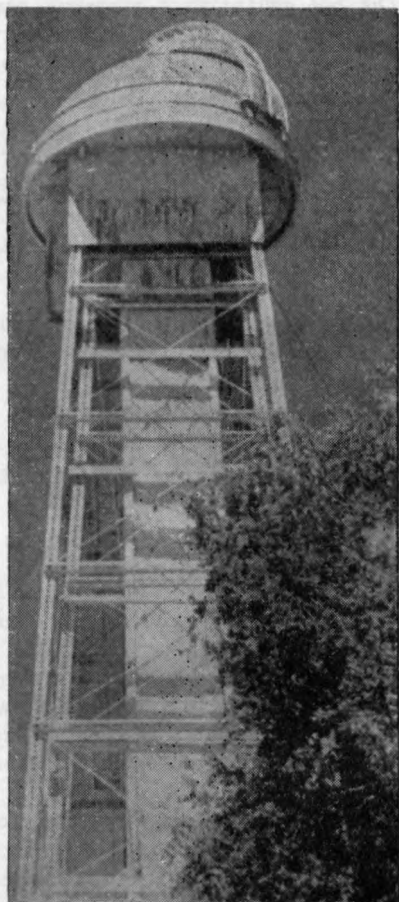
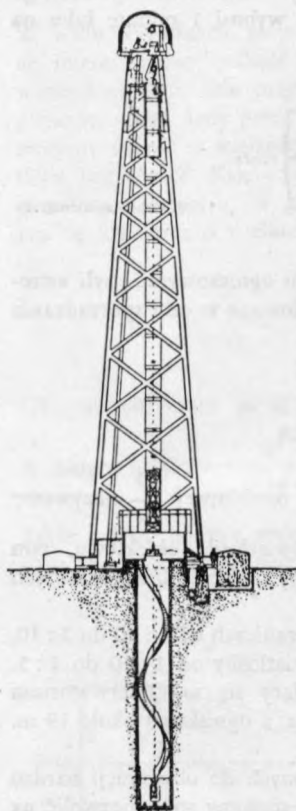
Stosunek średnicy obiektywu do jego ogniskowej $\frac{D}{F}$ nazywamy

światłością obiektywu. Im większa światłość obiektywu, tym w krótszym czasie fotografując, możemy uzyskać obrazy słabszych obiektów.

Światłości refraktorów zawarte są w granicach od 1 : 20 do 1 : 10, natomiast astrografy mają na ogół światłości od 1 : 10 do 1 : 5. Największy refraktor świata, znajdujący się w Obserwatorium Yerkes w Chicago, ma średnicę 102 cm, a ogniskową około 19 m. Jego światłość jest więc 1 : 19.

W wypadku instrumentów przeznaczonych do obserwacji bardzo jasnych obiektów, na przykład Słońca, możemy sobie pozwolić na używanie teleskopów o jeszcze mniejszych światłościach. Typowe instrumenty do obserwacji Słońca mają światłości od 1 : 30 do 1 : 50 a nawet 1 : 100. Długa ogniskowa tych instrumentów jest w tym wypadku szczególnie korzystna, bo pozwala na uzyskanie obrazu Słońca o dużych liniowych rozmiarach.

Reflektory paraboliczne mają lustra główne o światłościach około 1 : 3 — 1 : 5, natomiast w swych systemach optycznych Cassegraina sięgają światłości rzędu 1 : 15, a w *condé* 1 : 30. Ostatnio budowane duże teleskopy w systemie Cassegraina osiągają światłości około 1 : 8 — 1 : 9, ale ich lustra nie mają powierzchni odpowiednio paraboloidalnej i hiperboloidalnej, jak w klasycznych



37. Słoneczne teleskopy wieżowe na Mount Wilson (Kalifornia)

reflektorach, lecz oba mają powierzchnię hiperboloidalną. Taki układ optyczny nazywa się Ritchey-Chretien. Teleskopy tego rodzaju odtwarzają poprawnie większe pole widzenia niż teleskopy paraboliczne. Największym obecnie czynnym teleskopem tego typu

jest uruchomiony w 1969 r. 272 cm teleskop Obserwatorium McDonalda w Teksasie w USA.

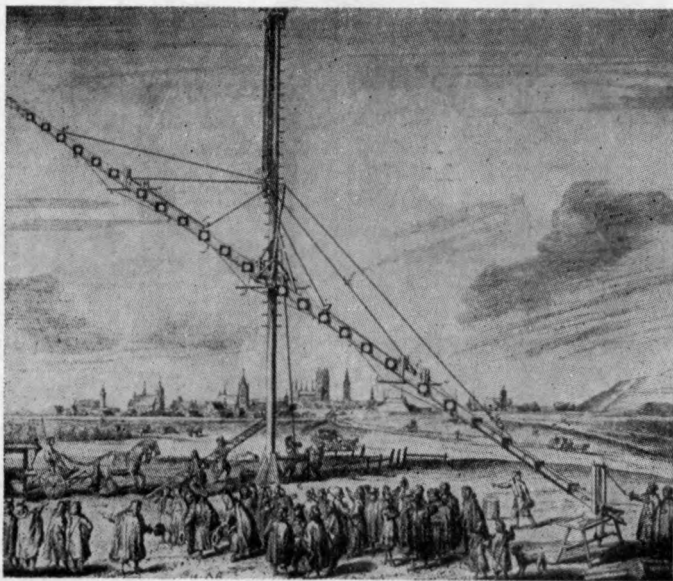
W wielu rodzajach badań astrofizycznych, szczególnie przy obserwacji fotograficznej obiektów słabo świecących, jak komety i mgławice, potrzebna jest jak największa światłosiła astrografów. Obrazy tych obiektów mają bowiem jasność proporcjonalną do kwadratu światłosiły. A więc w ognisku astrografu o światłosile 1 : 1 klisza zaczerni się 100 razy szybciej niż w ognisku astrografu o światłosile 1 : 10.



WADY OPTYKI TELESKOPÓW

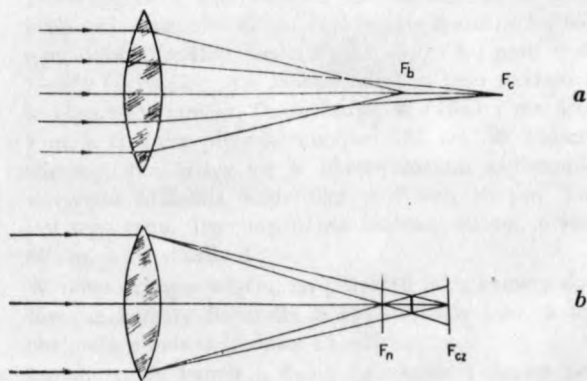
Załamanie promieniowania jest zależne od długości fali i z tego powodu proste soczewki nie mogą skupić promieni różnych barw w jednym ognisku. Jest to tak zwana aberracja chromatyczna soczewki. Drugą z podstawowych wad jest ogniskowanie się promieni świetlnych w różnych punktach na osi optycznej w zależności od tego, w jakiej od niej odległości przechodziły one przez soczewkę. Jest to aberracja sferyczna. Jedynym znanym dawniej sposobem usunięcia tych wad było zwiększenie ogniskowej teleskopu. Szczególnie w XVII w. powstawały z tego powodu telesko-

38. Wielki teleskop Heweliusza na przedpolach Gdańska, 1660 r.



py olbrzymy o długości kilkudziesięciu metrów, co przy ówczesnym stanie techniki, nie gwarantującej stabilności mechanicznej takich układów, dawało efekt wręcz przeciwny. Największy w tych czasach teleskop, o długości 49 m, zbudował około 1660 r. gdański astronom Jan Heweliusz (rys. 38).

W celu usunięcia, a przynajmniej znacznego zmniejszenia wpływu tych wad na jakość obrazów, stosowane są od połowy XVIII w. w refraktorach jako obiektywy zespoły soczewek, wykonanych z różnych gatunków szkła o odpowiednio dobranych współczynnikach załamania i kształcie powierzchni. Stąd obiektywy refraktorów są bardzo kosztowne, a przy tym traci się w nich dużo światła przez odbicia od wielu powierzchni i przez pochłanianie w stosunkowo grubej masie szkła. Ponadto w praktyce nigdy nie osiągamy całkowitego usunięcia aberracji chromatycznej dla całego na przykład widma widzialnego. Dlatego dużą popularność używały reflektory, które tych wad nie posiadają. Specjalne wymagania stawia się przy tym materiałowi służącemu do wyrobu soczewki, mniejsze natomiast temu, z którego powstaje lustro.



39. Błędy optyczne prostych soczewek:

a - aberracja sferyczna, b - aberracja chromatyczna; F_a - ognisko promieni przechodzących przez brzegowe partie soczewki, F_c - ognisko promieni przechodzących przez partie centralne, F_n - ognisko promieni niebieskich, F_{cz} - ognisko promieni czerwonych

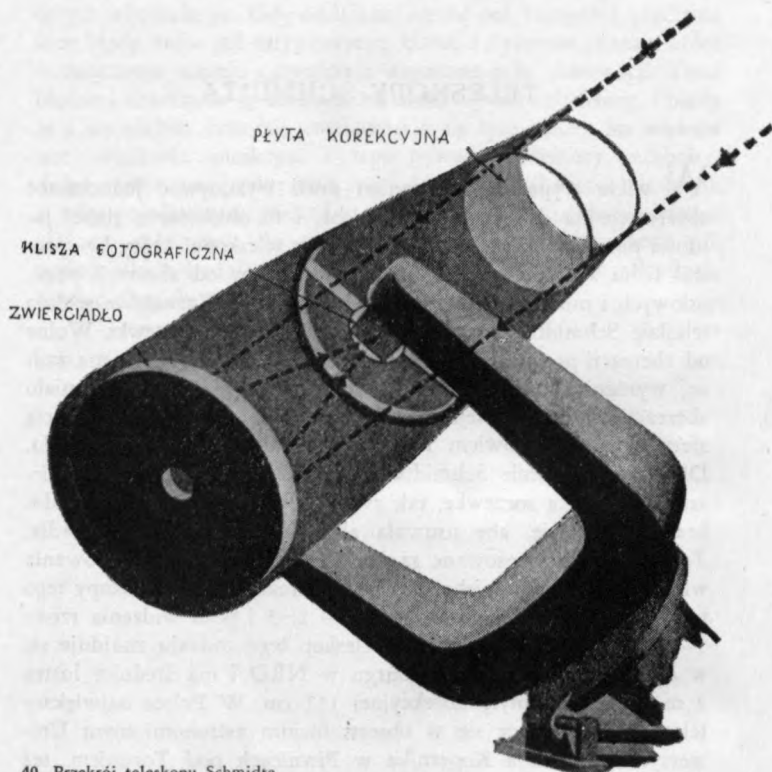
Błędy aberracji chromatycznej i sferycznej działają tylko na osi optycznej teleskopu. Gdy oddalamy się od osi, zaczynają grać rolę inne błędy, takie jak astygmatyzm, koma, i dystorsja obrazu, które w znacznym stopniu ograniczają użyteczne pole obserwacji. Tymi błędami obarczone są zarówno reflektory, jak i refraktory, i błędy te z wyjątkiem dystorsji uwidaczniają się tym silniej, im większa jest światłosiła teleskopu. Z tego powodu reflektory paraboloidalne używane są praktycznie tylko do obserwacji na osi teleskopu, a więc pojedynczych gwiazd, a w refraktorach stosuje się bardzo złożone obiektywy dla uzyskania dobrego odwzorowania pól o niewielkich średnicach i przy stosunkowo małych światłosiłach, a więc długich czasach ekspozycji fotograficznych.

TELESKOPY SCHMIDTA

W wielu wypadkach astronom musi wykonywać jednoczesne obserwacje na dużym obszarze nieba, i to obiektów o słabej jasności powierzchniowej. Układ optyczny teleskopu, który by sprostał temu zadaniu, musi więc być uwolniony od aberracji pozaosiowych i musi być dostatecznie światłosilny. Warunki te spełnia teleskop Schmidta, który jest kombinacją lustra i soczewki. Wolne od aberracji pozaosiowych jest lustro sferyczne, które nie ma żadnej wyróżnionej osi. Jak każde lustro, nie będzie też ono miało aberracji chromatycznej. Będzie natomiast obarczone aberracją sferyczną, tylko bowiem lustro paraboloidalne jej nie posiada. Dlatego w systemie Schmidta w środku krzywizny lustra umieszcza się ciekłą soczewkę, tak zwaną płytę korekcyjną, o tak dobranym kształcie, aby usuwała aberrację sferyczną zwierciadła. Teleskopy takie stosowane są obecnie szeroko do fotografowania większych obszarów nieba. Praktycznie realizuje się teleskopy tego typu o światłosiłach rzędu $1 : 2,5$ — $1 : 3$ i polu widzenia rzędu 5 — 6° . Największy na świecie teleskop tego rodzaju znajduje się w obserwatorium w Tautenburgu w NRD i ma średnicę lustra 2 m, a średnicę płyty korekcyjnej 137 cm. W Polsce największy teleskop, znajdujący się w obserwatorium astronomicznym Uniwersytetu Mikołaja Kopernika w Piwnicach pod Toruniem, też jest tego typu. Jego lustro ma średnicę 90 cm, płyta korekcyjna 60 cm, a światłosiła $1 : 3$.

W powszechnym użyciu, na przykład jako kamery do spektrografów, są kamery Schmidta o światłosiłach $1 : 1$, a nawet $1 : 0,5$, obejmujące pola o średnicy 15 — 20° .

Innym typem kamer o dużej światłosile i dużym polu widzenia są teleskopy Maksutowa. Podobnie jak w teleskopie Schmidta, elementem zbierającym światło jest zwierciadło kuliste. Aberracja sferyczna tego lustra jest kompensowana przez meniskową płytę szklaną, stąd ten typ teleskopu nazywa się często teleskopem meniskowym. Obie powierzchnie menisku są kuliste, co znakomicie ułatwia jego wykonanie. Największe realizowane światłosily w tym systemie są rzędu $1 : 1,5$.



40. Przekrój teleskopu Schmidta

Powierzchnia ogniskowa w tego typu teleskopach nie jest płaska, ale zakrzywiona, dlatego klisze fotograficzne trzeba tu umieszczać w specjalnych kasetach.

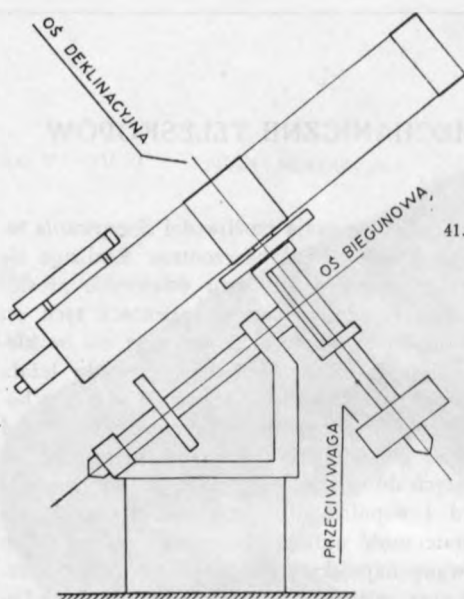
Pośrednim typem teleskopu między teleskopem paraboloidalnym a kamerą Schmidta, i to zarówno pod względem wielkości użytecznego pola widzenia, jak i światłości, jest wspomniany już teleskop typu Ritchey-Chretien. Przy światłosile 1:8 użyteczne pole widzenia tych teleskopów wynosi około 1° lub nieco więcej. Teleskop 5-metrowy na Mount Palomar ma dobre ognisko tylko dla pola o średnicy około 3 minut łuku.

MONTAŻE MECHANICZNE TELESKOPÓW

Obserwacje astronomiczne wymagają możliwości skierowania teleskopu na dowolny punkt nieba nad horyzontem. Realizuje się to przez obrót tubusa teleskopu wokół dwu wzajemnie prostopadłych osi. Istnieją dwa zasadnicze sposoby orientacji tych osi w przestrzeni. Jeden sposób to skierowanie jednej z osi w kierunku działania siły ciężkości. Druga oś będzie wtedy leżała w płaszczyźnie horyzontu. Taki układ osi nazywa się układem horyzontalnym. W tym układzie obserwował Kopernik i ten układ jest wykorzystany dzisiaj głównie przy pomiarach kierunków — w instrumentach służących do wyznaczania czasu, do wyznaczania współrzędnych gwiazd i współrzędnych miejsca obserwacji. Ze względu na wielką stateczność układu horyzontalnego, w takim układzie jest zmontowany największy na świecie, 6-metrowy reflektor na Kaukazie oraz większość dużych reflektorów radioastronomicznych.

Gdy chcemy, by obserwowany obiekt pozostał przez dłuższy czas w polu widzenia, jak to ma miejsce na przykład w obserwacjach fotograficznych, układ horyzontalny okazuje się niewygodny. Wynika to z ruchu obrotowego naszej planety, który nie dokonuje się przecież ani wokół osi poziomej, ani osi pionowej. Nie można więc ruchu Ziemi kompensować ruchem teleskopu wokół żadnej z tych osi, gdyż obserwowany obiekt z pola widzenia tak ustawionego instrumentu systematycznie „ucieka”. Wyjściem z tej sytuacji jest ustawienie jednej z osi obrotu teleskopu równoległe do osi obrotu Ziemi, czyli wzdłuż osi biegunowej. Druga oś będzie wtedy leżała w płaszczyźnie równika niebieskiego, a taki układ nazywać się będzie układem równikowym (ekwatorialnym) albo paralaktycznym. W tym układzie są zamontowane prawie wszystkie teleskopy astrofizyczne. Dla skompensowania ruchu obrotowego Ziemi wystarczy w tym układzie powolny obrót teleskopu wokół osi biegunowej w kierunku przeciwnym do obrotu naszej planety. W ten sposób można bardzo dokładnie śledzić każdy obiekt niebieski.

Zależnie od wielkości teleskopu, jego masy i długości tubusa sto- 73

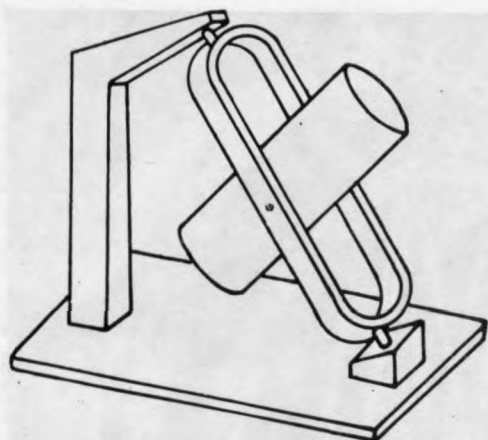


41. Układ paralaktyczny i niemiecki montaż teleskopu

suje się różne typy montażu paralaktycznego. Do refraktorów (charakteryzujących się stosunkowo małą światłością, a więc długim tubusem) oraz do reflektorów o średnicach do kilkudziesięciu centymetrów stosuje się tak zwany montaż niemiecki. W montażu tym oś biegunowa umocowana jest do podstawy jednym swym końcem, a na drugim jej końcu znajduje się prostopadła do niej oś deklinacyjna. Na jednym końcu osi deklinacyjnej umocowany jest tubus teleskopu, a na drugim równoważąca jego masę tak zwana przeciwwaga.

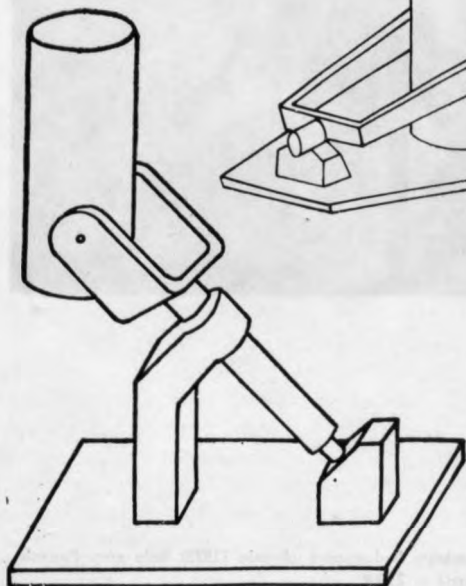
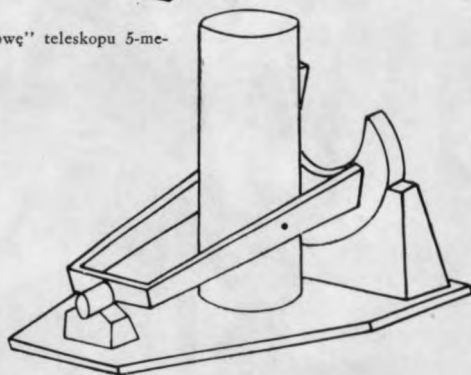
Dla teleskopów o większej masie wzmacnia się ten montaż przez przedłużenie osi biegunowej i wsparcie jej na podstawie również i z drugiej strony osi deklinacyjnej. Otrzymuje się w ten sposób montaż angielski, bardzo często stosowany do wielkich reflektorów. Zaletą tego montażu jest łatwy sposób prowadzenia promieniowania do ogniska coudé, a wadą, że oś biegunowa jest obciążona masą dwa razy większą niż masa teleskopu (teleskop i jego przeciwwaga). Wyjściem z tej niekorzystnej sytuacji jest rozwarcie

74 osi biegunowej i symetryczne umieszczenie w tym rozwarciu tu-

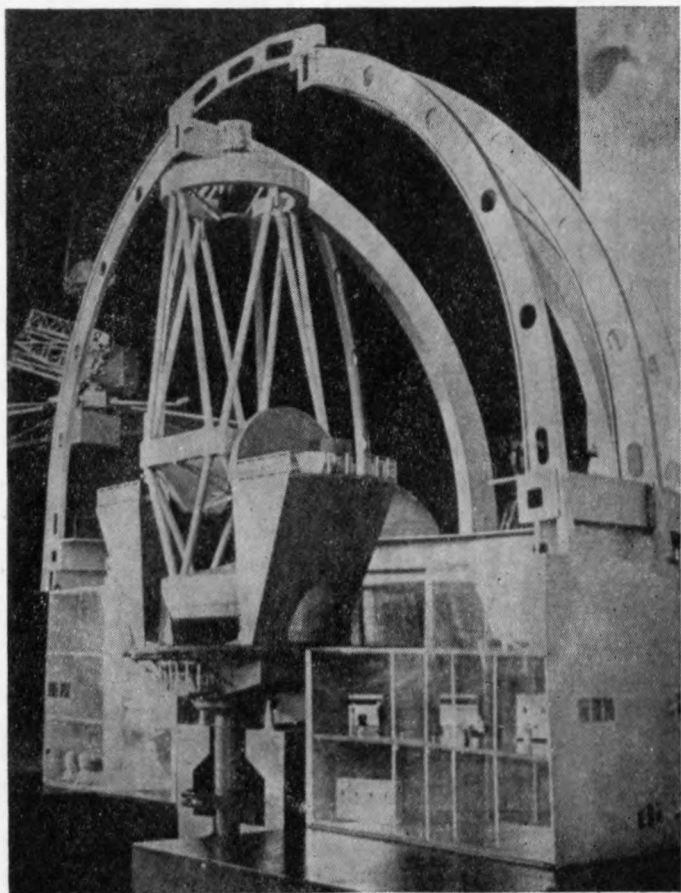


42. Układ jarzmowy

43. Montaż „w podkowę” teleskopu 5-metrowego Hale'a



44. Montaż widłowy



45. Model 6-metrowego teleskopu budowanego obecnie (1972) koło góry Pastuchowa w Centralnym Kaukazie w ZSRR

busa teleskopu. Otrzymamy w ten sposób tzw. układ jarzmowy (patrz rys. 42). Dość oryginalną wersją tego montażu jest montaż teleskopu Hale'a na Mount Palomar. Od strony północnej jarzmo tego 5-metrowego teleskopu ma zamknięcie w kształcie końskiej podkowy, przez co — w przeciwieństwie do klasycznego montażu jarzmowego — rejonny wokół bieguna północnego też są dostępne do obserwacji. Gdy rezygnujemy z zamocowywania osi biegunowej układu jarzmowego po obu stronach osi deklinacyjnej, układ jarzmowy przeradza się nam w układ widłowy — osią biegunową jest w nim jak gdyby trzonek widel, przez których krańce przechodzi oś deklinacyjna. Układ widłowy jest najbardziej zwartym montażem teleskopu. W tym montażu zbudowany jest największy polski teleskop i w nim buduje się obecnie dwa teleskopy o 4-metrowej średnicy luster — dla obserwatorium na Kitt Peak w USA i dla amerykańskiego obserwatorium w Chile. Montaż radzieckiego teleskopu 6-metrowego na Kaukazie też jest widłowy, ale jego widły, ze względu na olbrzymią masę tego teleskopu i występujące przy tym gięcia, są ustawione w układzie horyzontalnym (oś widel w kierunku pionowym).

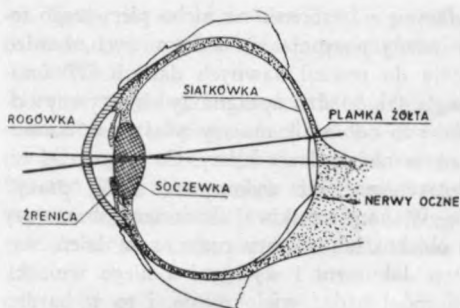
ODBIORNIKI PROMIENIOWANIA

OKO

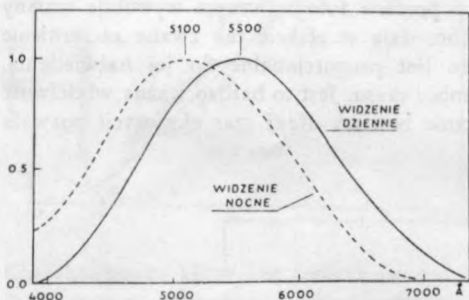
Najbardziej doskonałym odbiornikiem promieniowania widzialnego jest oko ludzkie i ono też stanowiło aż do połowy ubiegłego wieku konieczny składnik każdego astronomicznego przyrządu. Obraz rzeczywisty oglądanego przedmiotu jest tworzony na powierzchni ogniskowej, czyli na dnie oka, przez bardzo złożony obiekt, jakim jest źrenica oka. Obiekt ten może w szerokich granicach zmieniać swą ogniskową, dając ostre obrazy przedmiotów odległych od oka od 30 cm do nieskończoności, i może zmieniać swą średnicę, zależnie od padającego strumienia energii, od 1 do 10 mm. Aparatem fotometrycznym jest siatkówka, wyściełająca dno oka, a złożona z reagujących na słabe oświetlenia pręcików i odbierających silne oświetlenia czopków, oraz pewne płyny fotoczule. Te elementy przekazują swe reakcje nerwom wzrokowym, a te dalej odpowiednim organom mózgowym, które syntetyzują zjawisko „widzenia”. Reakcja oka, podobnie jak wszystkie reakcje organizmu ludzkiego na zewnętrzne podniety, jest zgodna z prawem psychofizycznym Webera-Fechnera i odbierane wrażenie jest proporcjonalne do logarytmu otrzymywanego oświetlenia. Względna dokładność ocen fotometrycznych wynosi 1 procent.

Czopki i pręciki reagują łącznie na oświetlenie w granicach od 1 do 10^7 , co przy zmienności średnicy źrenicy oka w granicach 1 do 10 (zmiana powierzchni 1:100) daje zakres widzenia w stosunku 1 do 10^9 . Odpowiada to zakresowi oświetleń od jasności nocnego nieba do blasku Słońca. Niestety oko nie reaguje jednakowo na wszystkie barwy. Najbardziej jest ono czułe na barwy zielonożółte (5100 Å dla pręcików, 5500 dla czopków), a następnie zarówno w kierunku fal krótszych, jak i dłuższych jego czułość maleje. Fakt ten dla obu elementów światłoczułych jest zobrazowany przez krzywą czułości oka, której wykres widzimy na rysunku 46. Wynika z niej, że oko ma inną nieco chromatyczną czułość dla gwiazd jasných, a inną dla gwiazd słabych.

78 Z drugiej strony oko widzi tylko wtedy, gdy na nie pada promie-



46. Oko ludzkie i krzywe jego czułości

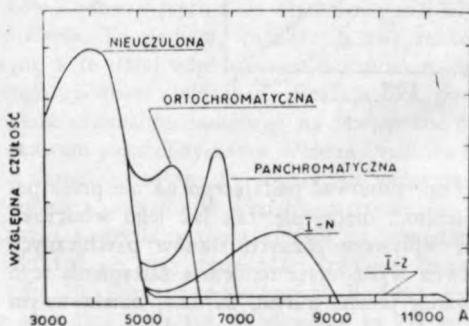


niowanie, a nie potrafi np. sumować padającego na nie przez pewien czas światła. Ponadto... męczy się, tak jak jego właściciel, i ulega subiektywnym wpływom różnych stanów psychicznych właściciela, stąd od dawna występujące tendencje zastąpienia tego odbiornika promieniowania jakimś innym, bardziej obiektywnym odbiornikiem.

KLISZA FOTOGRAFICZNA

Odkrycie procesu fotograficznego i zastosowanie kliszy fotograficznej do obserwacji astronomicznych w drugiej połowie XIX w. było nie mniejszym chyba krokiem naprzód w rozwoju technik 79

obserwacyjnych, jak odkrycie i zwrócenie na niebo pierwszego teleskopu. Podobnie jak wtedy posypała się seria nowych, bardzo ważnych odkryć i okazała do rewizji dawnych danych. W fotografii astronomia uzyskała tak bardzo upragniony obiektywny odbiornik promieniowania, i to odbiornik mający właściwość kumulowania energii przez okres naświetlania kliszy. Co więcej, od tej pory astronom nie potrzebował już wykonywać „całej pracy” w nocy przy teleskopie. W nocy uzyskiwał dokument obrazujący stan interesującego go obiektu lub obszaru nieba, a w dzień, wypoczęty, mógł badać ten dokument i wyciągać z niego wnioski. Ponadto dokument ten mógł badać wielokrotnie, i to w bardzo dużych odstępach czasu, i mogli go badać również i inni. Ułatwiało to wszystko znacznie uzyskanie obiektywnych rezultatów. Energia promienista w procesie fotograficznym wywołuje zmiany natury chemicznej, które dają w efekcie tak zwane zaczernienie kliszy. Zaczernienie to jest proporcjonalne do jej naświetlenia, czyli iloczynu oświetlenia i czasu. Jest to bardzo ważna właściwość kliszy, przez dostatecznie bowiem długi czas ekspozycji pozwala



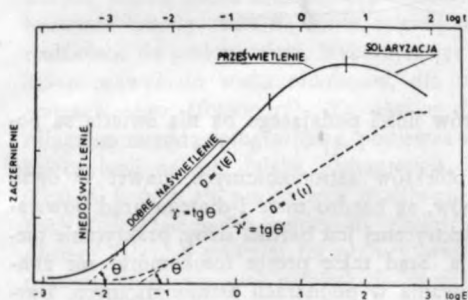
47. Względna czułość i spektralny zakres czułości emulsji fotograficznych

na uzyskanie zadowalających zaczernień dla obiektów bardzo słabych. Dlatego możliwe jest fotografowanie gwiazd i mgławic znacznie słabszych od tych, które można zobaczyć przez teleskop. Obłoki gazu międzygwiazdowego, słabe galaktyki i gromady galaktyk zostały odkryte właśnie dzięki zastosowaniu fotografii i tej jej właściwości.

80 Klisza fotograficzna reaguje nie tylko na promieniowanie widzial-

ne. Czują jest ona i na niewidzialne promieniowania nadfioletowe i może być uczulona na promieniowanie podczerwone, aż do 12 000 Å.

Niezbýt wygodną własnością kliszy fotograficznej jest, że jej zaciernienie jest proporcjonalne do wywołującego je natężenia światła tylko dla wąskich stosunków natężeń, mniejszych niż 1 : 100. Poza tym związek między tymi wielkościami nie jest liniowy w całym przedziale natężeń padającego światła. Przedstawia go zamieszczona na rysunku 48, tak zwana charakterystyka kliszy.



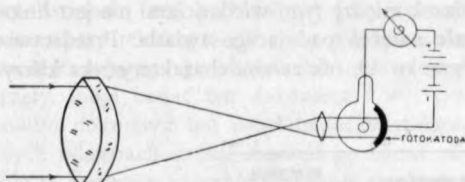
48. Charakterystyka kliszy

Charakterystyka kliszy jest funkcją bardzo zależną od warunków (temperatury, wilgotności) przechowywania kliszy, fotografowania i obróbki fotograficznej (temperatura wywoływacza i czas wywoływania), i dlatego musi być dla każdego zdjęcia, na podstawie którego chcemy oceniać stosunki natężeń promieniowania poszczególnych sfotografowanych obiektów, wyznaczana oddzielnie. To czyni metody fotometrii fotograficznej bardzo pracochłonnymi.

FOTOKOMÓRKI, FOTOPOWIELACZE, PRZETWORNIKI OBRAZU

Energia promienista znacznie efektywniej niż w procesie fotograficznym jest wykorzystywana w zjawisku fotoelektrycznym zewnętrznym. Zjawisko to polega na tym, że padające na powierzchnię metaliczną lub półprzewodnikową światło powoduje „wybicie” z tej powierzchni elektronów. Liczba uwolnionych elektronów zależy w sposób liniowy w bardzo szerokim zakresie

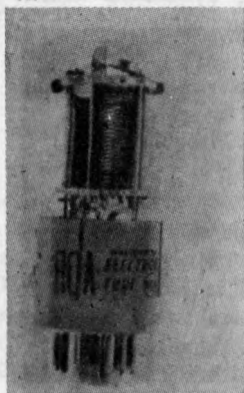
od natężenia padającego światła. Mierząc płynący w ten sposób prąd elektryczny między oświetlaną płytką (do której przykładamy potencjał ujemny), zwaną katodą, a umieszczoną przed nią elektrodą dodatnią, czyli anodą, mamy miarę padającego na katodę promieniowania. Najprostsza fotokomórka i sposób jej za-



49. Najprostszy fotometr fotoelektryczny

stosowania do pomiarów ilości padającego na nią światła są podane na rys. 49.

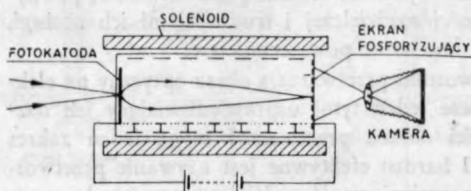
Jasności mierzonych obiektów astronomicznych, nawet w ogniskach dużych teleskopów, są bardzo małe i dlatego prąd powstający w komórce fotoelektrycznej jest bardzo słaby, praktycznie niemożliwy do zmierzenia. Stąd takie proste fotokomórki nie znalazły szerszego zastosowania w pomiarach astronomicznych. Bardzo szerokie natomiast zastosowanie astronomiczne znalazły fotopowielacze (fotomnożniki), w których strumień elektronów wybity z katody jest milion razy lub więcej uwielokrotniony przez kolejne odbicia od elektrod pośrednich, czyli dynod. Prąd na wyjściu fotopowielacza musi też jeszcze być wzmocniony i dopiero wtedy jest rejestrowany na potencjometrze samopiszącym lub przy



50. Fotopowielacz

pomocy woltomierza cyfrowego zapisywany na taśmie dziurkowanej, kartach perforowanych itp., przekazywanych elektronicznie do dalszej obróbki. Z innych zastosowań tego urządzenia wymienimy zdalne kierowanie przyrządów, w wielu wypadkach automatyzację obserwacji posuniętą aż do całkowitego wyeliminowania obserwatora, na przykład przy obserwacji przejść gwiazd przez południk miejsca obserwacji. Czułość i dokładność tej techniki obserwacyjnej znacznie przekraczają osiągnięcia techniki fotograficznej, toteż jest ona coraz szerzej stosowana w astronomii.

Bardzo ważną cechą efektu fotoelektrycznego jest to, że można budować katody czułe na różne zakresy widmowe, od dalekiego nadfioletu do podczerwieni, wykorzystując efekt zewnętrzny, a od $1,5 \mu$ wzwyż do wielu mikronów, dla efektu fotoelektrycznego wewnętrznego (fotoopory). Te dłuższe fale praktycznie nie są osiągalne metodą fotograficzną, ponieważ nie dysponujemy kliszami czułymi na tak daleką podczerwień. Na długości fali około 9000 \AA kończy się praktycznie możliwość obserwacji fotograficznych (ze względu na minimalną czułość emulsji uczulanych na dłuższe fale), a powyżej tej granicy wszystko, co dzisiaj wiemy o promieniowaniu ciał niebieskich, opiera się na wykorzystaniu zjawiska fotoelektrycznego. Jest to zresztą dziedzina astronomii, która właśnie obecnie bardzo intensywnie się rozwija. Tymi metodami odkryto na przykład bardzo zimne gwiazdy, otoczki pyłowe wokół gwiazd, uzyskano wiele ciekawych danych o przepływie materii między gwiazdą a ośrodkiem międzygwiazdowym itp.



51. Elektronowy przetwornik obrazu

Od teleskopu optycznego wymagamy nie tylko tego, aby zebrał określoną ilość promieniowania, ale również aby zachował kierunki promieniowania tak, żeby utworzony przez niego obraz był wiernym odwzorowaniem obserwowanego obiektu. Możliwe jest też zbudowanie takiego urządzenia fotoelektrycznego, w którym uwolnione z fotokatody elektrony utworzą obraz identyczny z tym, który wytworzony jest przez światło na powierzchni fotokatody.

To urządzenie nazywa się przetwornikiem elektronowo-optycznym lub po prostu przetwornikiem obrazu (bo obraz optyczny przetwarza na obraz elektronowy). W płaszczyźnie obrazu elektronowego możemy umieścić kliszę fotograficzną czułą na elektrony (czyli kliszę jądrową) i na niej uzyskać zdjęcie obserwowanego obiektu. Możemy też obraz elektronowy rzucić na ekran fosforyzujący, na którym elektrony wywołują świecenie, zachowujące zarówno geometryczne, jak i fotometryczne cechy obrazu padającego na fotokatodę. Ekran ten możemy następnie sfotografować, przykładając do niego bezpośrednio zwykłą kliszę fotograficzną, bądź używając kamery fotograficznej.

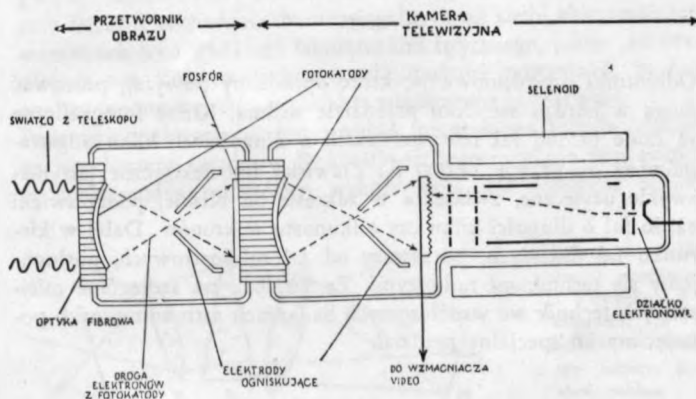
Strumień elektronów w przetworniku obrazu można dodatkowo jeszcze przyspieszać, a przez to zwiększać ich energię kinetyczną obrazu optycznego. I praktycznie, używając przetwornika obrazu Od tej energii elektronów zależy reakcja, jaką wywołują one zarówno na kliszy jądrowej, jak i na ekranie fosforyzującym. W przyspieszeniu elektronów mamy więc metodę wzmacniania w świetle widzialnym, uzyskuje się takie wzmocnienie, że o czynnik 100 można skrócić czas naświetlania zdjęcia. Zamiast 100 minut ekspozycji na bardzo czulej emulsji fotograficznej, wystarcza 1 minuta na emulsji jądrowej, czyli 100 razy krócej. Jest to równoznaczne z użyciem teleskopu o powierzchni obiektywu 100 razy większej, czyli 10 razy większej średnicy. A więc teleskopem o średnicy 50 cm z przetwornikiem obrazu, fotografujemy tak samo długo, jak teleskopem 5-metrowym na zwykłych kliszach astronomicznych. Co za fantastyczny zysk! Na razie ten zysk jest jeszcze opłacany bardzo wysokimi cenami przetworników, pewnymi stratami w zdolności rozdzielczej i trudnościami ich obsługi, ale mimo to stają się one coraz powszechniejsze.

Oprócz tego, że przetworniki przetwarzają obraz optyczny na elektronowy, istnieje jeszcze jeden tytuł usprawiedliwiający ich nazwę. Otóż przetworniki obrazu przetwarzają mogą jeden zakres spektralny na drugi. I bardzo efektywne jest używanie przetworników do obserwacji promieniowania nadfioletowego i podczerwonego. Stosując fotokatodę czułą, na przykład na podczerwień, możemy na ekranie luminescencyjnym obserwować podczerwony obraz interesującego nas ciała niebieskiego po prostu okiem. W tym zastosowaniu przetworniki znane są w wojsku jako noktowizory — do obserwacji terenu w nocy. I to zastosowanie jest najczęściej wykorzystywane w astronomii.

KAMERY TELEWIZYJNE

Sledzenie lądowania i pobytu astronautów na Księżycu, odkrycie kraterowej natury powierzchni Marsa i realizacja innych ambitnych planów bezpośredniego badania przestrzeni kosmicznej będącej w zasięgu sztucznych satelitów Ziemi i sond międzyplanetarnych, nie byłyby możliwe bez użycia kamer telewizyjnych. Techniki telewizyjne znajdują też coraz większe zastosowanie do obserwacji ciał niebieskich z ziemskich obserwatoriów.

W kamerach telewizyjnych obraz jest wytwarzany na mozaice złożonej z wielkiej liczby kondensatorów. Odtwarzanie tego obrazu dokonuje się przez szybkie „zamiatanie” tej mozaiki wiązką elektronów. Wzdłuż kilkuset rzędów (linii), na które podzielony jest obraz, wiązka elektronów przebiega kilkanaście razy na sekundę. Takie odtwarzanie obrazu telewizyjnego jest możliwe tylko wtedy, gdy dysponujemy dużą ilością światła, a zawodzi, gdy mamy słabe oświetlenie. Dla rejestracji słabych oświetleń możemy pozwolić kondensatorom odbierającym obraz optyczny na długie



52. Nowoczesny układ przetwornika obrazu i kamery telewizyjnej

ładowanie się i w odstępach kilkuminutowych, a nawet kilkugodzinnych raz, zamiast wielokrotnie, „wyświetlić” je przy pomocy jednokrotnego przebiegu strumienia elektronów. Widzimy w tej metodzie niezastąpioną własność metody fotograficznej, czyli mo-

żliwość gromadzenia światła w ciągu długiego czasu. Z drugiej strony kamera telewizyjna ma bardzo cenną cechę procesów fotoelektrycznych, mianowicie liniową zależność między uzyskiwanym sygnałem a natężeniem padającego światła. Cechy te czynią kamerę telewizyjną bardzo cennym narzędziem pracy astronoma.

Ze znanych typów kamer telewizyjnych bezpośrednio do celów obserwacyjnych wykorzystuje się superortikony. Widikony natomiast używane są podobnie jak w telewizji przemysłowej do śledzenia na odległość działania innych przyrządów, odczytywania ich wskazań czy też automatycznego utrzymywania obrazu Słońca na szczelinie spektrografu.

Ostatnio często stosuje się kombinację przetwornika obrazu, i to kilkustopniowego, i kamery telewizyjnej. Obiektów teleskopu skupia wtedy światło na katodzie przetwornika, po czym wytworzona przez nie wiązka elektronów tworzy obraz na ekranie fosforyzującym, znajdującym się tuż przed obiektywem kamery telewizyjnej. Przypuszcza się, że w ten sposób możliwe już niedługo będzie tak efektywne wykorzystanie dochodzącego do nas promieniowania gwiazd, że każdy niemal foton wpadający do obiektywu teleskopu będzie dawał sygnał telewizyjny.

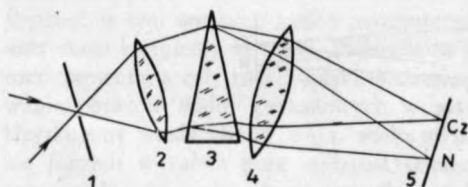
*

Odbiorniki promieniowania, które opisaliśmy powyżej, pracować mogą w bardzo szerokim przedziale widma. Klisze fotograficzne są czule już od fal rentgenowskich o długościach kilku angstromów aż do prawie 12 000 Å. Zjawisko fotoelektryczne jest niezwykle użyteczne, zwłaszcza w zakresie od bliskiej podczerwieni aż do fal o długości kilku czy kilkunastu mikronów. Dalej w kierunku fal dłuższych, począwszy od fal milimetrowych, posługujemy się technikami radiowymi. Ze względu na szczególne miejsce tych technik we współczesnych badaniach astronomicznych poświęcimy im specjalny rozdział.

SPEKTROGRAFY I ANALIZA WIDMOWA

Zebrań w ogniskach teleskopów promieniowanie możemy analizować w różnych przedziałach długości fali, dobierając odpowiednie odbiorniki promieniowania. Gdy dodatkowo przed odbiornik wstawimy filtr lub zespół filtrów przepuszczających określone barwy, otrzymamy informację o promieniowaniu w poszczególnych barwach. Jednak takie obserwacje nie wykorzystują wszystkich informacji, jakie niesie ze sobą promień świetlny. Pełniejszej jego analizy dokonać możemy przy pomocy metod analizy widmowej, czyli spektroskopii. Spektroskopia bada zależności natężenia światła od długości fali i wyznacza długości fali obserwowanych linii widmowych absorpcyjnych i emisyjnych. Pozwala badać budowę fizyczną i skład chemiczny ciał niebieskich, analizować własności atomów i cząstek znajdujących się w atmosferach gwiazd, mgławicach i przestrzeni międzygwiazdowej, śledzić procesy fizyczne zachodzące w nieosiągalnych na ziemi ekstremalnych warunkach tego wielkiego laboratorium fizycznego, jakim jest otaczający nas Kosmos. Bez przesady możemy powiedzieć, że bez analizy widmowej nie istniałaby współczesna astrofizyka.

Podstawą spektroskopii jest rozkład integralnego światła białego na jego barwne składowe. Dokonuje się tego rozkładu przy pomocy spektrografu, w którym wykorzystana jest zależność współ-



53. Przyrządowy spektrograf szczelinowy
1 - szczelina, 2 - kolimator, 3 - pryzmat, 4 - obiektyw kamery, 5 - obraz widma

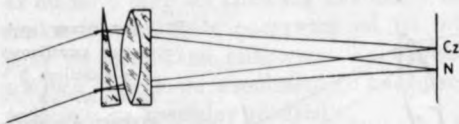
czynnika załamania światła od długości fali bądź też zjawisko dyfrakcji i interferencji. W pierwszym wypadku rozszczepienie światła następuje w pryzmacie, w drugim na siatce dyfrakcyjnej. Siatkę dyfrakcyjną stanowi tu szereg równoległych i równoodda-

lonych od siebie, gęstych (od 300 do 1200 na milimetrze) nacięć na płaskim zwierciadle.

Zarówno pryzmat, jak i siatka dyfrakcyjna dla dobrej pracy spektrografu wymagają, aby padająca na nie wiązka promieniowania była wiązką równoległą. Warunek ten jest realizowany przez kolimator, to jest obiektyw, w którego ognisku znajduje się szczelina wejściowa spektrografu, stanowiąca prawie punktowe źródło światła rozszczepianego przez spektrograf. Gdy wiązka ta ulegnie rozszczepieniu po przejściu przez pryzmat lub odbiciu od siatki, należy ją zogniskować. Użyć do tego celu możemy dowolnego obiektywu (najlepiej kamery Schmidta), w którego ognisku umieścimy adekwatny odbiornik promieniowania. Otrzymany obraz nazywamy widmem danego promieniowania i jest ono w istocie ciągiem monochromatycznych obrazów szczeliny w obserwowanym zakresie długości fal. Im węższa jest szczelina spektrografu i silniejsze rozszczepienie (dyspersja), tym „czystsze” jest widmo, tym więcej możemy powiedzieć o promieniowaniu w węższych przedziałach długości fali.

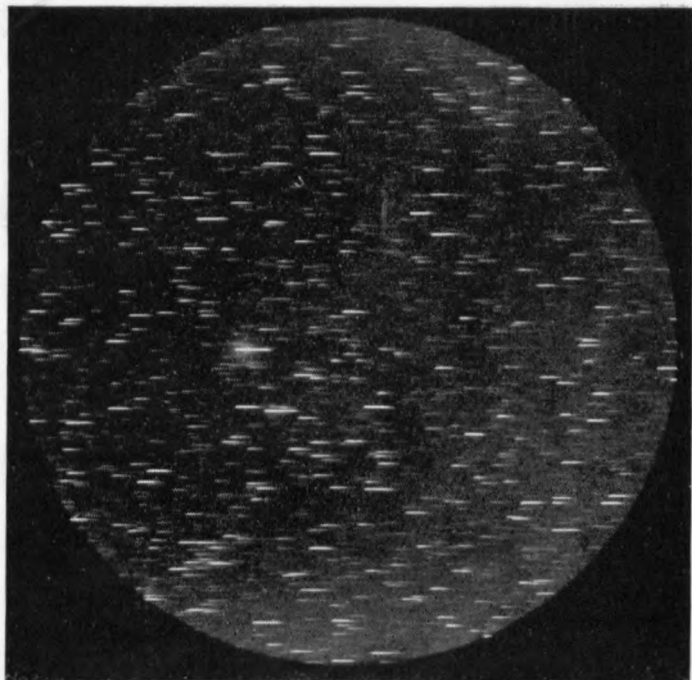
KAMERY PRYZMATYCZNE – PRYZMAT OBIEKTYWOWY

Obserwatoria astronomiczne dysponują, jak widzieliśmy, doskonałymi zarówno pod względem światłości, jak i wielkości pola widzenia kamerami fotograficznymi. Z drugiej strony gwiazdy stanowią prawie punktowe źródła światła, i to źródła tak odległe, że promieniowanie od nich dochodzące jest na pewno promienio-



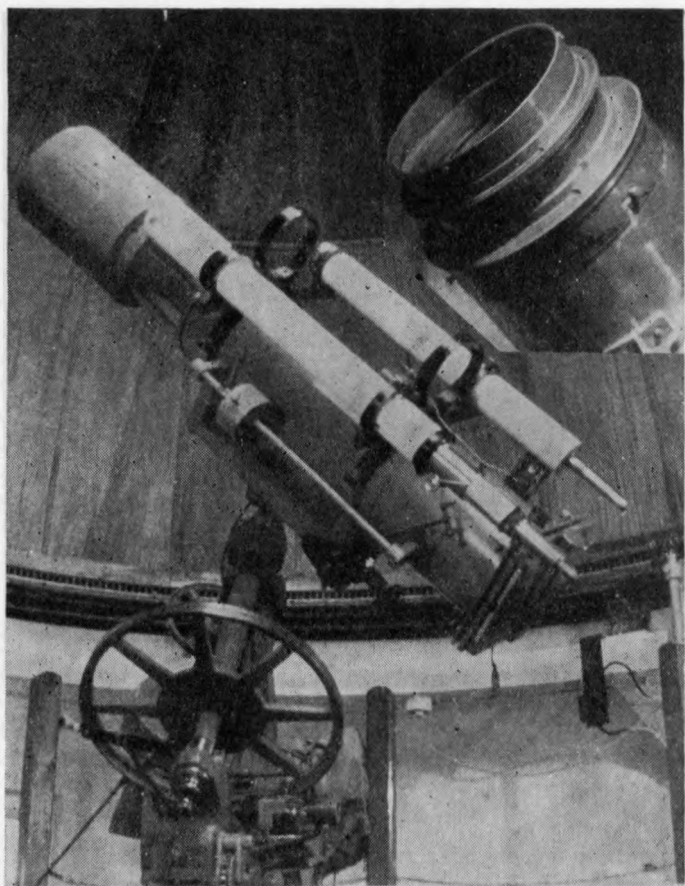
54. Kamera pryzmatyczna

waniem równoległym. Możemy więc to promieniowanie skierować, bez używania kolimatora, na przykład na pryzmat, a za pryzmatem umieścić astrograf, i już będziemy mieli przyrząd służący do otrzymywania widm gwiazd. I tak też w istocie robimy. Przed obiektywem teleskopu, najlepiej teleskopu Schmidta, umieszczamy



55. Zdjęcie widmowe nieba, wykonane toruńskim teleskopem Schmidta z pryzmatem obiektywowym

pryzmat, w tym wypadku zwany pryzmatem obiektywowym, i taki instrument kierujemy na niebo. Padająca na pryzmat wiązka ulega rozszczepieniu, a cały układ optyczny teleskopu służy do zogniskowania obrazów widm gwiazdowych w płaszczyźnie ogniskowej. Uzyskujemy wtedy obrazy widm wielu gwiazd na raz, dostatecznie jasnych w całym polu widzenia teleskopu. To jest właśnie cenną cechą tego najprostszego sposobu uzyskiwania widm gwiazdowych, stawiającą pryzmat obiektywowy w rzędzie najbardziej efektywnie wykorzystujących czas obserwacji przyrządów astronomicznych. Na jednej kliszy możemy w czasie jednej ekspozycji zebrać widma tysięcy gwiazd (rys. 55). Oplacamy to jednak kosztem małej dyspersji tych widm (najwyżej 100 \AA/mm), czę- 89



56. Teleskop Drapera i jego pryzmat obiektywowy

ściowego zachodzenia na siebie widm sąsiednich gwiazd i podatności na rozmywanie się widm na skutek drgań (scyntytacji) obrazu gwiazdy w czasie obserwacji. Zdjęcie najślynniejszego pryzmatu obiektywowego przedstawione jest na rysunku 56. Zmontowany na astrografie Drapera dostarczył on wielu tysięcy widmo-

wych zdjęć nieba, na którym oparła się klasyfikacja widmowa gwiazd, zwana harwardzką. Miss Annie Cannon z Harvard College Observatory niedaleko Bostonu w USA sklasyfikowała widma przeszło 220 tysięcy gwiazd północnej półkuli nieba i przedstawiła wyniki swej pracy w postaci widmowego katalogu gwiazd, znanego pod nazwą *Henry Draper Catalogue*. Wydane w latach 1890—1920 to 10-tomowe dzieło jest do dzisiaj podstawą prac dotyczących fizyki gwiazd. Fundatorem teleskopu jest H. Draper i od niego przyjął nazwę teleskop i katalog. W 1948 r. teleskop ten został przekazany przez Obserwatorium Harwardzkie Obserwatorium Astronomicznemu Uniwersytetu M. Kopernika w Piwnicach pod Toruniem, gdzie przez kilka pierwszych lat był podstawowym instrumentem toruńskiego obserwatorium. Znajdujący się obecnie w tym obserwatorium największy polski teleskop, teleskop Schmidta, jest także zaopatrzony w wymienne przyrządy obiektywowe.

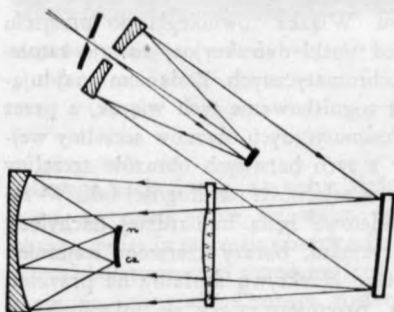
SPEKTROGRAF SZCZELINOWY

Klasycznym spektrografem szczelinowym, który najpierw znalazł szerokie zastosowanie w badaniach astronomicznych jest spektrograf szczelinowy (rys. 53). Światło wpada do spektrografu przez wąską szczelinę, umieszczoną w ten sposób w płaszczyźnie ogniskowej teleskopu, że na niej tworzy się rzeczywisty obraz obserwowanej gwiazdy. Po przejściu przez szczelinę światło pada na kolimator, który tę rozbieżną wiązkę zamienia na wiązkę równoległą. Aby wykorzystać całą wiązkę przechodzącą przez szczelinę, światłosila kolimatora musi być równa światłosile użytego do wytworzenia obrazu gwiazdy teleskopu. Z tego powodu nie można na przykład używać tego samego spektrografu w różnych ogniskach tego samego teleskopu. Wiązka równoległa po przejściu przez pryzmat lub odbiciu od siatki dyfrakcyjnej zostaje zamieniona na wiele wiązek monochromatycznych. Zadaniem znajdującego się dalej obiektywu jest zogniskowanie tych wiązek, a przez to wytworzenie ciągu monochromatycznych obrazów szczeliny wejściowej spektrografu. Każdy z tych barwnych obrazów szczeliny utworzy się w innym miejscu w zależności od długości fali. W zakresie widzialnym obrazy fioletowe będą najbardziej odchylone w kierunku do podstawy pryzmatu, obrazy czerwone najmniej. W płaszczyźnie ogniskowej tego obiektywu możemy na przykład umieścić kliszę fotograficzną, przemieszczając się fotopowielacz

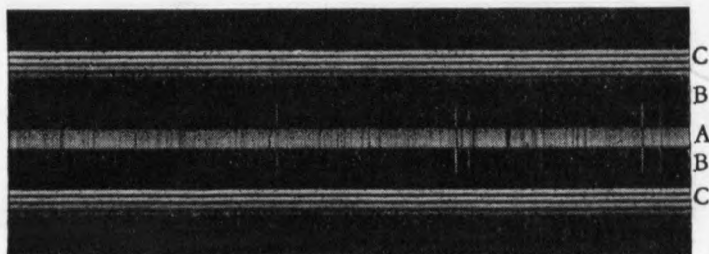
lub przetwornik obrazu. W ten sposób dokonamy rejestracji wytworzonego przez spektrograf widma, czyli otrzymamy spektrogram.

Dyspersja widma, czyli ilość angstromów przypadających na 1 mm widma w płaszczyźnie ogniskowej, zależy w spektrografie pryzmatycznym bardzo silnie od długości fali. Ponadto dla różnych zakresów długości fali — tak ze względu na przepuszczalność promieniowania, jak i na współczynnik załamania — musimy używać pryzmatów zbudowanych z różnego materiału. Do tych okoliczności dochodzą jeszcze dość duże straty światła przez absorpcję w masie szkła, przez którą musi przechodzić promieniowanie, i przez odbicie od kolejnych powierzchni pryzmatów (bo dla uzyskania dużej dyspersji trzeba stosować kilka pryzmatów). To wszystko sprawia, że dzisiaj prawie wszystkie spektrografy astronomiczne wyposaża się w siatkę dyfrakcyjną, a nie w pryzmat. Dyspersja siatki nie zależy od długości fali i nie ma strat światła przy odbiciach od wielu powierzchni. Znane nam już są wady obiektywów soczewkowych. Szczególnie korzystne są na tym tle zalety reflektorów i dlatego bardzo często używa się je również i do spektrografów. Jako kolimator stosowany jest zwykle odwrócony teleskop typu Cassegraina, a jako kamera — kamera Schmidta o bardzo dużej światłosiłcie. Schemat takiego nowoczesnego spektrografu astronomicznego przedstawiony jest na rysunku 57.

W porównaniu z widmem uzyskanym kamerą pryzmatyczną spektrograf szczelinowy daje widma daleko „czystsze” — źródłem jego analizy jest wąska szczelina, a nie ciągle drgający obraz gwiazdy.



57. Schemat astronomicznego spektrografu siatkowego



58. Fragment widma gwiazdy, uzyskanego spektrografem siatkowym A - widmo gwiazdy, B - liniowe widmo porównawcze żelaza, C - widmo ciągłe, osłabione w znanej skali, stanowiące kalibrację fotometryczną

Ale oczywiście spektrograf szczelinowy „obserwuje” w danym momencie tylko jedną gwiazdę, a kamera pryzmatyczna może obserwować ich tysiące. Pryzmat obiektywowy nie może dawać dużej dyspersji, a spektrografem szczelinowym możemy uzyskiwać tak wielkie dyspersje, jak tylko na to pozwala ilość światła zebranego przez teleskop. Praktycznie duże spektrografy umieszczone w ogniskach *coudé* dają dla najjaśniejszych gwiazd dyspersję rzędu 1 \AA/mm , a dla Słońca kilkanaście razy większą. Dużą dyspersją w astronomii jest dyspersja lepsza niż 10 \AA/mm . Spektrografy umieszczone na teleskopach w ognisku Cassegraina dają dyspersje od około 20 do 100 \AA/mm .

Bardzo ważną zaletą spektrografu szczelinowego jest to, że na tej samej kliszy obok widma gwiazdy można uzyskać obraz innego widma, które może posłużyć nam jako widmo odniesienia, czyli widmo porównawcze. Tym widmem może być widmo jakiejś innej gwiazdy, ze znanym rozkładem natężeń z długością fali lub liniowe widmo jakiegoś pierwiastka o znanych długościach fali jego widma. Ten pierwszy rodzaj widma porównawczego umożliwi nam opracowanie spektrofotometryczne badanego widma, a drugie dostarcza kalibracji skali długości fal i pozwala na pomiar położenia obserwowanych linii i pasm.

Przez wyznaczenie długości fal linii badanego ciała niebieskiego możemy identyfikować występujące w nim pierwiastki i związki chemiczne oraz mierzyć prędkości radialne gwiazd i analizować ruchy materii w ich atmosferach.

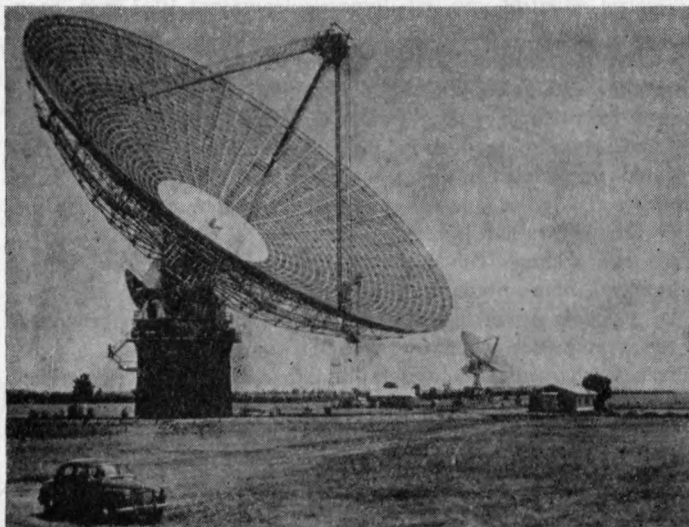
Przykład widma gwiazdowego z widmem porównawczym podany jest na rysunku 58.

RADIOTELESKOPY

Podobnie jak w naszych domowych radioodbiornikach promieniowanie radiowe ciał niebieskich jest odbierane przez anteny, a następnie w „odbiornikach” radiowych jest wzmacniane i przetwarzane do postaci, na jaką reagują nasze zmysły lub maszyna cyfrowa. Radioteleskop składa się więc jak gdyby z trzech bloków: anteny, odbiornika radiowego i systemu obróbki uzyskanych informacji. W popularnym rozumieniu pod nazwą radioteleskop kryje się tylko człon pierwszy i tutaj w zasadzie tylko do tego bloku się ograniczymy.

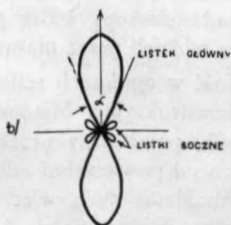
Zadaniem anteny radiowej jest zebranie i zamiana dochodzących do niej fal elektromagnetycznych na drgania elektryczne wysokiej

59. Na pierwszym planie 64-metrowy radioteleskop w Parkes w Australii, w głębi radioteleskop o średnicy 18 m



częstości. Elementarną anteną jest dipol o wymiarach całej lub pół długości odbieranej fali. Ponieważ strumienie energii docierające do Ziemi na falach radiowych są niezwykle słabe, dążymy do wzmocnienia tego promieniowania przez zbieranie go z dużych powierzchni. Robimy to bądź metodami podobnymi do tych, którymi za pomocą teleskopów zbieraliśmy światło, umieszczając dipol w ognisku dużego reflektora, bądź drogą ustawiania na dużej powierzchni dużej liczby dipoli i sumowania w odbiorniku energii zebranej przez poszczególne dipole (tzw. ściana dipolowa). Na falach decymetrowych i krótszych stosowane są krótkoogniskowe reflektory paraboloidalne, na falach metrowych raczej zespoły dipoli.

Powierzchnią odbijającą dla fal radiowych jest każda powierzchnia metaliczna, ale dobrym lustrem jest tylko taka powierzchnia, której niejednorodności są mniejsze od jednej ósmej długości odbijanej fali. A więc idealnym lustrem dla fali o długości 1 m będzie powierzchnia wyłożona siatką o oczkach 12,5 cm, a dla fali 10 m — druty rozpięte w odstępach 125 cm. Gdy natomiast chcemy obserwować fale o długości 1 cm, musimy dysponować reflektorem, którego niejednorodności powierzchni i jej kształt nie



60. Radioteleskop składający się z 4 dipoli ustawionych w linii (a) i jego charakterystyka (b)

będą odbiegały od idealnej teoretycznej powierzchni o więcej niż 1 milimetr. Taka powierzchnia musi być wyłożona blachą. Zachowanie idealnego paraboloidalnego kształtu takiej powierzchni we wszystkich położeniach teleskopu, przy działaniu wiatru i innych czynników meteorologicznych jest nie lada problemem. Często re-

flektory pracujące w tym zakresie długości fali umieszcza się w kopułach astronomicznych podobnie jak teleskopy optyczne lub otacza utrzymywanymi wokół nich przez nadciśnienie balonami, zbudowanymi z materiałów dielektrycznych.

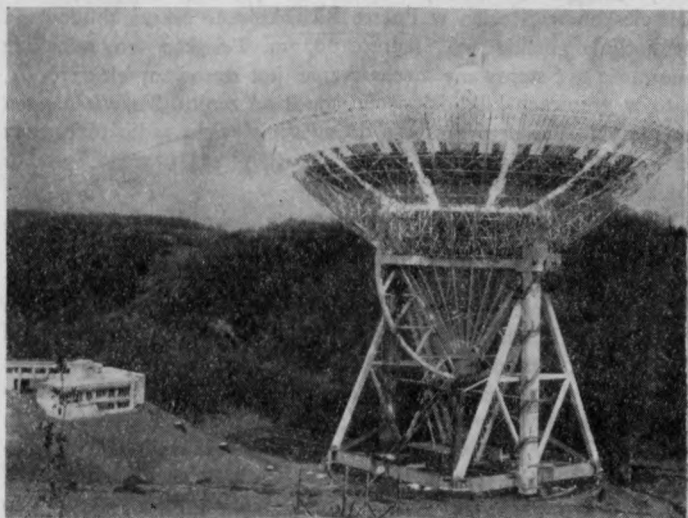
Aby radioteleskop mógł obserwować oddzielne radioźródła, antena musi cechować dużą kierunkowość. Charakterystyka kierunkowa 4 dipoli ustawionych w linii jest przedstawiona na rysunku 60. Kąt α nazywa się szerokością wiązki odbieranej przez antenę. Wiąże się on ściśle ze zdolnością rozdzielczą radioteleskopu, czyli kątową odległością punktowych radioźródeł, jakie mogą być oddzielnie danym instrumentem zarejestrowane. Podobnie jak w przypadku instrumentów optycznych, wielkość ta jest proporcjonalna do długości fali, a odwrotnie proporcjonalna do średnicy obiektywu teleskopu. Średnia długość fali światła widzialnego wynosi 0,0005 mm. Fala radiowa o długości powiedzmy 1 m jest więc dłuższa od światła 2 miliony razy! Gdybyśmy chcieli osiągnąć zdolność rozdzielczą radioteleskopów taką, jaką mają teleskopy optyczne, musielibyśmy zbudować radioteleskop o średnicy 2 miliony razy większej w stosunku do długości fali niż średnice teleskopów optycznych. Tylko aby dorównać zdolności rozdzielczej oka, musielibyśmy zbudować antenę radioastronomiczną o średnicy około 20 kilometrów! Jest to oczywiście technicznie niewykonalne. Pojedyncze radioteleskopy widzą gwiazdzone niebo podobnie jak my byśmy je widzieli przez matową szybę.

Na niską rozdzielczość w ogniskach reflektorów radiowych wpływają też względy konstrukcyjne. Mianowicie nie można umieszczać dipoli w dużych, powiedzmy przekraczających średnicę reflektora odległościach od powierzchni odbijającej promieniowanie. Radioteleskopy paraboliczne mają więc bardzo duże światłości, najczęściej 1 : 0,5 albo jeszcze mniej. A ponieważ błędy optyki rosną z kwadratem światłości, obrazy w ognisku radioteleskopów są bardzo silnie nimi obciążone. Z tych też m.in. powodów nie wykorzystujemy obrazu radiowego ciał niebieskich; radioastronomię interesuje przede wszystkim ilość energii dochodzącej z danej kąta bryłowego przestrzeni na danej długości fali.

Z wymaganiami dużej zdolności rozdzielczej idą w parze wymagania wielkiej czułości anten, co prowadzi do dużych rozmiarów reflektora i ścian dipolowych. Jak dla takich konstrukcji rozwiązać problem śledzenia obserwowanego obiektu niebieskiego? Dla dużych ścian dipolowych nie jest to po prostu możliwe przy

za nieosiągalną wprost cenę. Dlatego tego rodzaju radioteleskopy wykorzystywane są jako tak zwane instrumenty tranzytowe, przed którymi dzięki ruchowi obrotowemu Ziemi całe niebo defiluje. Rozmiary takich anten dochodzą do 1,5 km, a zdolności rozdzielcze osiągają w jednej współrzędnej nawet kilka minut łuku. Interesujące radioastronomiczne obiekty są obserwowane przez taki radioteleskop tylko wtedy, gdy przechodzą przez pole widzenia (wiązkę) anteny. To daje możliwość wyboru kierunku obserwacji w jednej współrzędnej, którą określa moment przejścia danego obiektu przez miejscowy południk niebieski. Druga współrzędna jest natomiast określona rozwartością listka charakterystyki anteny w tym drugim kierunku. Najczęściej anteny są tak ustawione, że tym drugim kierunkiem jest kierunek północ—południe. Dla anten zupełnie nieruchomych charakterystyka w tym kierunku jest bardzo szerokokątna. Antena obejmuje bardzo duży zakres kierunków, a tym samym ma bardzo małą zdolność rozdzielczą. Lepsza pod tym względem jest ściana dipolowa, którą możemy obracać wokół osi poziomej, zazwyczaj ustawionej w kierunku

61. Największy obecnie (1972) na świecie sterowalny radioteleskop paraboloidalny o średnicy czaszy 100 m (Bonn, NRF)



wschód—zachód. Taki radioteleskop możemy ustawiać na określone wysokości nad horyzontem i nadać mu charakterystykę o lepszej kierunkowości północ—południe.

Pełną sterowalność wokół dwóch osi wzajemnie prostopadłych mają prawie wszystkie reflektory paraboloidalne. Najczęściej, ze względu na trudności techniczne, osie tych reflektorów są ustawione w układzie horyzontalnym, a więc jeden obrót dokonuje się dookoła osi pionowej, wybierając azymuty kierunków obserwacji, a drugi w kierunku góra—dół, wybierając kierunki wysokości. System napędowy takiego radioteleskopu jest sterowany elektroniczną maszyną cyfrową, która tak kieruje przesunięciami teleskopu w wysokości i azymucie, że efektywny ruch teleskopu śledzi dokładnie ruch obserwowanego ciała niebieskiego.

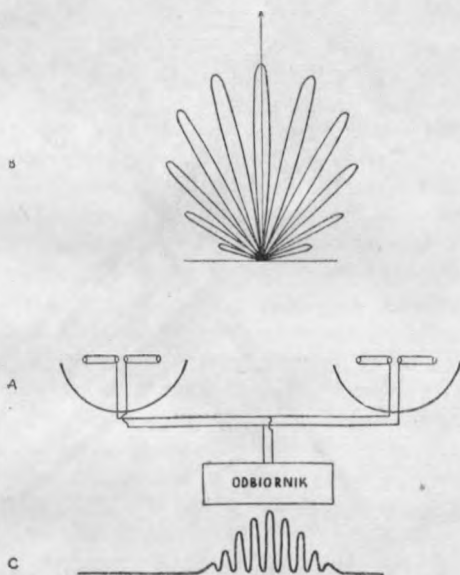
Największym teleskopem tego typu jest świeżo uruchomiony radioteleskop w Bonn (NRF). Średnica jego paraboloidalnej czaszy wynosi 100 m. Pierwszym z wielkich radioteleskopów mających swobodę ruchu w wysokości i azymucie jest najbardziej chyba znany 67-metrowy radioteleskop w Jodrell Bank, niedaleko Manchesteru w Anglii. Współuczestniczył on między innymi w sukcesie wielu wypraw kosmicznych przez zapewnienie łączności dalekosiężnej z amerykańskimi i radzieckimi sondami międzyplanetarnymi.

Największym nieruchomym reflektorem paraboloidalnym jest radioteleskop w Arecibo w Puerto Rico, którego czasza zbudowana w kotlinie górskiej ma średnicę 305 m. Teleskop ten, mimo że nie może być sterowany mechanicznie, jest sterowany elektrycznie, i to w granicach kilkudziesięciu stopni od zenitu. To właśnie ten teleskop walczy przyczynił się do odkrycia wielu radioźródeł oraz do poznania radiowych cech i topografii planet naszego Systemu Słonecznego.

Obecnie radioteleskopy na najkrótsze fale radiowe budowane są najczęściej, podobnie jak teleskopy optyczne, w układzie współrzędnych równikowych. Jedna oś skierowana jest na biegun niebieski, a druga leży w płaszczyźnie równika niebieskiego. W takim układzie ruch teleskopu wokół tylko jednej osi, mianowicie osi biegunowej, zapewnia dobre śledzenie poruszającego się wraz z całym niebem obiektu obserwacji. Największym tego typu teleskopem jest 42-metrowy radioteleskop w Green Bank, Zachodnia Wirginia (USA). Zawdzięczamy mu między innymi odkrycie dużej ilości molekuł, często bardzo złożonych, nawet organicznych, w materii międzygwiazdowej. Tego rodzaju odkrycia należą do

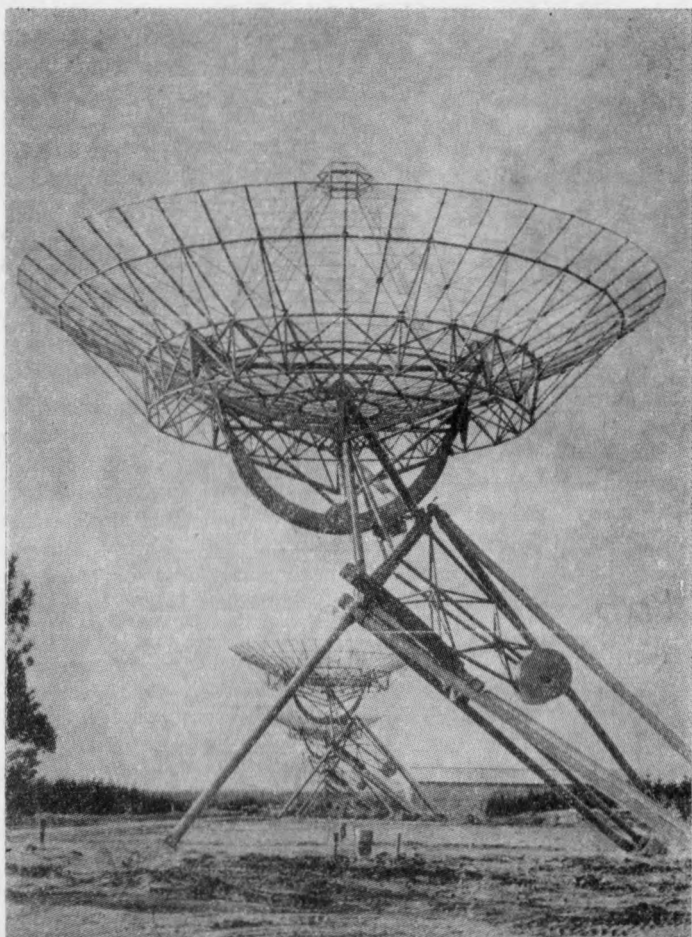
najważniejszych w ostatnich dwóch latach. Poprzednio, mniej więcej w okresie ostatnich 10 lat, radioteleskopy odkryły między innymi kwazary, pulsary i reliktywne promieniowanie Wszechświata o temperaturze 3°K. Te odkrycia radioastronomiczne pchnęły astronomię na nowe tory i otworzyły nowe domeny i horyzonty badań otaczającego nas świata.

Celem uzyskania dużych zdolności rozdzielczych wykorzystuje się w radioastronomii zjawisko interferencji fal radiowych w radioteleskopach zwanych po prostu interferometrami. Interferometr



62. Dwuantenowy interferometr radiowy (A), jego charakterystyka (B) i zapis obserwacji defilującego przed nim radioźródła (C)

składa się z dwóch lub większej liczby anten, w zasadzie dowolnego typu, które „patrzają” na ten sam obszar nieba, a sygnały ich przekazywane są do jednego odbiornika, gdzie interferują ze sobą. Zdolność rozdzielcza interferometru zależy od wzajemnej odległości między antenami d , a nie od średnicy czy rozmiarów pojedynczych, pracujących w układzie interferometrycznym anten. Praktycznie realizuje się interferometry o wielokilometrowych bazach. Wykonano już nawet obserwacje, posługując się radiotele-



63. Uruchomiony w 1971 r. w Westerbork (Holandia) radioteleskop (12 anten \varnothing 25 m, dwie ruchome na torowisku, baza E-W 1600 m) pracujący w systemie supersyntezy apertury

skopami, z których jeden znajdował się w Ameryce Północnej, a drugi na Krymie. Przy tak wielkich bazach uzyskuje się zdolności rozdzielcze, choć tylko w jednej współrzędnej, daleko lepsze 100 niż w teleskopach optycznych, bo sięgające 0,0001 sekundy łuku.

Te wielkie zdolności rozdzielcze międzykontynentalnych interferometrów opłaca się jednak kosztem niejednoznaczności mierzonych kierunków, stąd konieczna jest ich współpraca z radioteleskopami innych typów. Z dużymi zdolnościami rozdzielczymi bada się głównie subtelną strukturę radioźródeł, w tym i kwasarów.

Jak widzimy, to co początkowo wydawało się w radioastronomii nieosiągalne, mianowicie duża zdolność rozdzielcza radioteleskopów, zostało zrealizowane ze znaczną nadwyżką przy pomocy interferometrów międzykontynentalnych. I choć dopiero jesteśmy w początkowym okresie ich pracy, mówi się, że do wielu zadań te zdolności rozdzielcze są za małe. Za mały jest nasz ziemski glob dla umieszczenia instrumentu, o którym marzą już naukowcy! Istnieją też projekty budowy interferometrów międzyplanetarnych — na początek będzie chodziło o umieszczenie dużego radioteleskopu na Księżycu. Radioteleskop tworzyłby z wieloma ziemskimi radioteleskopami układ interferometryczny. Później można by zbudować podobne urządzenia na innych planetach. W tym wypadku ograniczenie dla zdolności rozdzielczej stanowiłoby tylko mogła scyntylacja powodowana przez ośrodek międzyplanetarny.

Obok tych fantastycznych wprost rozwiązań technika interferometryczna okazała się też niezwykle użyteczna w bardzo oszczędnej budowie radioteleskopów. Mówiliśmy wyżej, że istnieje typ radioteleskopu zwany „ścianą dipolową”. Dużą powierzchnię takiego radioteleskopu wypełniają dipole bądź paraboloidalne reflektory z dipolami w swych ogniskach. Otóż te dipole czy reflektory tworzą między sobą systemy interferencyjne. W takim układzie istnieje wiele powtarzających się kombinacji, wobec czego z pewnej liczby dipoli możemy po prostu zrezygnować. Znane są też w praktyce radioteleskopy, które syntetyzują dużą powierzchnię (aperturę) efektywną przez ustawienie anten w postaci krzyża lub litery T. Można też ustawić jeden radioteleskop paraboloidalny czy linię takich radioteleskopów oraz dysponować jedną ruchomą anteną. Tę ruchomą antenę można ustawiać w różnych miejscach, wypełniając nią jak gdyby „oczka” całej siatki ściany dipolowej, i w ten sposób syntetyzować całą aperturę; stąd nazwa metody: synteza apertury. Bardziej skomplikowana, supersynteza apertury, do wypełnienia wszystkich oczek siatki dipolowej, obok jednej ruchomej anteny wykorzystuje też obrót dobowy Ziemi. Metoda ta została zaproponowana przez Sir Martina Ryle i on też buduje obecnie w Cambridge (Anglia) supersyntetyzujący radioteleskop o bazie 5 km, oparty na 8 reflektorach pełnosterownalnych

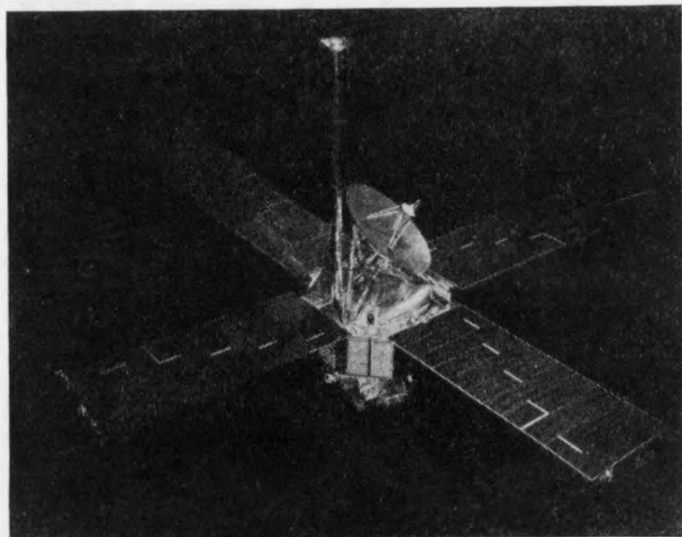
w układzie równikowym, w tym 4 stacjonarnych i 4 przesuwalnych na torowiskach. W systemie supersyntezy miał też pracować planowany dla ośrodka radioastronomicznego w Toruniu interferometr składający się z 5 anten o średnicy 25 m, w tym 1 przesuwalnej na torowisku. Syntetyzowana powierzchnia miała mieć kształt eliptyczny o dużej osi elipsy około 3 km. Budowa tego instrumentu ze względu na ogólne trudności finansowe została na razie zawieszona.

RAKIETY I POJAZDY KOSMICZNE

Efekty badawcze przedstawionych w poprzednich rozdziałach instrumentów astronomicznych są uwielokrotniane przez wyniesienie ich, za pomocą raket, na orbitę okołozemską czy w przestrzeń międzyplanetarną. Z powierzchni Ziemi poznajemy Wszechświat przez bardzo wąskie okno przepuszczanego przez ziemską atmosferę promieniowania widzialnego i trochę szersze okno radiowe. Przez wyniesienie astronomicznej aparatury pomiarowej ponad naszą atmosferę poznawać możemy Kosmos w zupełnie nowych „barwach”. Dostępne do pomiarów stają się wówczas jego promieniowania ultrafioletowe, rentgenowskie i gamma. Znika zasłona nie pozwalająca na badania w dziedzinie promieniowania podczerwonego, submilimetrowego i długofalowego promieniowania radiowego (fal hektametrowych).

W końcu 1946 r. dokonano pierwszej obserwacji astronomicznej z pokładu rakiety. Była to fotografia ultrafioletowego widma słonecznego, uzyskana z pokładu rakiety V-2, która wzniosła się na wysokość 55 km. Dziś realizuje się już w praktyce odwieczne marzenie człowieka o podróży w Kosmos, a na sąsiednich planetach wylądowały automatyczne stacje badawcze. Otrzymaliśmy już w ten sposób wiele bezcennych danych o warunkach fizycznych tam panujących.

Na raketach i sondach kosmicznych umieszcza się komory jonizacyjne rejestrujące promieniowanie gamma i odbiorniki promieniowania rentgenowskiego. Zaraz po pierwszych lotach odkrywają one nowe obiekty kosmiczne „źródła promieni X”. Specjalne satelity obserwują ultrafioletowe i rentgenowskie promieniowanie Słońca (orbitujące obserwatorium słoneczne). Ultrafioletowe spektrofotometry badają skład wysokich warstw atmosfery Marsa i Wenus, a podczerwone radiometry analizują fizyczne właściwości powierzchni czerwonej planety. Kamery telewizyjne pozwalają nam śledzić pracę i każdy niemal gest astronautów na Księżycu oraz odkrywać zupełnie nowe uroki księżycowego krajobrazu. One też pozwoliły nam odkryć prawdziwe, kraterowe oblicze powierzchni Marsa.

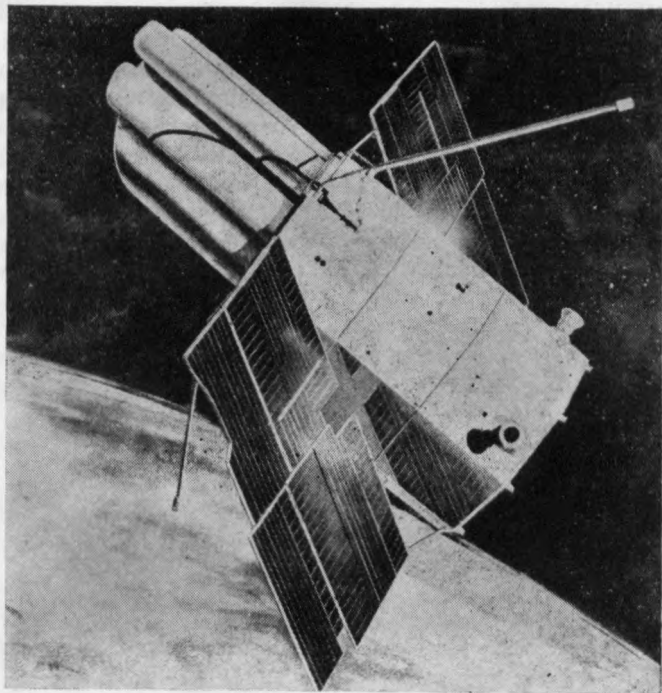


64. Międzyplanetarna sonda kosmiczna Mariner VII

Za pomocą raket, sztucznych satelitów Ziemi i innych planet oraz sond kosmicznych, astronomia oprócz stosowania odwiecznych obserwacji zaczyna posługiwać się eksperymentem. Eksperymenty dokonywane w przestrzeni kosmicznej nie mają jeszcze „astronomicznej” skali wielkości ani nie są dokonywane w astronomicznych odległościach od Ziemi, ale już celowe rozbitcie pojazdu księżycowego o powierzchnię Księżyca jest źródłem fali sejsmicznej, która zarejestrowana przez ustawione wcześniej przez człowieka sejsmografy i przekazana następnie na Ziemię, dostarcza bezcennych danych o budowie wewnętrznej naszego naturalnego satelity. Obserwacje rozchodzenia się fal radiowych wysyłanych z pokładów Marinerów w atmosferze Marsa dostarczyły rewelacyjnych danych o budowie i warunkach fizycznych panujących w atmosferze tej planety. Bliżej Ziemi, chmura amoniaku czy baru, powstała przez wypuszczenie tych gazów na wysokościach 120 do 200 km nad powierzchnią Ziemi, dostarczyła w czasie jednego eksperymentu więcej danych o fizyce górnych warstw naszej atmosfery niż wieloletnie bierne ich obserwowanie.

Astronomia orbitalna w szczególny sposób czci 500-lecie urodzin twórcy nowoczesnej astronomii. 21 sierpnia 1972 r. wprowadzone zostało przez NASA na orbitę okołozemską orbitujące obserwatorium astronomiczne, które otrzymało imię „KOPERNIK”. Obserwatorium to składa się z 4 reflektorów, z których największy ma średnicę 82 cm. Zadaniem jego są pomiary fotometryczne i spektrofotometryczne wielu tysięcy obiektów niebieskich w ultrafioletowej dziedzinie widma. Pierwsze tygodnie funkcjonowania tego obserwatorium upłynęły pod znakiem wysokiej efektywności i precyzji pomiarów przez niego dokonywanych.

Na jubileuszowy rok 1973 przygotowano także i inny eksperyment kosmiczny pod kryptonimem „Kopernik”. Radziecka rakietą wprowadziła 19 kwietnia 1973 r. na orbitę okołozemską satelitę, na którego pokładzie znajduje się polska aparatura do pomiarów nieosiągalnego z powierzchni Ziemi radiowego promieniowania Słońca w zakresie fal hektametrowych.



65. Orbitujące Obserwatorium Astronomiczne „KOPERNIK”.

ZAKOŃCZENIE

Sam tytuł książeczki *Instrumenty Kopernika a narzędzia współczesnej astronomii* implikuje już wyraźny podział pracy na dwie zasadnicze części. Części te są tematycznie dość odległe i dzieli je ogromna różnica epok badawczych i poziomu technicznego. Z jednej strony instrumenty Kopernika tkwią w starożytności, a z drugiej nowoczesne instrumentarium astronomiczne opiera się na najnowszych zdobyczach wiedzy ludzkiej w dziedzinie fizyki, elektroniki i nauk technicznych. O ile autor mógł dość szczegółowo opisać narzędzia używane przez Kopernika i w ogóle początki rozwoju instrumentarium astronomicznego, to niemożliwe było, i to nie tylko ze względu na ograniczoną z góry objętość pracy, podobne przedstawienie instrumentów współczesnej astronomii. Dokonując selekcji, autor omówił głównie podstawowe zjawiska fizyczne wykorzystywane w narzędziach obserwacyjnych astronomii i przedstawił podstawowe typy teleskopów. Do czytelnika należy ocena, czy taki wybór był słuszny.

UWAGI BIBLIOGRAFICZNE

W literaturze polskiej mało jest pozycji bibliograficznych dotyczących współczesnego instrumentarium astronomicznego. Z ostatnio wydanych polecić można tylko książkę (tłumaczenie z czeskiego) B. Valnička *Nowoczesna technika w astronomii* oraz na taki sam temat rozdział napisany przez K. Serkowskiego i S. Rucińskiego w *Astronomii popularnej*, Warszawa 1967. Bardziej szczegółowo zagadnienie metod i technik obserwacyjnych przedstawia znajdujący się obecnie w druku podręcznik akademicki: W. Iwanowska, A. Woszczyk, *Astrofizyka obserwacyjna*.

Rozwój instrumentów obserwacyjnych od czasów najdawniejszych do czasów Kopernika omówiony jest w artykule L. Cichowicza *Dawne instrumenty astronomii geodezyjnej* (Geodezja i Kartografia, 1963, nr 3-4), a do czasów najnowszych np. w książce T. Przyrkowskiego *Po drodze w Kosmos*, Warszawa 1961.

O samych instrumentach Kopernika traktują artykuły: T. Przyrkowskiego, *Urania*, 1948, i L. Cichowicza w specjalnym dodatku do Zeszytów Naukowych Politechniki Warszawskiej, Seria Geodezja, nr 1 z 1956 r. pod tytułem *Echa Roku Kopernikowskiego na Politechnice Warszawskiej*.

60	Wady i zalety teleskopu
71	Teleskop Schmidt
72	Metoda mechaniczna teleskopu
78	Obiektyw pryzmatyczny
80	Obiektyw Kellera
81	Obiektyw pryzmatyczny
82	Obiektyw i soczewka wklęsła
83	Konstrukcja pryzmatu - pryzma obrotowa
84	Wzrost soczewkowy
85	Radioteleskop
86	Radiowy i kosmiczny teleskop
87	Teleskop
88	Opis bibliograficzny



SPIS TREŚCI

	str.
Początki astronomii	5
Najstarsze przyrządy astronomiczne	7
Instrumentarium astronomiczne Mikołaja Kopernika	17
Kwadrant czyli horoskopus, s. 18. Astrolabium albo sfera armillarna, s. 22. Trikwetrum czyli instrumentum parallacticum, s. 27. Astronomiczna tablica obserwacyjna w Olsztynie, s. 31.	
Współczesne obserwacje astronomiczne	35
Promieniowanie elektromagnetyczne	38
Natura promieniowania elektromagnetycznego, s. 38. Widmo promieniowania elektromagnetycznego, s. 41. Polaryzacja światła, s. 46. Odbicie, załamanie, ugięcie i interferencja fal, s. 47.	
Współczesne instrumenty astronomiczne	52
Refraktory i reflektory	55
Podstawowe parametry teleskopów	60
Powiększenie, s. 60. Zdolność rozdzielcza, s. 60. Skala teleskopu, s. 64. Światłosiła, s. 65.	
Wady optyki teleskopów	68
Teleskopy Schmidta	71
Montaże mechaniczne teleskopów	73
Odbiorniki promieniowania	78
Oko, s. 78. Klisza fotograficzna, s. 79. Fotokomórki, fotopowielacze, przetworniki obrazu, s. 81. Kamery telewizyjne, s. 85.	
Spektrografy i analiza widmowa	87
Kamery pryzmatyczne – pryzmat obiektywowy, s. 88. Spektrograf szczelinowy, s. 91.	
Radioteleskopy	94
Rakiety i pojazdy kosmiczne	103
Zakończenie	106
Uwagi bibliograficzne	107

