

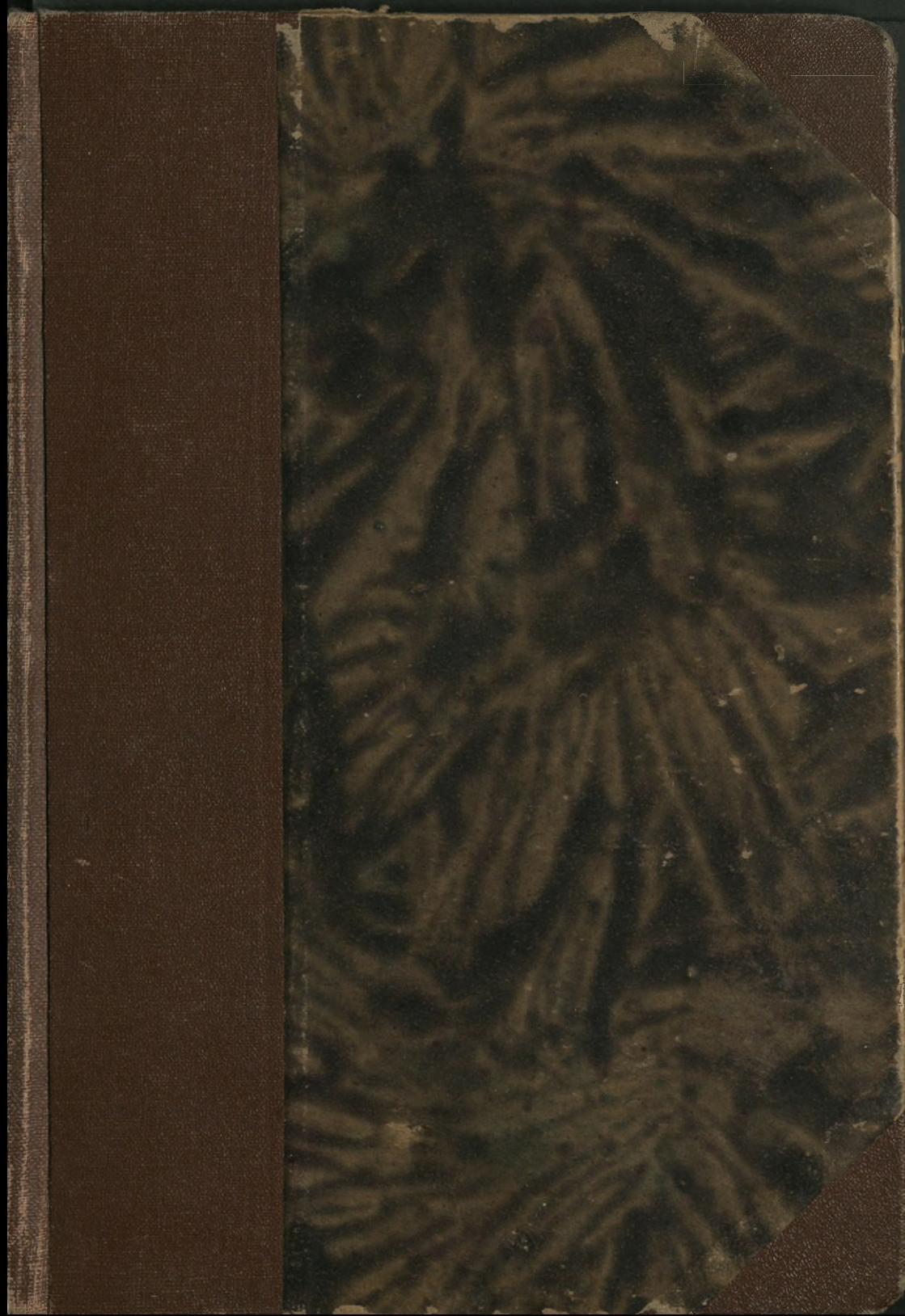
Part Code
ST1316



Grey Scale #13



A 1 2 3 4 5 6 M 8 9 10 11 12 13 14 15 B 17 18 19



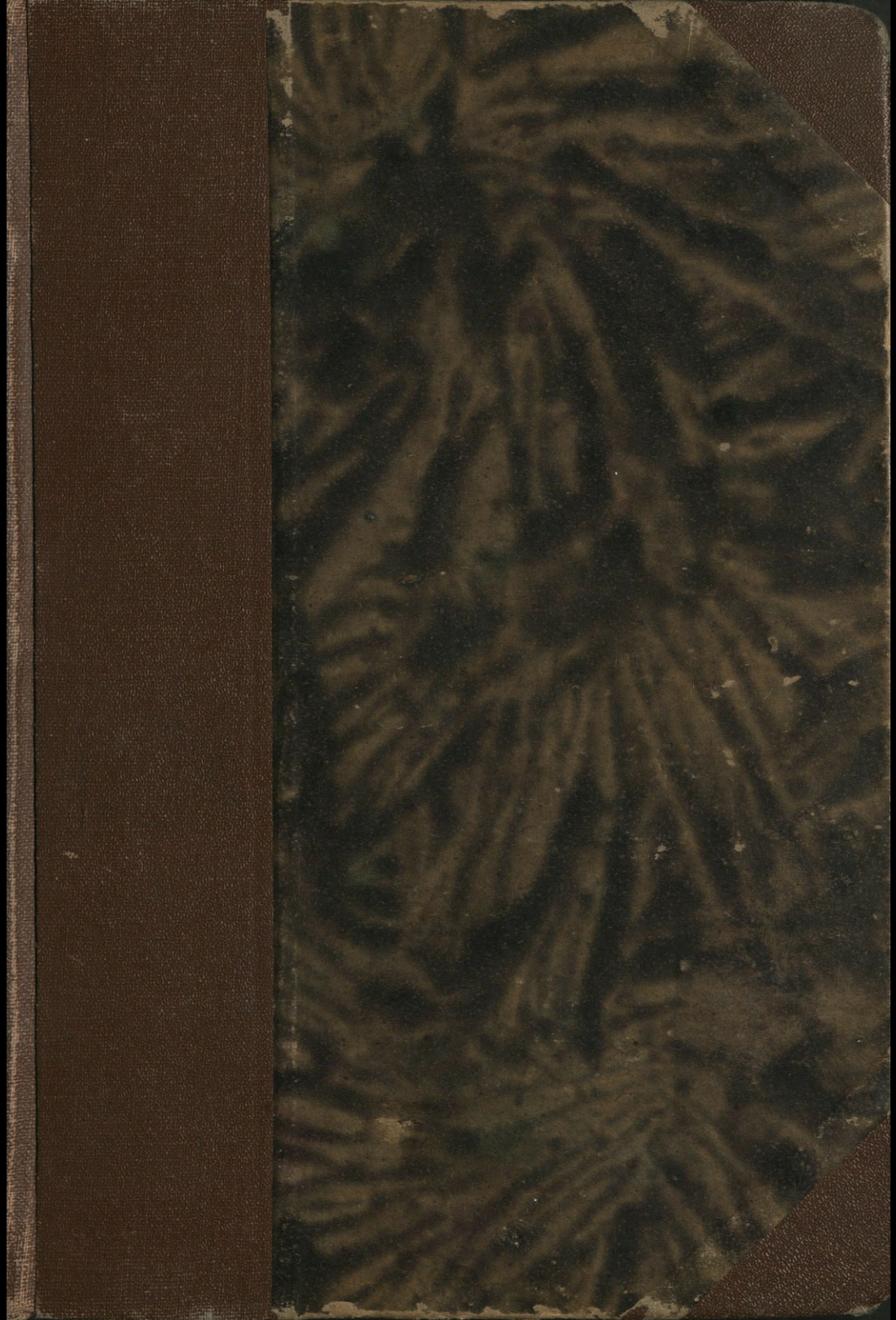
Colour Chart #13

Blue	Light Blue	Dark Blue
Cyan	Light Cyan	Dark Cyan
Green	Light Green	Dark Green
Yellow	Light Yellow	Dark Yellow
Red	Light Red	Dark Red
Magenta	Light Magenta	Dark Magenta
White	Light White	Dark White
3/Color	Light 3/Color	Dark 3/Color
Black	Light Black	Dark Black

Centimetres 1 2 3 4 5 6 7 8 9 10 11 12 13 14 15 16 17 18 19

Inches 1 2 3 4 5 6 7 8

DANES PICTA .COM



~~278 Of.~~

SIMON NEWCOMB

ASTRONOMIA

DLA WSZYSTKICH

WYKŁAD POPULARNY ZJAWISK NIEBIESKICH

PRZEŁOŻYŁ Z ANGIELSKIEGO I WEDŁUG DRUGIEGO WYDANIA NIEMIECKIEGO UZUPEŁNIŁ
R. MERECKI

ZE SŁOWEM WSTĘPNEM S. DICKSTEINA

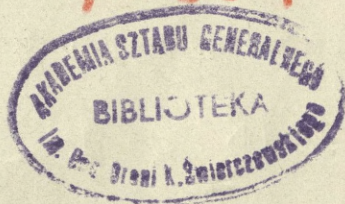
IX. 3. 1.

~~BIBLIOTEKA WARSZAWSKIEGO KORPUSU KADETÓW~~



NAKŁADEM HENRYKA LINDENFELDA. WARSZAWA 1912
SKŁAD GŁÓWNY W KSIĘGARNI G. CENTNERSZWERA I SP.

45884



SŁOWO WSTĘPNE.

Autor Astronomii dla wszystkich, urodzony w r. 1835 w Wallace w Nowej Szkocyi, był nie tylko wielkim uczonym, któremu nauka zawdzięcza niejedno znakomite udoskonalenie, ale i najpiękniejszym wzorem samouka, bo ze stanu zupełnego niemal ubóstwa wznosił się o własnych siłach na najwyższe stanowisko w nauce wszechświatowej.

Aż do szesnastego roku życia przyszły astronom nie widział przed sobą jeszcze żadnej drogi na przyszłość; miał tylko jedną wielką namiętność do książek. Ale czytanie nie przychodziło mu z łatwością, bo książek kupować nie miał za co, a te, które wpadały mu w ręce, przekraczały nieraz poziom jego przygotowania. Wszakże niepospolitą swą inteligencją, wytrwałością i mocą charakteru umiał zwalczać przeszkody. Utrzymywał się przez czas pewien z posług przy pewnym lekarzu, który wyzyskiwał jego pracę za pożywienie i obietnicę kształcenia. Porzuciwszy go, wziął się do dawania lekcyi; ucząc innych, uczył się sam i wtedy to doszedł do przeświadczenia, że powołaniem jego są nauki matematyczne.

W 22-gim roku życia był już przygotowany na tyle, że mógł zostać współpracownikiem w redakcyi Almanachu żeglarskiego.

Odtąd odsłaniać się przed nim poczęły co raz szersze widnokreśli; miał możność czytania klasycznych dzieł naukowych i poświęcania czasu badaniom własnym. Wkrótce też zwrócił na siebie uwagę astronomów jako badacz samodzielny i poważny. Licznym szeregiem znakomitych prac teoretycznych w mechanice nieba, tablicami ruchu planet, katalogiem gwiazd fundamentalnych i wielu innymi pierwszorzędniemi badaniami, których tu wymieniać nie możemy, stanął w rzędzie pierwszych astronomów naszej epoki.

Gdy w r. 1908 na kongresie międzynarodowym matematyków w Rzymie zapowiedziano wykład Newcomba o przeszłości i stanie obecnym teoryi ruchu księżyca, w której sam poczynił był doniosłe udoskonalenia, przyjęto zapowiedź tę z zaciekawieniem i uznaniem. Na katedrze w wielkiej sali pięknego pałacu Akademii dei Lincei stanął sędziwy astronom amerykański o sympatycznym, pełnym słodyczy wyrazie oblicza, opromienionego aureolą sławy i zasług, i wygłosił swój wykład w języku francuskim. Wykład ten magistralny, ujmujący z niepospolitem mistrzostwem zawile trudności wielkiego zagadnienia, pozyskał poklask powszechny. Miałem szczęście być jednym ze słuchaczy znakomitego uczonego i uczestnikiem podziwu dla tej postaci szanownej z jej cza-

rującą prostotą i skromnością, które są zazwyczaj cechą umysłów wyższych, oddanych niepodzielnie nauce i prawdzie. Gdy następnie w krótkiej z nim rozmowie ośmieliłem się być dotknąć sprawy mało dotąd znanych pomysłów i prac Wrońskiego z dziedziny mechaniki niebieskiej, znakomity uczony z ujmującą uprzejmością upoważnił mnie do korespondencji z nim w tym przedmiocie. Postanowiłem skwapliwie z tego cennego upoważnienia skorzystać, bo spodziewałem się na tej drodze uzyskać najprędzej krytyczną ocenę pomysłów astronomicznych Wrońskiego, której od lat wielu oczekuje historia nauki. Niestety, na list mój, przesłany niezadługo potem do Waszyngtonu, sędziwy uczony, złożony ciężką chorobą, nie mógł już odpisać własnoręcznie. Dnia 11 lipca 1909 roku żyć przestał.

Uczucie osobistej wdzięczności i cześć dla pamięci znakomitego uczonego—oto powód, dla którego przyjąłem wezwanie wydawcy i tłumacza *Astronomii* dla wszystkich do skreślenia niniejszego słowa wstępnego. Przy przerzucaniu kart tej świetnej książeczki widzę obraz zgasłego uczonego i rękę doświadczonego samouka-przewodnika, który wypróbowanemi przez siebie drogami, poprzez labirynty nauki, wiedzie czytającego ku prawdzie. Mistrz wysokiej nauki staje się towarzyszem i przyjacielem wszystkich żądnych światła wiedzy; wykładem swym pełnym powabnej prostoty kształci umysł, pobudza

uwagę, zachęca do myślenia i niespostrzeżenie wznosi czytelnika na wyżyny poznania.

Nie wątpię tedy, że *Astronomia* dla wszystkich w starannym i odtwarzającym zalety oryginału przekładzie p. Mereckiego i w nadobnej szacie, w jaką ją przyozdobił wydawca, stanie się ulubioną książeczką dla młodzieży naszej i doczeka się licznych wydań, szerząc zamiłowanie do złotej nauki, która jest największą dumą ludzkości.

S. Dickstein.

Newcomba *Astronomia dla wszystkich* istotnie jest napisana dla wszystkich. Przy wykładzie nader prostym, jasnym i przejrzystym, nie wymagającym żadnego specjalnego przygotowania z wyjątkiem najbardziej zasadniczych wiadomości z fizyki i chemii, wykładzie zgoła nie zawierającym wzorów matematycznych, niemniej jednak ściśle naukowym, autor posługuje się wyłącznie metodą opisową i daje w ten sposób książkę, którą może czytać zarówno ucząca się młodzież, nawet klas niższych, jak i każdy człowiek dorosły, którego interesują zjawiska niebieskie.

Opracowując przekład polski, posiłkowałem się zarówno oryginałem (*Astronomy for Everybody*. Londyn 1908), jak i drugim wydaniem niemieckim (*Astronomie für Jedermann*. Jena 1910), dokonaniem przez prof. Dr. R. Schorra, kierownika i Dr. K. Graffa, obserwatora hamburskiego obserwatorium astronomicznego.

Na samym tylko oryginale angielskim poprzestać nie mogłem, gdyż opracowanie niemieckie już w pierwszym wydaniu jest nietylko przekładem, lecz niejako ponownym wydaniem oryginału, zawiera bo-

wiem dodatki i uzupełnienia, dostarczone tłumaczom przez samego autora, oryginał zaś angielski w podobnie uzupełnionem wydaniu dotąd nie wyszedł.

Z drugiej jednak strony przekład niemiecki w wielu miejscach różni się od oryginału, niezależnie od dodatków. Przejęty pietyzmem dla znakomitego badacza i przez wzgląd na wprost artystyczny układ pracy Newcomba, w przekładzie polskim uważałem za właściwe możliwie ściśle stosować się do oryginału angielskiego, zachowując jednocześnie wszelkie rzeczowe uzupełnienia według drugiego wydania niemieckiego.

Najgorętsze poparcie i pomoc okazał polskiemu wydawnictwu rodak nasz, Dr. Kaźmierz Graff. Jego uprzejmości zawdzięczamy piękne rysunki Marsa z własnej jego pracy o tej planecie, wydanej w ostatnich czasach, ciekawe zdjęcie fotograficzne tejże planety z obserwatorium Lowella, zdjęcie spektroheliograficzne słońca, fotografię księżyca (str. 131), zaćmienia słońca, komet Morehouse i Halley'a (str. 271) i kilka innych jeszcze fotografii i rysunków. Oprócz tego Dr. Graff przeglądał rękopis przekładu i uzupełnił go dodatkami według przygotowywanego do druku trzeciego wydania niemieckiego.

Tłumacz.

TREŚĆ.

	<i>Str.</i>
SPIS RYSUNKÓW	XIV

Część pierwsza.

SKLEPIENIE NIEBIESKIE I JEGO RUCH POZORNY.

1. Rzut oka na wszechświat	1
Wielkość wszechświata	5
Widok nieba z ziemi	7
2. <u>Pozorny obrót dzienny sklepienia niebieskiego.</u>	<u>10</u>
Wyznaczanie czasu i różnic długości geograficznej	17
Czas normalny i granica dat	20
3. Wyznaczanie pozornego miejsca ciała niebieskiego na sklepieniu nieba	24
4. Bieg roczny ziemi	29
Pozorny bieg słońca i pory roku	<u>30</u>
Ruch istotny i pozorny	38
Rok i kalendarz	40

Część druga.

NARZĘDZIA ASTRONOMICZNE.

1. Refraktor	45
Soczewki refraktora	46
Obraz odległego przedmiotu	51
Siła powiększenia i wady lunety	53
Ustawienie lunety	55
Budowa lunet	60

2. Teleskop zwierciadlany (reflektor)	64
3. Luneta fotograficzna	68
4. Spektroskop	72
Analiza widmowa ciał niebieskich.	77
5. Inne narzędzia astronomiczne	80
<u>Koło południkowe i zegar</u>	<u>81</u>

Część trzecia.

SŁOŃCE, ZIEMIA I KSIĘŻYC.

1. Rzut oka na układ słoneczny	87
2. Słońce	90
Ruch obrotowy słońca	93
Plamy słoneczne	94
Pochodnie	96
Wysoki i chromosfera	99
— Budowa słońca —	<u>100</u>
Źródło ciepła słonecznego	103
3. Ziemia.	106
Wnętrze ziemi	108
Ciężar i średnia gęstość ziemi.	111
Wahania szerokości geograficznych	115
Atmosfera ziemi.	119
4. Księżyc	121
Obieg księżyca i jego odmiany	122
Bieg wirowy księżyca.	125
Powierzchnia księżyca.	126
Czy jest powietrze i woda na księżycu?	134
Przypyływy i odpływy	135
5. Zaćmienia księżyca.	138
Przebieg zaćmienia księżyca	141
6. Zaćmienia słońca	142
Przebieg całkowitego zaćmienia słońca	145
Zaćmienia w starożytności	147
Przewidywanie zaćmień	148
7. Okolica słońca	150

Część czwarta.

PLANETY I ICH KSIĘŻYCE.

1. Wzajemny układ planet i ich drogi.	154
2. Odległości planet	158
3. Prawa Keplera	159
4. Merkury	161
Powierzchnia Merkurego i jego obrót dokoła osi	164
Przejścia Merkurego przez tarczę słońca	167
5. Wenus	171
Ruch wirowy Wenus.	172
Atmosfera Wenus.	175
Czy Wenus posiada księżyc?	178
Przejścia Wenus	178
6. Mars	180
Powierzchnia Marsa i jego ruch wirowy	182
„Kanały“ na Marsie.	184
Przypuszczalna przyroda kanałów	189
Atmosfera Marsa	191
Księżyce Marsa	193
7. Grupa małych planet	195
Obława na planetoidy	196
Drogi planetoid	199
Osobliwe planetoidy	203
8. Jowisz	205
Powierzchnia Jowisza	207
Budowa fizyczna Jowisza	209
Księżyce Jowisza	212
9. Saturn	217
Budowa fizyczna Saturna	218
Zmienny obraz pierścieni Saturna	219
Budowa fizyczna pierścieni Saturna.	223
Księżyce Saturna	225
10. Uran	229
Księżyce Urana	231
11. Neptun	233
Historia odkrycia Neptuna.	234
Księżyc Neptuna	237
12. Pomiarы odległości w przestrzeni	238

Sposoby pośrednie wyznaczania odległości słońca	242
Zestawienie poszczególnych pomiarów odległości słońca	244
13. Ciężenie powszechne.	245
Zwichnięcia w biegu planet	246
W jaki sposób zważono planety	249

Część piąta.

KOMETY I METEORY.

1. Komety.	256
Drogi komet.	260
Kometa Halley'a	264
Komety Encke'go i Biela	270
Jowiszowa rodzina komet	273
Pochodzenie komet.	276
Świetne komety nowszych czasów.	277
Właściwości fizyczne komet.	281
2. Gwiazdy spadające i meteory	283
Pochodzenie meteorów	284
Peryodyczność rojów gwiazd spadających	286
Związek pomiędzy kometami a meteorami.	288
3. Światło zwierzyńcowe.	291
4. Ciśnienie światła	293

Część szósta.

GWIAZDY STAŁE.

1. Pogląd ogólny	298
Pozorna wielkość i barwa gwiazd.	300
Liczba gwiazd stałych.	302
Gwiazdozbiory	303
2. Rozróżnianie gwiazdozbiorów	304
Gwiazdozbiory okołobiegunowe.	307
Gwiazdozbiory jesienne	309
Gwiazdozbiory zimowe	313
Gwiazdozbiory wiosenne	317

Gwiazdozbiory letnie	318
3. Odległości i ruch gwiazd	320
Wyznaczanie paralaksy gwiazd.	324
Ruch własny gwiazd i układu słonecznego	328
Gwiazdy podwójne	332
4. Własności fizyczne gwiazd	336
Widma gwiazd	337
Gęstość i temperatura gwiazd	341
Gwiazdy zmienne	343
Gwiazdy nowe	347
5. Gromady gwiazd i mgławice	350
6. Droga mleczna	358
SPIS ALFABETYCZNY	361
CORRIGENDA	374

SPIS RYSUNKÓW.

		<i>Str.</i>
Rys.	1. Sfera niebieska. Schemat.	11
"	2. Gwiazda biegunowa i gwiazdozbiory około- biegunowe widzialne w Europie.	15
"	3. Południk zachodnio-europejski i granica dat	23
"	4. Koła na sferze niebieskiej	25
"	5. Wznoszenie proste i zboczenie gwiazdy	27
"	6. Słońce przechodzi przez równik niebieski w dniu 21 marca	30
"	7. Droga ziemi dokoła słońca i pas zwierzyńcowy	31
"	8. Związek pomiędzy pochyleniem ekliptyki i zmianami pór roku	33
"	9. Pozorny bieg słońca wzdłuż ekliptyki od stycz- nia do czerwca	34
"	10. Pozorny bieg słońca od marca do września	35
"	11. Precesya punktów równonocnych	42
"	12. Rozszczepienie wiązki białego światła przez soczewkę szklaną	48
"	13. Przekrój poprzeczny przez obiekt w lunety	49
"	14. Ustawienie paralaktyczne lunety	57
"	15. Największy współczesny refraktor w obser- watorium Yerkes'a w Ameryce.	63
"	16. Teleskop Newtona w przekroju	66
"	17. Kształt i długość fali światła	73
"	18. Widmo liniowe i absorbcyjne wodoru.	76
"	19. Rozkład barw w widmie słonecznym i linie Fraunhofera	79
"	20. Koło południkowe	82
"	21. Fotografia słońca	92
"	22. Zdjęcie fotograficzne grupy plam słonecznych	94
"	23. Częstość plam w różnych szerokościach słońca	96
"	24. Obłoczki gorejącej pary wapnia na słońcu	98
"	25. Waga Cavendisha	113
"	26. Ziemia i księżyc. Stosunek rozmiarów.	121

Rys.27.	Dróga księżycyca dokoła ziemi i słońca. . . .	123
„ 28.	Ciało nie wirujące podczas biegu dokoła ziemi	126
„ 29.	Fotografia księżycyca przed ostatnią kwadrą .	127
„ 30.	Księżyc w pełni.	129
„ 31.	Apeniny i pierścienie Archimedesy, Aristillusy i Antocillusy w Mare Imbrium	130
„ 32.	Typ góry pierścieniowej na księżycu	131
„ 33.	Pierścień Kopernika na księżycu	133
„ 34.	Powstawanie przypływu i odpływu	136
„ 35.	Księżyc w cieniu ziemi podczas całkowitego zaćmienia księżycyca	138
„ 36.	Przejscie księżycyca przez cień ziemi podczas całkowitego zaćmienia księżycyca.	141
„ 37.	Całkowite zaćmienie słońca	143
„ 38.	Przejscie księżycyca przed tarczą słońca podczas zaćmienia obrączkowego słońca	144
„ 39.	Fotografia wysokoków słonecznych podczas całkowitego zaćmienia słońca	146
„ 40.	Chromosfera, wysoki i korona słońca podczas całkowitego zaćmienia	152
„ 41.	Drugi czterech planet wewnętrznych	155
„ 42.	ilustrujący drugie prawo Keplera	160
„ 43.	Złączenie dolne Merkurego ze słońcem	162
„ 44.	Elongacje Merkurego	163
„ 45.	Fazy Wenus w różnych punktach orbity. . . .	172
„ 46.	Wpływ atmosfery Wenus podczas przejścia przez tarczę słońca.	176
„ 47.	Ruch wirowy Marsa w ciągu czterech godzin	183
„ 48.	<i>Lacus solis</i> na Marsie według rysunków Campbella i Hussey'a	186
„ 49.	Fotografia Marsa. Obserwatorium Lowella	188
„ 50.	Fotografia planetoidy Swea i jej ruch pośród nieruchomych gwiazd stałych	197
„ 51.	Układ planetoid według ich średniego ruchu dziennego	201
„ 52.	Jowisz z czerwoną plamą	208
„ 53.	Jowisz ze swymi czterema wielkimi księżycami	212
„ 54.	Saturn	217
„ 55.	Pierścienie Saturna oglądane od góry. . . .	220

Rys. 56.	Nieziemny kierunek płaszczyzny pierścieni Saturna podczas obiegu planety dokoła słońca	221
„ 57.	Znikanie pierścieni Saturna	222
„ 58.	Związek pomiędzy drogami Tytana i Hyperiona	227
„ 59.	Pomiar odległości punktu nieprzystępnego	239
„ 60.	Fotografia komety teleskopowej Morehouse	257
„ 61.	Kształty dróg komet: elipsa, parabola i hyperbola.	260
„ 62.	Kometa Halley'a z r. 1835.	266
„ 63.	Droga komety Halley'a w r. 1910	267
„ 64.	Fotografia komety Halley'a 26. V. 1910 w Barcelonette	268
„ 65.	Głowa komety Halley'a 26. V. 1910	269
„ 66.	Kometa Halley'a 7. V. 1910 na Teneriffie	271
„ 67.	Podział komety Biela w r. 1846	273
„ 68.	Przekształcenie drogi komety pod wpływem przyciągania Jowisza	275
„ 69.	Ślady Leonidów z punktem promieniowania w „sierpie“ Lwa	287
„ 70.	Wielka Niedźwiedzica	307
„ 71.	Mała Niedźwiedzica z gwiazdą polarną	308
„ 72.	Kasjopea	309
„ 73.	Lutnia	311
„ 74.	Hyjady z Aldebaranem i Plejady	314
„ 75.	Obraz Plejad przez niewielką lunetę	315
„ 76.	Konstelacya Oriona z Rigelem i Beteigeuzem	316
„ 77.	Wolarz z Arkturem i Koroną północną	317
„ 78.	Orzeł z Atairem i Delfin	319
„ 79.	Niedźwiadek z Antaresem	320
„ 80.	Wyznaczanie paralaksy gwiazd	321
„ 80a.	objaśniający sposób bezpośredni wyznaczania paralaksy gwiazd	323
„ 81.	Ruch własny Arktura w ciągu 4000 lat	330
„ 82.	Dwojenie się prążków w widmie β Woznicy	335
„ 83.	Wielka gromada gwiazd w Herkulesie	353
„ 84.	Wielka mgławica w Andromedzie	355
„ 85.	Mgławica spiralna w W. Niedźwiedzicy	357
„ 86.	Mgławica pierścieniowa w Lutni	359

Astronomia dla każdego

Część pierwsza.

SKLEPIENIE NIEBIESKIE I JEGO RUCH POZORNY.

1. Rzut oka na wszechświat.

Podczas jasnej, bezksiężycowej nocy widnokrąg przepelniony jest mnóstwem świecących punktów — gwiazd. Gwiazdy zdają się tkwić, przytwierdzone do wewnętrznej powierzchni pustej kuli, w jednakowej odległości od naszego punktu obserwacyjnego na ziemi.

Wiemy wszyscy, że owe pozornie bezładnie po niebie rozrzucone punkciki świetlne są ciałami niebieskimi; wiemy dalej, że ziemia, z której ten obraz podziwiamy, jest również ciałem niebieskim. Niemniewielu wszelako zna drogę, po której kroczyła ludzkość, zanim tę prawdę zdobyć i pojąć zdołała i zanim mogła zorientować się wśród zawrotnego rojowiska gwiazd na niebie. W rzeczy samej, minęły stulecia, nawet tysiącolecia mozolnej pracy ducha ludzkiego, zanim poznano ład i prawidłowość wśród zjawisk niebieskich i zrozumiano istotne stanowisko ziemi we wszechświecie. Niemniej jednak i dziś jeszcze, jakkolwiek ludzie od dzieciństwa oswoili się z pewnymi wyobrażeniami o budowie wszechświata, większość z trudnością obejmuje całość zjawisk niebieskich i rozumie ich związek wzajemny.

Aby czytelnikowi ułatwić rzut oka na całość budowy świata, w którego obrębie żyjemy, wyobraźmy sobie na chwilę, że całość oglądamy z jakiegoś punktu położonego nazewnątrz. Punkt ten obrać musimy daleko—bardzo daleko. Aby uniknąć liczb niepomierne wielkich, a zarazem dać bodaj przybliżone pojęcie o odległościach, przyjmujemy jako skalę—szybkość biegu światła. Światło przebiega przestrzeń 300000 kilometrów w ciągu jednej sekundy; pomiędzy dwoma kolejnymi cyknięciami zegarka może kilkakrotnie obieć cały obwód ziemi. Pomimo tej olbrzymiej szybkości, punkt, który obieramy, zbyt jeszcze bliski może, leży już w takiej odległości, że światło ją przebiega w ciągu stu tysięcy lat.

W tak obranym punkcie, o ile wiemy, mrok panuje nieprzenikniony, otaczając nas dokoła czarną, bez gwiazd, otchłanią. W jednym wszelako kierunku dostrzegamy słaby mglisty blask, rozszerzający się na dość znaczną przestrzeń nieba, niby wątył obłok lub pierwszy brzask dnia. I w innych kierunkach przebłyskują może również podobne obłoczki—o nich wszelako nic nie wiemy. Obłok pierwszy — to w s z e c h ś w i a t. Będzie on przedmiotem naszych dociekań.

Otóż pragniemy zbliżyć się do dalekiej chmurki świetlistej; przybrać przytem możemy najzupełniej dowolną szybkość; będzie to, np., szybkość miliony razy większa, niż szybkość światła, jeżeli mamy dojść do celu w ciągu miesiąca.

W miarę jak się zbliżamy, smuga świetlna powoli rośnie i rozprzestrzenia się po niebie; zajmuje wkrótce połowę nieba, gdy poza nami widać wciąż otchłań czarną. Lecz już teraz możemy dostrzec,

że obłok połyskujący słabem światłem zaczyna rozkładać się na oddzielne punkciki migocące; liczba światelek ustawicznie wzrasta; z kolei nawet zaczynają przebiegać koło nas, ginąc za nami w oddali, gdy jednocześnie coraz nowe przed nami występują, zupełnie podobnie, jak przebiegają przed nami i giną w oddali budynki, wsie i miasta, kiedy pędzimy pociągiem po drodze żelaznej.

Świejące punkciki — to gwiazdy, te same gwiazdy tak dobrze znane ziemskiemu obserwatorowi nieba nocnego. Z przybraną tą szybkością mogliśmy przelecieć cały obłok, nie widząc nic innego, prócz gwiazd i, miejscami, kilku mglistych, o matowym blasku, wielkich mas materji, rozrzuconych pomiędzy gwiazdami.

Ponieważ dosięgliśmy już niemal środka obłoku gwiazdowego, możemy umiarkować nieco nasz bieg, aby uważniej się przyjrzeć jednej z gwiazd. Obieramy niewielką, żółtawą gwiazdkę, niczem nie wyróżniającą się z pośród towarzyszek. W miarę, jak do niej się zbliżamy, coraz jaśniejszą i mocniej błyszczącą się wydaje; po pewnym czasie błyszczy już tak świetnie, jak Wenus-Jutrzenka na porannem ziemskim niebie; światło jej wzrasta dalej; wnet zaczyna nas olśniewać, jak słońce, i wreszcie, jak słońce, przyćmiewa blaskiem wszystkie inne gwiazdy. W istocie, gwiazda, do której się zbliżamy, to słońce — nasze słońce.

Przystańmy teraz i zajmijmy stanowisko tuż obok słońca; blizkie, oczywiście, tylko względnie do przebytych dotąd przestrzeni, gdyż odległość, według ziemskich jednostek liczona, jeszczeby wynosiła około 1000 milionów kilometrów. Rzuciwszy okiem z tej

odległości dokoła siebie, dostrzegamy w pobliżu słońca 8 punkcików, przypominających gwiazdy, rozrzuconych dokoła niego w różnych odległościach. Po dłuższej obserwacji przekonujemy się, że ciała te krążą dokoła słońca, dokonywując całkowitego obiegu w czasie, wahającym się pomiędzy 3 miesiącami a 165 laty. Najdalsze z tych ciał jest 80 razy odleglejsze od słońca, niż najbliższe.

Punkciki te, przypominające gwiazdy, są planety. Różnią się od gwiazd tem, że same są ciemne i blask swój zapożyczają jedynie od słońca.

Ku trzeciej z rzędu planecie, licząc w porządku odległości od słońca, kierujemy bieg swój. Zbliżamy się do planety od „góry“, t. j. prostopadle do linii, łączącej planetę ze słońcem. Widzimy niebawem, że wielkość i blask jej wzrastają; z kolei spostrzegamy wyraźniej niektóre szczegóły, widzimy jedną półkulę ciemną, drugą oświetloną przez słońce. Zbliżamy się coraz bardziej: część oświetlona staje się cieniowaną; po chwili rozróżniamy oceany i lądy, częściowo przysłaniane przebiegającymi chmurami. Świetlista powierzchnia rozszerza się co raz więcej, wypełnia wkrótce całą przestrzeń widzialną, wreszcie stajemy na trwałym gruncie ciała niebieskiego, rozpoznając znane krajobrazy — jesteśmy na Ziemi.

Przebyta w wyobraźni podróż już nas zaznajamia z pewnymi zasadami astronomii. Gwiazdy podczas nocy błyszczące na niebie są słońcami, jak nasze słońce; innymi słowy, nasze słońce jest tylko jedną z gwiazd z całego ich rojowiska. W porównaniu z towarzyszkami niebieskimi, nasza gwiazda jest nawet dość niewielkim ciałem; znamy bowiem

gwiazdy znacznie większe, znacznie więcej promieniujące światło i ciepło, niż nasze słońce.

Pozatem, słońce niczem nie różni się zasadniczo od milionów swoich siostrzyc w przestworzach wszechświata. Niezmierne zaś znaczenie dla nas słońca i pozornie olbrzymia jego wielkość wynikają prosto z przypadkowego stosunku odległości, w jakim się do niego znajdujemy.

Rojowisko natomiast gwiazd wszechświata z naszego ziemskiego stanowiska przedstawia się zupełnie podobnie, jak widzieliśmy podczas naszej podróży fikcyjnej. Wielka różnica pomiędzy widokiem gwiazdzistego nieba z ziemi a widokiem z jakiegoś dowolnego, odległego punktu w przestrzeni polega wyłącznie na osobliwym stosunku dwóch ciał, planety i słońca, względem świata gwiazd stałych. Słońce jest tak olśniewająco jasnym, że podczas dnia przyćmiewa gwiazdy doszczętnie. Gdybyśmy jednak w jakikolwiekby sposób zdołali przyćmić lub usunąć promienie słońca, widzielibyśmy dokoła gwiazdy równie dobrze podczas dnia, jak podczas nocy.

Wielkość wszechświata.

Najbliższe nasze zadanie na tem będzie polegało, aby powiązać wszystko, co dotychczas w ogólności wiemy o wszechświecie, z tem, co widzimy na niebie z powierzchni ziemi.

Przedewszystkiem, dzielimy ciała niebieskie na dwie zasadnicze klasy: do jednej należą miliony niezmiernie oddalonych gwiazd, zapelniających przestrzeń wszechświata; druga obejmuje jedną tylko najbliższą nas położoną gwiazdę i związane z nią ciała

ciemne. Zbiór tych ciał ze słońcem pośrodku tworzy oddzielną kolonię i nazywa się układem słonecznym. Charakterystyczną cechą układu tego jest jego niezwykle mała rozległość, znikoma względem odległości pomiędzy poszczególnymi gwiazdami.

O ile wiemy, układ nasz otacza dokoła bezmierne rozległa, zupełnie pusta otchłań. Gdybyśmy przebiegli cały układ słoneczny, od końca do końca, nie zdołalibyśmy zauważyć, czy zbliżyliśmy się, czy też oddalili od gwiazd połyskujących na niebie; nie zdołalibyśmy również wykryć jakiegokolwiek różnicy w zarysach gwiazdozbiorów. Jedynie astronomowie, uzbrojeni w najsubtelniejsze narzędzia, służące do pomiarów, przez najdokładniejsze obserwacje zdołaliby wykryć na niebie niewielkie przesunięcia i to tylko u niewielu gwiazd, najbliżej nas położonych.

Aby wyrobić sobie przybliżone pojęcie o wielkości i odległościach ciał niebieskich, zbudujmy niewielki model, wyobrażający nasz układ słoneczny. Niech więc siedlisko nasze, ziemia, przedstawia się w postaci ziarnka gorczycy; wówczas księżyc będzie cząsteczką o średnicy około 4 razy mniejszej w odległości 2 centymetrów od ziemi. W odległości 10 metrów umieszczamy słońce w postaci sporego jabłka. Planety o rozmiarach od niedostrzegalnego prawie pyłku do ziarnka grochu polnego znajdują się w odległościach pomiędzy 4 a 300 metr. od słońca. A teraz załóżmy, że wszystkie te drobne ciała, zachowując swe odległości od słońca, krążą powoli dokoła niego, dokonywując całkowitego obiegu w okresie od 3 miesięcy do 165 lat. Ziarnko gorczycy, nasza ziemia, wraz z towarzyszącym jej stale księżycem okrąży słońce w ciągu jednego roku.

Cały nasz model układu słonecznego łatwo zmieścilibyśmy na powierzchni 4-włókowego folwarku. Za granicami tego pola, na przestrzeni większej, niż obszar Europy, nie spotkalibyśmy żadnego ciała, chyba gdzieś tam błędzącą na krańcach k o m e t ę. Dopiero znacznie dalej ujrzelibyśmy najbliższą gwiazdę, jak spore jabłko w naszym modelu, nowe słońce; a jeszcze dalej, we wszystkich kierunkach, inne gwiazdy przeciętnie w podobnych odległościach wzajemnych, jak pierwszej gwiazdy od słońca. Umieszczając nasz mały model układu słonecznego wewnątrz przestrzeni tak wielkiej, jak obszar kuli ziemskiej, znaleźlibyśmy w jej obrębie zaledwie dwie lub trzy takie gwiazdy.

Teraz rozumiemy, jak dalece łatwo, podczas wyobrażonej podróży poprzez przestrzenie międzygwiazdowe, moglibyśmy ominąć niepostrzeżenie podobny drobiazg, jak ziemię, najpilniej jej nawet poszukując. Byłoby to równie bezcelowem przedsięwzięciem, jak chęć odnalezienia ziarenka gorczycy, o którym tyle tylko wiemy, że jest gdzieś porzucone na powierzchni Europy. Wśród niezliczonego roju innych gwiazd nawet niedopatrzylibyśmy świetnie błyszczącego słońca, gdybyśmy się przypadkiem nie znaleźli w jego pobliżu.

Widok nieba z ziemi.

Zgoła nie możemy jasno wyobrazić sobie istotnych rozmiarów wszechświata z przyczyny olbrzymich przestrzeni, dzielących nas od ciał niebieskich, i stąd niełatwo rozpoznać we wszystkich szczegółach istotne stosunki tych ciał do ziemi.

Gdybyśmy mogli jednym rzutem oka na ciało niebieskie ocenić dokładnie jego odległość i rozmiary, lub gdyby wzrok nasz był tak ostry, że dostrzeżałby wszystkie szczegóły na powierzchni zarówno gwiazdy, jak planety, budowa wszechświata nie miałaby tajemnic od chwili, kiedy ludzie poczęli uważniej obserwować niebo. Widzieliśmy już, że z pewnej odległości od ziemi, mniej więcej z odległości 10000 średnic ziemskich, nie byłibyśmy w stanie rozpoznać kształtu ziemi; w pełnych promieniach słońca ziemia błyszczałaby zupełnie, jak gwiazdka, t. j. punkt świecący. Starożytni nie mieli wyobrażenia o podobnych odległościach; dla nich wszystkie ciała niebieskie i, oczywiście, planety były czemś, pod względem fizycznym, zgoła odmiennem od ziemi. I my dzisiaj, przyglądając się niebu, nie możemy wyobrazić sobie, aby gwiazdy miliony razy były odleglejsze, niż planety, ponieważ wszystkie te ciała mają prawie zupełnie jednakowy wygląd, są pozornie w jednakowej od nas odległości, tkwiąc rozrzucone po sklepieniu nieba. Dopiero długotrwałe spostrzeżenia, poparte rozumowaniem, pozwalają określić odległości i rozpoznać istotny układ ciał niebieskich.

Różnice pomiędzy odległościami ciał niebieskich a odległościami przedmiotów na powierzchni ziemi są tak niepomiarne wielkie, że w umyśle ludzkim nie może powstać obraz, odtwarzający prawidłowo stosunki przestrzenne we wszechświecie; stanowi to najpoważniejszą trudność; wszelako postaramy się wyjaśnić stosunki powyższe i to w sposób zupełnie prosty, wiążąc bezpośrednio stosunki istotne z pozornymi.

A więc wyobraźmy sobie na chwilę, że ziemia

usunęła się nam z pod nóg; zawieszeni jesteśmy swobodnie w przestrzeni: otaczają nas dokoła słońce, księżyc, planety i gwiazdy we wszystkich możliwych kierunkach, z dołu i od góry, na prawo i na lewo; gdziekolwiek bądź rzucimy okiem, wszędzie widzimy gwiazdy, jak gdyby przytwierdzone do wewnętrznej powierzchni wydrążonej kuli, zatem w jednakowej od nas odległości. Ponieważ astronomia często poprzestawać musi na wyznaczaniu jedynie kierunku i względnej odległości ciał niebieskich, odległości bezwzględne tymczasem pomijając, więc w astronomii o tej kuli pozornej mówi się, jak o czemś istotnem. Kulę tę nazywamy sklepieniem niebieskiem lub sferą niebieską. W przytoczonym przykładzie, wyobrażając sobie, że jesteśmy nieruchomo zawieszeni w przestworzu, ujrzelibyśmy wszystkie ciała niebieskie w pozornym spoczynku. Dzień po dniu, rok po roku, gwiazdy tkwiłyby dla spostrzegacza nieruchomo. Śledząc wszakże uważnie planety, zauważyłyby ruch ich powolny dokoła słońca, lecz dopiero po pewnym czasie. Na pierwszy rzut oka zdawałoby mu się, jak gdyby sfera niebieska była utworzona z trwałej masy krystalicznej i jak gdyby ciała niebieskie były przytwierdzone do wewnętrznej powierzchni tej sfery. Tak wierzono w starożytności; aby jednak odtworzyć obserwowane ruchy różnorodne ciał niebieskich, musiano przyjąć pewną liczbę podobnych kryształowych sfer, włożonych koncentrycznie jedna w drugą.

Po tem wyjaśnieniu wracamy na ziemię. Jest ona punktem jedynie w porównaniu z rozmiarami nieba, jakkolwiek, gdy na niej stoimy, kryje przed nami całą połowę wszechświata. Podobnie przed

okiem owada, wędrującego po jabłku, ukrywa się cała połowa pokoju. Lecz wiemy, że ziemia nie jest nieruchoma; przeciwnie, wiruje bez przerwy dokoła osi, przechodzącej przez jej środek, unosząc wciąż ze sobą obserwatora. Bezpośrednio stąd wynika pozorny ruch całego sklepienia niebieskiego w kierunku wprost przeciwnym. Ponieważ ziemia wiruje od zachodu na wschód, nam więc się wydaje, że niebo obraca się od wschodu na zachód. Ten ruch istotny ziemi i ten przez to spowodowany ruch pozorny gwiazd zwie się ruchem dziennym, bo dokonuje się w ciągu jednej doby.

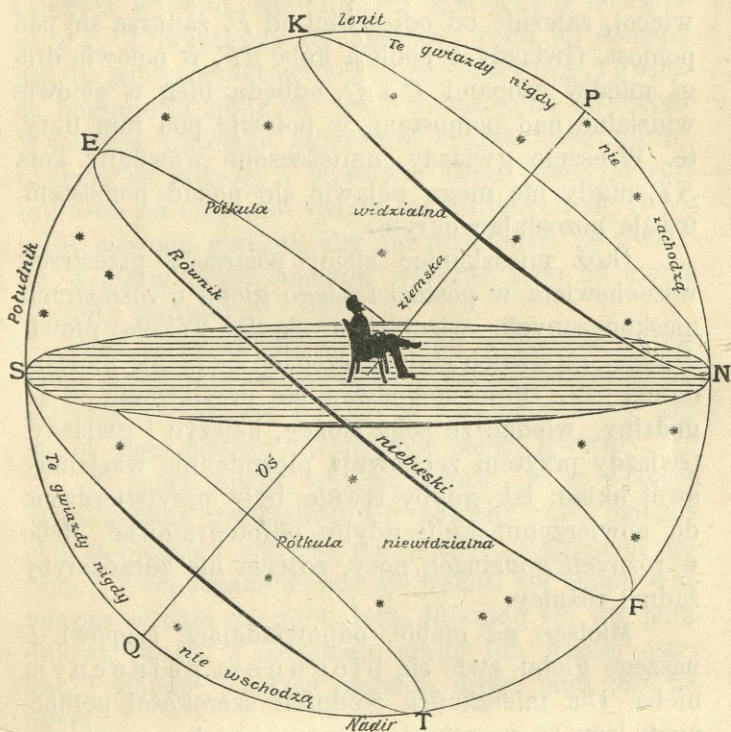
2. Pozorny obrót dzienny sklepienia niebieskiego.

Zamierzamy teraz przedstawić związek pomiędzy nader prostym zjawiskiem wirowania ziemi i dość złożonymi zjawiskami, zależnymi od pozornego ruchu gwiazd w ciągu doby. Otóż ten ostatni ruch zmienia się względnie do szerokości geograficznej miejsca, w którym znajduje się obserwator na powierzchni ziemi. Opiszemy wpierw dzienny ruch ciał niebieskich w naszych średnich szerokościach geograficznych północnych.

W tym celu pomyślmy sobie szklaną, wydrążoną kulę, a więc glob przezroczysty; będzie on przedstawiał sferę niebieską. Rozmiary tej kuli mogą być dowolne; najdogodniejszą wszelako byłaby kula o średnicy 10 do 20 metrów.

Na rys. 1 mamy przedstawiony podobny glob, umocowany na dwóch czopach, P i Q , w ten sposób, aby mógł obracać się dokoła osi PQ . Na we-

wewnętrznej stronie globu są umieszczone gwiazdozbiory. Gwiazdy więc są rozrzucone po całej wewnętrznej powierzchni, lecz gwiazdy dolnej połowy kuli są



Rys. 1. Sfera niebieska.

zakryte pomostem *NS*, przeprowadzonym przez środek. Czytelnik łatwo zrozumie, że pomost ten przedstawia poziom widnokregu, czyli horyzont.

Teraz zaczynamy obracać kulę dokoła osi *PQ*.

Natychmiast zauważymy, że gwiazdy umieszczone w pobliżu czopa P krążą dokoła niego. Gwiazdy, znajdujące się na kole KN , w czasie całkowitego obrotu dotkną się skraju pomostu w punkcie N ; gwiazdy położone nieco dalej od czopa, mniej lub więcej, zależnie od odległości od P , zanurzą się pod pomost. Gwiazdy z pobliża koła EF , w połowie drogi między czopami P i Q , odbędą bieg w połowie widzialne nad pomostem, w połowie pod nim ukryte. Wreszcie gwiazdy, umieszczone wewnątrz koła ST , nigdy nie mogą pojawić się ponad pomostem, trwale pozostając ukryte.

Otóż mieszkaniec ziemi postrzeżga przestrzeń wszechświata w postaci takiego globu o rozmiarach nieskończonych, wirującego ciągle wokoło niewidzialnej, na dwóch stałych czopach na niebie umieszczonej osi. Obrót dokonywa się przybliżenie w 24 godziny, wiodąc ze sobą słońce, księżyc i gwiazdy. Gwiazdy przytem zachowują niezmiennie wzajemny swój układ, jak gdyby trwale były przytwierdzone do powierzchni kuli; gdyby odfotografować niebo w różnych godzinach nocy, zdjęcia nie zdradzałyby żadnej różnicy.

Miejsce na niebie, odpowiadające czopowi P naszego globu, zwie się biegunem północnym nieba. Dla mieszkańca średnich szerokości północnych leży on na stronie północnej nieba, prawie pośrodku między punktem wierzchołkowym, t. j. zenitem, a stroną północną poziomu. W miarę, jak przemieszczamy się na powierzchni ziemi ku południowi, punkt P , t. j. biegun północny, coraz niżej opuszcza się ku poziomowi widnokregu. Rozważając te zmiany, znajdujemy, że wzniesienie się punktu P

ponad horyzontem, inaczej wysokość bieguna, równa się szerokości geograficznej miejsca obserwacji. W pobliżu północnego bieguna niebieskiego, mniej więcej w odległości dwóch średnic księżyca w pełni, znajduje się gwiazda biegunowa. Z przyczyny tej bliskości ruch jej dzienny jest dla pobieżnej obserwacji niedostrzegalny, i gwiazda biegunowa zdaje się tkwić nieruchomo na niebie. Wystarczy wszelako skierować aparat fotograficzny ukośnie ku północy i wystawić kliszę przez godzinę lub dwie na działanie światła znajdujących się w pobliżu bieguna gwiazd, aby się przekonać, że gwiazda, o której mowa, opisuje wyraźne koło na niebie o małej średnicy.

Na przeciwległej stronie kuli względnie do naszego stanowiska, w jednakowej wysokości ponad poziomem, wznosi się biegun południowy nieba. W jego pobliżu niema dość jasnej gwiazdy.

Z poprzedniego wynika jeszcze, że w naszych szerokościach geograficznych pozorny ruch dzienny ciał niebieskich odbywa się pochyło względem poziomu. Wschodzące słońce nie wznosi się ponad widnokrąg stromo do góry, lecz, kierując się ku południowi, tworzy z poziomem mniej lub więcej ostry kąt. Podobnie podczas zachodu droga jego jest pochyła.

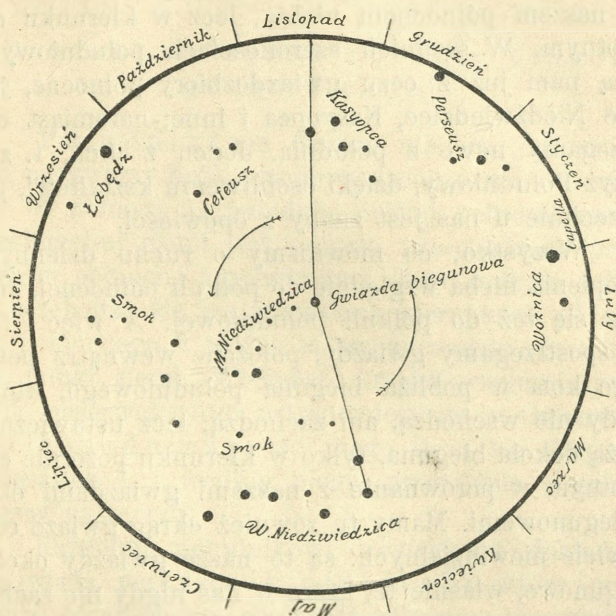
Teraz wyobraźmy sobie, że mamy pod ręką olbrzymi cyrkiel, którego jedno ostrze umieszczamy na biegunie północnym nieba, drugim zaś ostrzem zakreślamy na niebie koło, którego promień równa się odległości bieguna od poziomu, t. j. odległości PN . Koło to w najniższym swym punkcie, N , dotknie poziomu, w najwyższym zaś, w naszych szerokościach,

przebiegnie cokolwiek za zenitem. Wewnątrz powyższego koła położone gwiazdy w ciągu całkowitego obrotu dziennego nie wschodzą, ani zachodzą, lecz ustawicznie bieg odbywają ponad poziomem. Przeprowadzone przez nas koło KN stanowi granicę gwiazd zwanych okołobiegunowymi.

Nieco więcej ku południowi położone gwiazdy wschodzą i zachodzą, t. j. część tylko swej drogi odbywają ponad naszym poziomem, więcej północne — większą, więcej południowe — mniejszą. Gwiazdy z pobliza punktu południowego S tylko na chwilę ukazują się nad poziomem, a jeszcze dalšie wcale nie są widzialne w naszych szerokościach. Rys. 2 daje nam najważniejsze gwiazdozbiory okołobiegunowe nieba północnego dla środka Europy. Gdy umieścimy mapkę przed oczyma tak, aby nazwa miesiąca znajdowała się u góry, ujrzymy przed sobą konstelacje podobnie, jak je widać na niebie o tej porze roku około godziny ósmej wieczorem. Gwiazdę biegunową, środek mapki, łatwo znaleźć w kierunku linii łączącej dwie skrajne gwiazdy Wielkiej Niedźwiedzicy.

Zobaczmy teraz, jak dalece zmieniać się będzie widok nieba, skoro przeniesiemy się w kierunku ku południowi. W miarę jak zbliżamy się do równika, pochyla się, oczywiście, nasz poziom ku południowi w kierunku SQ , a gwiazda biegunowa zapada się coraz niżej i niżej ku N ; jednocześnie okrąg gwiazd okołobiegunowych staje się coraz węższym, aż wreszcie na samym równiku zgoła istnieć przestaje, ponieważ gwiazda biegunowa, biegun północny P i biegun południowy Q leżą tu na samym poziomie. I ruch dzienny kuli niebieskiej na równiku

wyduje się nam odmiennym, niż na półkuli północnej: słońce, księżyc, gwiazdy, wschodząc, wznoszą się pionowo; ciało niebieskie, wschodzące dokładnie w punkcie wschodnim, wznosząc się, przebiega zenit;



Rys. 2. Gwiazda biegunowa i gwiazdozbiory okołobiegunowe widzialne w Europie.

inne, wschodzące na południe od punktu wschodniego, przebiega na południe od zenitu; jeszcze inne wreszcie, wschodzące na północy od punktu wschodniego, podąża na północ względem zenitu.

W dalszej podróży, gdy już jesteśmy na półkuli południowej, spostrzegamy, że słońce wschodzi,

jak dawniej, na wschodniej stronie nieba; przechodzi wszelako przez południk nie po stronie południowej od zenitu, jak u nas, lecz po stronie północnej. Pozorny więc ruch jego odbywa się nie w kierunku wskazówki zegara, co widzimy na naszym północnym niebie, lecz w kierunku odwrotnym. W średnich szerokościach południowych giną nam już z oczu gwiazdozbiory północne, jak obie Niedźwiedzice, Kasyopea i inne; natomiast dostrzegamy nowe z południa. Jeden z nich, t. zw. Krzyż Południowy, dzięki osobliwemu kształtowi, powszechnie u nas jest znany z opowieści.

Wszystko, co mówiliśmy o ruchu dziennym sklepienia nieba względnie do półkuli północnej, stosuje się też do półkuli południowej. A więc i tutaj spostrzegamy gwiazdy, położone wewnątrz pewnego koła w pobliżu bieguna południowego, które nigdy nie wschodzą, ani zachodzą, lecz ustawicznie krążą dokoła bieguna, tylko w kierunku pozornie odwrotnym w porównaniu z naszymi gwiazdami okołobiegunowymi. Mamy tu również okrąg gwiazd całkowicie niewidzialnych: są to nasze gwiazdy okołobiegunowe, właśnie te, które u nas nigdy nie zachodzą. Skoro przekroczyliśmy 20-ty stopień szerokości południowej, nie dostrzeżemy już np. naszej Małej Niedźwiedzicy, a nieco dalej ku południowi Wielka Niedźwiedzica na krótko tylko mniejszą lub większą swą częścią wznosi się nad poziom.

Na samym biegunie południowym nie dostrzegamy całkiem ani wschodu, ani zachodu gwiazd. Wszystkie one krążą ustawicznie po kołach poziomych, dokoła znajdującego się w zenicie bieguna, w kierunku odwrotnym do ruchu wskazówek zega-

ra. Oczywiście, podobne zjawisko występuje i na biegunie północnym, z tą tylko różnicą, że tam w pobliżu zenitu tkwi gwiazda biegunowa, a wszystkie inne krążą po drogach poziomych w kierunku wskazówek zegara.

Wyznaczanie czasu i różnic długości geograficznej.

Południkiem danego miejsca, jak wiadomo, nazywamy linię, przeprowadzoną przez owo miejsce od północy na południe. Ścisłej, południkiem na powierzchni ziemi jest półkole, przechodzące przez biegun północny i południowy. Tego rodzaju półkole rozchodzą się we wszystkich kierunkach z bieguna północnego, i można je przeprowadzić przez każdy punkt ziemi. Większość krajów przyjmuje południk obserwatorium astronomicznego w Greenwich jako zasadniczy; od niego liczą się długości geograficzne, i według niego, przeważnie, regulują zegary na morzu.

Każdemu południkowi ziemskiemu dokładnie odpowiada południk niebieski, który przechodzi przez biegun niebieski północny, przez zenit, dalej przecina poziom w punkcie południowym i dosięga wreszcie południowego bieguna niebieskiego. Wirując dokoła osi, ziemia porywa swym ruchem oba południki, niebieski i ziemski, tak że południk niebieski w ciągu doby obiega całą sferę. Na ziemi odbieramy wrażenie, że wszystkie punkty sfery niebieskiej kolejno przechodzą przez południk.

Południem nazywamy chwilę, kiedy słońce przechodzi przez południk; według tej chwili ogół

niegdyś regulował bieg swoich zegarów. Wszelako okresy czasu pomiędzy dwoma kolejnymi przejściami słońca przez południk danego miejsca nie są ściśle jednakowe. Porównanie z dokładnie i równo idącym zegarem okazuje, że słońce przechodzi przez południk czasami wcześniej, czasami później, jakkolwiek zegar wskazuje 12-tą godzinę.

Skoro astronomowie wykryli tę okoliczność, zaczęto rozróżniać czas prawdziwy i czas średni. Czasem prawdziwym nazywamy czas, określany przez nierównomierny bieg słońca; czasem średnim wskazania dokładnie i równo idącego zegara. Różnica pomiędzy jednym i drugim czasem zwie się różnicą czasu. Bezwzględnie największą różnicą ta bywa w początku listopada i środku lutego; w pierwszych dniach listopada słońce przechodzi przez południk o 16 minut wcześniej, zanim zegar wskaże godzinę 12-tą; w lutym — w 14 minut po 12-ej godzinie.

Aby określić czas średni, astronomowie wyobrazili sobie t. zw. średnie słońce, które wciąż biegnie wzdłuż równika niebieskiego i przechodzi przez południk dokładnie w równych odstępach czasu, wyprzedzając czasami słońce istotne, czasami zaś opóźniając się względem niego. Otóż owo słońce wyobrażalne określa czas w ciągu doby.

Ustęp ten stanie się zrozumiały, skoro rzecz przedstawimy według biegu pozornego. A zatem, raz jeszcze uważać będziemy ziemię jako nieruchomą; wtedy słońce, obiegając ziemię, kolejno przechodzić będzie przez południki różnych miejscowości. W ten sposób południe podróżuje niejako dokoła całej ziemi. Szybkość tego biegu w naszych szerokościach

wynosi około 300 metrów na sekundę; innemi słowy, skoro w danem miejscu przypada południe, to o 300 metrów dalej na zachód południe przypadnie o jedną sekundę później; o 300 metrów dalej, wciąż na zachód, jeszcze o sekundę później i t. d.; aż po 24 godzinach południe powróci do pierwszego miejsca. Stąd wnosimy, że południe w tymże czasie nie może być równocześnie w dwóch miejscowościach, skoro jedna z nich leży na wschód lub zachód od drugiej. Podróżując ku zachodowi, zawsze zauważymy, że nasz zegarek śpieszy się w porównaniu z zegarami miejscowymi; podróżując na wschód, znajdziemy opóźnienie. Porównanie zegarów wskazuje, że różnica na jeden stopień długości wynosi $\frac{1}{360}$ część doby, t. j. 4 minuty, a więc jedną godzinę na 15 stopni długości. Ten zmienny, wraz ze zmianą miejsca, czas zwie się czasem miejscowym, albo czasem astronomicznym. Ostatnia nazwa pochodzi stąd, że czas wyznacza się za pośrednictwem obserwacji astronomicznych w danem miejscu.

Różnica w czasie miejscowym dwóch punktów na powierzchni ziemi daje różnicę długości geograficznych obu punktów. Wyobraźmy sobie, że obserwator naprz. w Paryżu w chwili przejścia słońca przez południk daje po drucie telegraficznym umówiony sygnał naprz. do Greenwich, gdzie również notują moment prawdziwego południa, t. j. przejście słońca przez południk miejscowy. Otóż różnica czasu pomiędzy obu przejściami odpowiada różnicy długości obu punktów obserwacyjnych. Zresztą, w każdej innej godzinie doby powyższą różnicę wyznaczyć

można, komunikując sobie wzajemnie drogą telegraficzną dokładny czas miejscowy.

Czas normalny i granica dat.

Różnice czasów miejscowych jeszcze przed wielu laty sprawiały podróżnym wiele niedogodności. Gdy rozkłady jazdy pociągów i parowców były regulowane według czasu miejscowego, podróżny, nie znając różnicy pomiędzy zegarkiem własnym a zegarem stacyi, łatwo mógł nie zdążyć na czas właściwy. Z tej i innych przyczyn w końcu zeszłego stulecia we wszystkich prawie krajach kulturalnych zaprowadzono t. zw. czas normalny, możliwie zbliżony do czasu miejscowego i różny od czasu obserwatoryum w Greenwich o całkowitą liczbę godzin. Zgodnie z tą zasadą np. w Niemczech w r. 1893 dla obliczania czasu przyjęto jako normalny południk, którego odległość na wschód względem Greenwich wynosi ściśle 1 godzinę, czyli 15 stopni. Czas miejscowy tego średnio-europejskiego południka jest zatem wcześniejszy o jedną godzinę wobec czasu południka przechodzącego przez Greenwich. Chwila więc, w której słońce przechodzi w południe przez ów południk normalny, stanowi podstawę do obliczania czasu po obu stronach, na wschód i na zachód, tego południka normalnego. Czas ten, przyjęty też przez Austro-Węgry, Szwecyę, Norwęgję, Danię, Szwajcaryę i Włochy, zwie się czasem środkowo-europejskim, w odróżnieniu od czasu zachodnio-europejskiego (czasu obserwatoryum w Greenwich) i wschodnio-europejskiego; ostatni jest obliczony według południka o 30 stopni

(2 godziny) na wschód odległego od Greenwich. Dla krajów o większych obszarach, szczególnie daleko rozciągających się od wschodu na zachód, jeden tylko czas normalny jest niewystarczający. Dlatego Stany Zjednoczone Ameryki Północnej mają 4 strefy czasu normalnego, różniące się kolejno o jedną godzinę.

Udogodnienie polega na tem, że podróżnik, przebywając strefę, zaznaczoną na mapie, przesuwa zegarek w kierunku właściwym o całą godzinę i jest natychmiast w zupełnej zgodzie z zegarami całej strefy. Na znacznej wszelako części kuli ziemskiej tego udogodnienia nie zaprowadzono, i czas reguluje się według miejscowych południków.

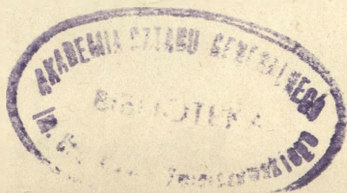
Różnica czasu miejscowego w różnych punktach ziemi ma jeszcze ten skutek, że w danym momencie niema powszechnie jednej i tej samej daty. Ponieważ początek dnia w tygodniu oznacza się przez godzinę 12 w nocy, t. zw. północ, według czasu miejscowego, więc na zasadzie podanych poprzednio wyjaśnień wiemy, że o północy danego miejsca w miejscowościach innych, położonych na wschód, jest już nowa data, w położonych na zachód — jeszcze dawna; różnica czasu odpowiada różnicy długości geograficznej miejsc. Kiedy w Greenwich jest północ z poniedziałku na wtorek, w środkowej Europie mamy wtorek około godziny 1 rano, na wschodnich zaś wybrzeżach Ameryki jest jeszcze poniedziałek około 7 z wieczora. W tejże chwili w punktach, położonych o 180 stopni, albo 12 godzin na wschód i zachód od Greenwich, jest południe, godzina 12.

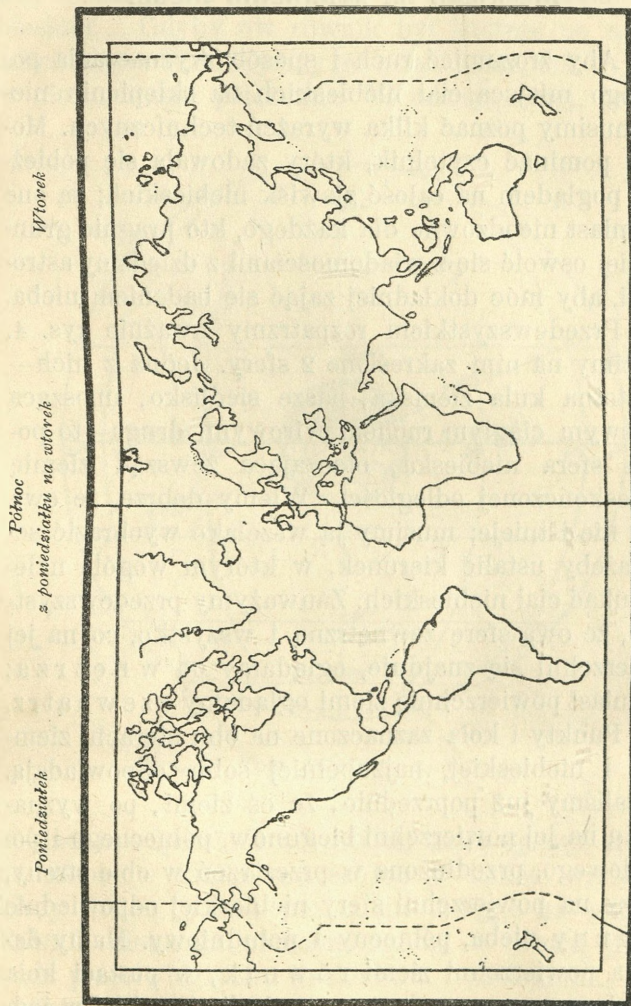
Lecz tu powstaje wątpliwość, czy mamy poniedziałek, czy też wtorek. Gdybyśmy zaczęli obliczać czas, kierując się ku owym punktom od strony

wschodniej względem Greenwich, znaleźlibyśmy wtorek, od zachodu natomiast względem Greenwich — poniedziałek.

I tak było w istocie. Kolonizacja europejska kierowała się i na wschód i na zachód, zabierając ze sobą własną rachubę czasu. Koniec końców, kiedy jadący na wschód spotkali się z jadącymi na zachód, daty ich różniły się o całą dobę. Południe dnia dla podróżników od wschodu było poniedziałkowym, dla jadących od zachodu—wtorkowym. Taki przypadek zdarzył się po nabyciu przez Stany Zjednoczone Ameryki Północnej półwyspu Alaski od Rosyi. Ponieważ pierwotnie półwysep zajęli rosyjanie od strony zachodniej, amerykanie zaś kolonizowali od wschodu, w rezultacie, po spotkaniu w sobotę amerykańską, rosyjanie święcili już niedzielę. Po porozumieniu się wreszcie utrzymała się w Alasce amerykańska rachuba dni tygodnia.

Podobnego rodzaju nieporozumienie usuwa obecnie umowa międzynarodowa, dotycząca linii granicznej dat. Rozumiemy przez to umówioną linię, możliwie jaknajwięcej zbliżoną do południka, odległego o 180 stopni od Greenwich. Linia ta przebiega pośród oceanu, nigdzie nie dotykając lądu. Wyspy Samoa i Fidży, leżące na wschód od południka 180, względnie przezeń przecięte, są np. w całości zaliczane do Azji. Przekraczając granicę dat w kierunku zachodnim, należy tedy jeden dzień przeskoczyć; przeciwnie, jeden dzień w tygodniu liczymy dwa razy, przekraczając w kierunku wschodnim (rys. 3); wśród podróży na otwartym oceanie nie przedstawia to żadnych niedogodności.





Rys. 3. Południk zachodnio-europejski (obserwatorium w Greenwich) i granica dat.

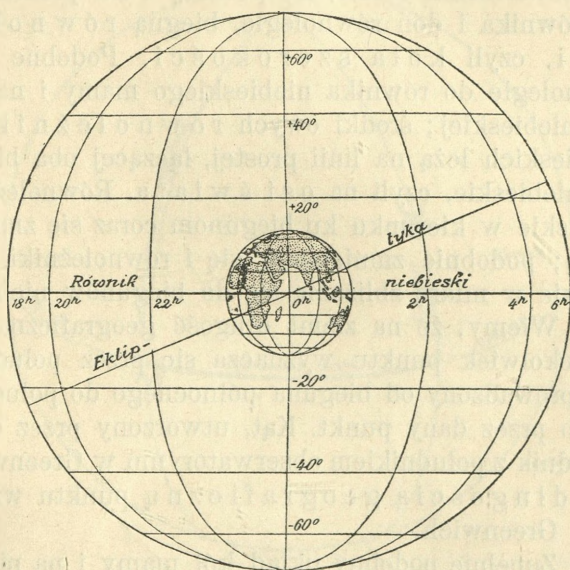
3. Wyznaczanie pozornego miejsca ciała niebieskiego na sklepieniu nieba.

Aby zrozumieć ruch i sposób wyznaczania pozornego miejsca ciał niebieskich na sklepieniu nieba, musimy poznać kilka wyrażań technicznych. Może je pominąć czytelnik, który zadowala się pobieżnym poglądem na całość zjawisk niebieskich; są one natomiast nieodzowne dla każdego, kto pragnie gruntowniej oswoić się z wiadomościami z dziedziny astronomii, aby móc dokładniej zająć się badaniem nieba.

Przedewszystkiem rozpatrzmy uważnie rys. 4. Widzimy na nim zakreślone 2 sfery. Jedna z nich—to istotna kula ziemiska, nasze siedlisko, unosząca nas swym ciągłym ruchem wirowym; druga—to pozorna sfera niebieska, otaczająca zewsząd ziemię w nieskończonej odległości. Wiemy dobrze, że owa sfera nie istnieje; musimy ją wszelako wyobrazić sobie, ażeby ustalić kierunek, w którym wogóle należy szukać ciał niebieskich. Zauważymy przedewszystkiem, że ową sferę zewnętrzną i wszystko, co na jej powierzchni się znajduje, oglądamy od w n ę t r z a; natomiast powierzchnię ziemi oglądamy z z e w n ą t r z.

Punkty i koła zaznaczone na obu sferach, ziemskiej i niebieskiej, najzupełniej sobie odpowiadają. Okazaliśmy już poprzednio, że oś ziemi, po wyznaczeniu na jej powierzchni biegunów, północnego i południowego, przedłużona w przestrzeń w obie strony, znaczy na powierzchni sfery niebieskiej odpowiednie bieguny nieba, północny i południowy. Mamy dalej na powierzchni ziemi r ó w n i k, w postaci koła wielkiego, przeprowadzonego na kuli ziemskiej w jednakiej odległości od obu biegunów. Podobnie na sfe-

rze niebieskiej wyobrażamy sobie równik niebieski, w odległości 90 stopni od obu biegunów niebieskich. Gdyby ów równik był istotnie na niebie zakreślony, widzielibyśmy go ustawicznie, dzień i noc, w niezmiennem położeniu. W rzeczy samej, prawie



Rys. 4. Kola na sferze niebieskiej.

dokładnie odpowiada on drodze, którą opisuje słońce na niebie w końcu marca lub w końcu września, kiedy świeci ponad poziomem okragłe 12 godzin. Równik niebieski przecina poziom w dwóch punktach przeciwległych, wschodnim i zachodnim; najwyższy punkt równika w naszych szerokościach geograficznych przypada przybliżenie w połowie od-

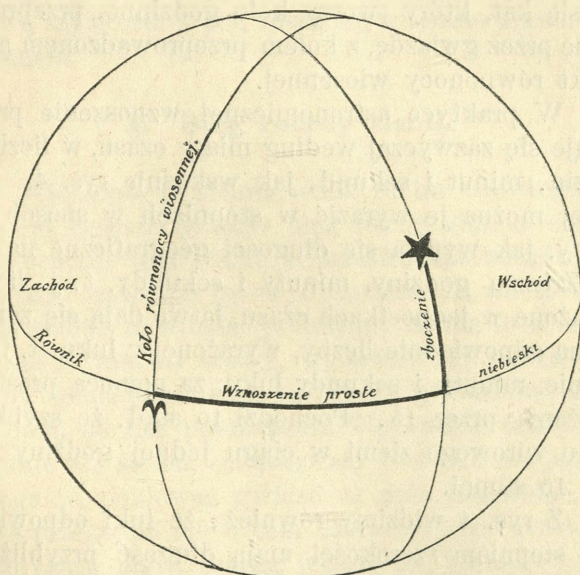
ległości pomiędzy zenitem a punktem południowym poziomym; im dalej przemieszczamy się w kierunku południowym, tem więcej najwyższy punkt równika zbliża się do zenitu; im dalej zaś dążymy na północ, tem bardziej punkt ten zniża się ku poziomowi. — Na powierzchni ziemi, ku północy i ku południowi od równika i doń równoległe, bieżą równoleżniki, czyli koła szerokości. Podobne koła równoległe do równika niebieskiego mamy i na sferze niebieskiej; środki owych równoleżników niebieskich leżą na linii prostej, łączącej oba bieguny niebieskie, czyli na osi świata. Równoleżniki ziemskie w kierunku ku biegunom coraz się zmniejszają; podobnie zmniejszają się i równoleżniki niebieskie w miarę zbliżania się do biegunów nieba.

Wiemy, że na ziemi długość geograficzna jakiegokolwiek punktu wyznacza się przez południk, przeprowadzony od bieguna północnego do południowego przez dany punkt. Kąt, utworzony przez dany południk z południkiem obserwatorium w Greenwich, jest długością geograficzną punktu względem Greenwich.

Zupełnie podobny układ kół mamy i na niebie. Wyobraźmy sobie koła wielkie, we wszelkich kierunkach przeprowadzone od jednego bieguna do drugiego i spotykające równik niebieski pod kątem prostym, jak wskazuje rys. 4. Koła te, odpowiadające dokładnie południkom ziemskim, zwą się kołami godzinnyemi. Jedno z takich kół godzinnych (wskazane na rys. 4) jest oznaczone przez 0 (zero) i przechodzi przez punkt na równiku niebieskim, zwany punktem równonocy wiosennej. Znaczenie tego punktu wyjaśnimy w następnym roz-

dziale, tymczasem zaznaczamy, że koło godzinne, przecinające punkt równonocy wiosennej, odpowiada ziemskiemu południkowi obserwatorium w Greenwich.

Miejsce gwiazdy na kuli niebieskiej wyznacza



Rys. 5. Wznoszenie proste i zбочzenie gwiazdy.

się w podobny sposób, jak położenie miejscowości na kuli ziemskiej, t. j. przez długość i szerokość. Tylko astronomia posilkuje się innym słownictwem. Wielkość kąta, odpowiadającego długości, zwie się wznoszeniem prostym; odpowiadająca szerokości — zбочzeniem (rys. 5). Mamy więc następujące określenia, które należy zapamiętać, aby móc oryentować się na niebie.

Z b o c z e n i e m gwiazdy nazywa się pozorna jej odległość katowa od równika niebieskiego; podaje się w liczbach stopni od 0 (zera) do 90, na północ lub południe od równika.

W z n o s z e n i e m prostem gwiazdy nazywa się kąt, który tworzy koło godzinne, przeprowadzone przez gwiazdę, z kołem przeprowadzonym przez punkt równonocy wiosennej.

W praktyce astronomicznej wznoszenie proste podaje się zazwyczaj według miary czasu, w liczbach godzin, minut i sekund, jak wskazuje rys. 4. Niemniej można je wyrazić w stopniach w sposób podobny, jak wyraża się długości geograficzne na ziemi. Zresztą godziny, minuty i sekundy, t. j. liczby wyrażone w jednostkach czasu, łatwo dają się zamienić na odpowiednie liczby, wyrażone w łuku, t. j. na stopnie, minuty i sekundy łuku, za pomocą prostego mnożenia przez 15. Pochodzi to stąd, że szybkość ruchu wirowego ziemi w ciągu jednej godziny wynosi 15 stopni.

Z rys. 4 widzimy również, że łuki odpowiadające stopniom szerokości mają długość przybliżenie jednakową na całej kuli ziemskiej; tymczasem łuki stopni długości geograficznej zmniejszają się w kierunku od równika ku biegunom, początkowo powolnie, następnie szybko. Na równiku stopień długości liczy 111 kilometrów; w szerokości 45 stopni tylko około 79 kilometrów; w szerokości 60 stopni ma mniej, niż 56 kilometrów; na biegunie równa się zeru, ponieważ tam południki zbiegają się.

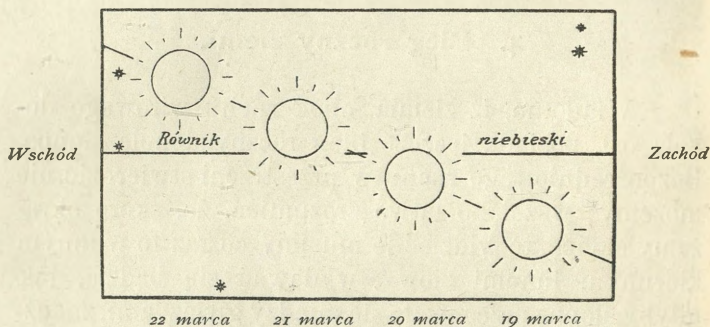
Łatwo zauważyć, że szybkość ruchu punktów na powierzchni ziemi, wywołana jej wirowaniem, zmniejsza się według wyżej przytoczonego prawa.

Na równiku 15 stopni odpowiada przybliżenie 1670 kilometrom. A więc każdy punkt na powierzchni ziemi w okolicy równika przebiega z górą półtora tysiąca kilometrów na godzinę, około 500 metrów na sekundę. W szerokości 45 stopni szybkość ta zmniejsza się do 300 metrów; pod 60-y m stopniem wynosi połowę szybkości z pod równika, wreszcie niknie pod biegunem.

4. Bieg roczny ziemi.

Wiadomo, iż ziemia, obok ruchu wirowego dookoła osi, posiada jeszcze bieg roczny dookoła słońca. Bezpośrednio tego ruchu w przestrzeni stwierdzić nie możemy; wszelako łatwo zrozumieć, że, skoro okrążamy słońce, to widzieć je musimy co raz to w innym kierunku; innemi słowy, wydawać się będzie, jak gdyby słońce przesuwano się między gwiazdami, znacznie dalej od nas położonemi. Wprawdzie takie przesuwanie się słońca na pierwszy rzut oka nie jest dostrzegalne, ponieważ gwiazd za dnia nie widać. Ale łatwo przekonać się o tem naocznie, jeżeli poświęcić nieco czasu przez szereg wieczorów, uważając położenie jakiejkolwiek bliżej określonej gwiazdy na stronie zachodniej nieba. Przedewszystkiem zauważymy, że gwiazda z dnia na dzień zachodzi coraz wcześniej; a więc wydaje się, jak gdyby gwiazda stopniowo zbliżała się ku słońcu. W istocie jednak kierunek nieskończenie odległej gwiazdy nie ulega zmianie; nie gwiazda tedy zbliża się do słońca, lecz słońce do gwiazdy. Dostrzeglibyśmy to jeszcze wyraźniej, gdyby rozrzucone dookoła słońca gwiazdy były podczas dnia widzialne. Spostrzeglibyśmy wtedy bezpo-

średnio, że słońce, wschodząc równocześnie z daną gwiazdą, w ciągu dnia odsuwa się od niej w kierunku wschodnim i w ciągu okresu czasu pomiędzy wschodem a zachodem przebiega przestrzeń przybliżenie równającą się swej średnicy. Następnego rana zauważylibyśmy jeszcze większe odsunięcie od gwiazdy, mianowicie na odległość dwóch średnic i t. d.



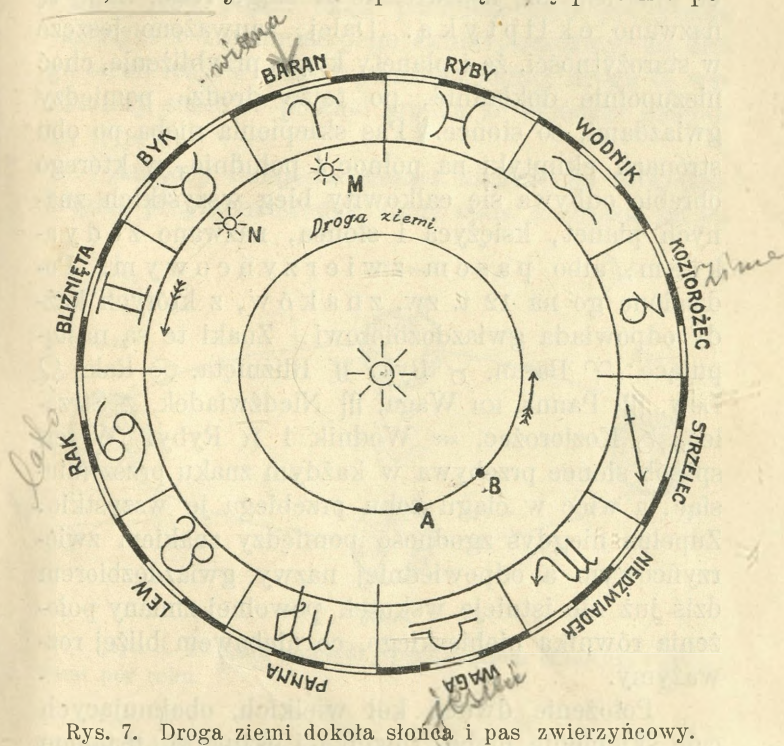
Rys. 6. Słońce przechodzi przez równik niebieski w dniu 21 marca.

Taki przebieg przedstawia rys. 6, w dzień 21 marca. Podobny ruch odbywa się dzień po dniu, miesiąc po miesiącu, aż w ciągu roku słońce zakreśli całkowite koło na niebie względem obranej gwiazdy i znowu równocześnie z nią wschodzi lub zachodzi.

Pozorny bieg słońca i pory roku.

W jaki sposób odbywa się opisany poprzednio bieg słońca, poucza rys. 7. Koło wewnętrzne jest drogą ziemi dokoła słońca. Kiedy ziemia znajduje

się w punkcie **A**, dostrzegamy słońce na niebie w miejscu **M**. Po miesiącu ziemia znajduje się już w punkcie **B**, słońce tymczasem przesunęło się pozornie po



Rys. 7. Droga ziemi dokoła słońca i pas zwieryńcowy.

łuku **MN** do punktu **N** i t. d. A więc wskutek istotnego ruchu ziemi dokoła słońca, mieszkańcom ziemi wydaje się, że słońce zakreśliło koło na niebie pomiędzy gwiazdozbiorami.

Ten bieg pozorny słońca po sferze niebieskiej w ciągu roku spostrzegały już narody starożytne; wszelkie jednak wysiłki, aby go wyjaśnić, pozostały

daremne. Ostatecznie wyobrażano sobie linię kołową, obiegającą całe sklepienie nieba, po której słońce przesuwa się ustawicznie w ciągu roku. Linię tę nazwano e k l i p t y k ą. Dalej, zauważono jeszcze w starożytności, że i planety krążą przybliżenie, choć niezupełnie dokładnie, po tejże drodze pomiędzy gwiazdami, co słońce. Pas sklepienia nieba po obu stronach ekliptyki na północ i południe, w którego obrębie odbywa się całkowity bieg wszystkich znanych planet, księżyca i słońca, nazwano z o d y a k i e m, albo p a s e m z w i e r z y ń c o w y m. Podzielono go na 12 t. zw. z n a k ó w, z których każdy odpowiada gwiazdozbiorowi. Znaki te są następujące: ♈ Baran, ♉ Byk, ♊ Bliźnięta, ♋ Rak, ♌ Lew, ♍ Panna, ♎ Waga, ♏ Niedźwiadek, ♐ Strzelec, ♑ Koziorożec, ♒ Wodnik i ♓ Ryby. W ten sposób słońce przebywa w każdym znaku przez miesiąc, a więc w ciągu roku przebiega je wszystkie. Zupełna niegdyś zgodność pomiędzy znakiem zwierzyńcowym a odpowiedniej nazwy gwiazdozbiorem dziś już nie istnieje wskutek powolnej zmiany położenia równika niebieskiego, co niebawem bliżej rozważymy.

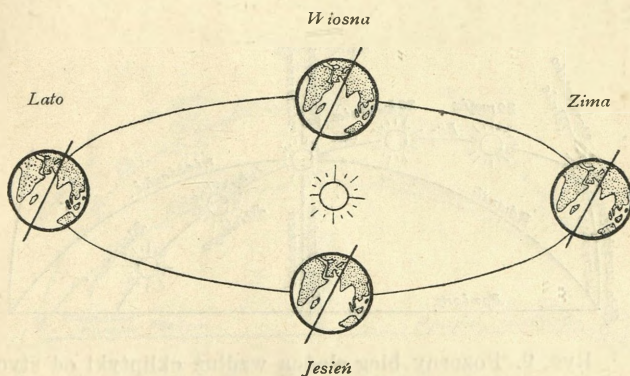
Położenie dwóch kół wielkich, obejmujących całe sklepienie nieba, równika i ekliptyki, ustalone jest zatem w sposób zupełnie odmienny.

Równik określa się przez kierunek osi ziemskiej, przechodzi bowiem przez sferę pośrodku pomiędzy krańcowymi punktami osi, biegunami niebieskimi. Położenie zaś ekliptyki jest dane przez bieg ziemi dookoła słońca.

Dwa te koła, równik i ekliptyka, nie zlewają się ze sobą, lecz przecinają się wzajemnie w dwóch

średnicowo przeciwległych punktach pod kątem $23\frac{1}{2}$ stopnia. Kąt ten zwie się pochyleniem ekliptyki. Aby pojąć, skąd pochodzi owo pochylenie ekliptyki i zrozumieć jego skutki, założmy, że droga ziemi leży w płaszczyźnie poziomej; drogę tę wyobraźmy sobie w postaci krążka ze słońcem pośrodku (rys. 8).

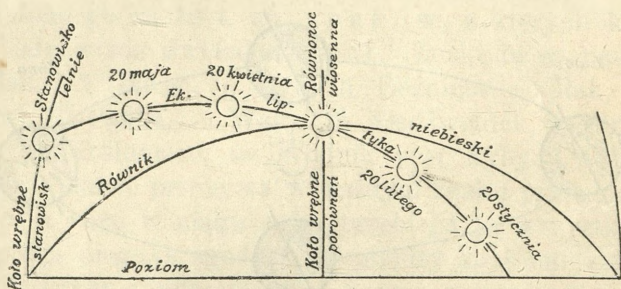
Założmy dalej, że ziemia biegnie po obwodzie krążka, przyczem środek ziemi stale pozostaje na je-



Rys. 8. Związek pomiędzy pochyleniem ekliptyki i zmianami pór roku.

go poziomie. Zauważmy teraz, że gdyby oś ziemi stała prostopadle, płaszczyzna równika w położeniu poziomem również leżałaby w płaszczyźnie krążka i niezmiennie podczas całego obiegu rocznego ziemi przechodziłaby przez słońce, umieszczone pośrodku. Natenczas i ekliptyka, określona przez pozorny bieg słońca, ściśle zlewałaby się z równikiem, t. j. byłaby kołem równika na sklepieniu nieba. Oś jednak ziemi właśnie nie jest prostopadłą do płaszczyzny

drogi ziemskiej, lecz jest pochylona na $23\frac{1}{2}$ stopnia w stosunku do pionu. Pochylenie więc ekliptyki jest skutkiem pochylenia osi ziemskiej. I oto zachodzi tu ten ważny fakt, że podczas całkowitego obiegu ziemi dokoła słońca kierunek osi ziemskiej pozostaje w przestrzeni niezmiennym. Biegun więc północny ziemi, zależnie od jej położenia podczas obiegu, bywa pochylony ku słońcu lub odchylony od niego. Przedstawia to rys. 8, na którym koniec północny

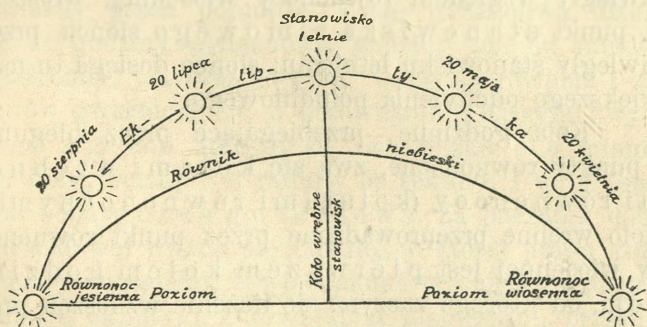


Rys. 9. Pozorny bieg słońca wzdłuż ekliptyki od stycznia do czerwca.

osi ziemskiej zwrócony jest na prawo. I biegun północny stale jest pochylony w tymże kierunku, gdziekolwiek bądź znajduje się ziemia, na prawo lub na lewo, z przodu lub z tyłu obwodu krążka.

Aby uprzytomnić sobie wynik pochylenia równika niebieskiego względem ekliptyki, przypuśćmy, że w południe jakiegoś 21 marca ziemia nagle przestaje wirować dokoła osi, odbywając wszelako niezmiennie swój bieg postępowy dokoła słońca. Wszystko, co zdołalibyśmy dostrzec w ciągu następnych

3 miesięcy, mamy nakreślone na rys. 9, w założeniu, że obserwujemy południową stronę nieba. Mamy więc równik niebieski, przechodzący przez poziom, jak poprzednio wyjaśniliśmy, w punktach wschodnim i zachodnim, i przecinający ekliptykę w punkcie równonocy. Nasamprzód widzielibyśmy słońce w południku, początkowo jak gdyby nieruchome. Obserwując je wszakże w ciągu trzech miesięcy, zauważylibyśmy, że powolnie przesuwają się wzdłuż ekliptyki w kie-



Rys. 10. Pozorny bieg słońca od marca do września.

runku najbardziej północnego jej punktu, którego dosięga w dniu 22 czerwca.

Rys. 10 pozwala nam śledzić bieg słońca dalej w ciągu następnych 3 miesięcy. Doszedłszy do punktu najwięcej na północ odchyłonego od równika, słońce biegnie dalej ku południowi aż do ponownego przecięcia się z równikiem w dniu 23 września. Przez pozostałą część roku bieg słońca jest wprost przeciwny w porównaniu z drogą przebytą podczas poprzednich 6 miesięcy. W dniu 22 grudnia słońce dosięga

punktu najbardziej na południe oddalonego od równika i krzyżuje się z nim ponownie w dniu 21 marca.

W tym pozornym biegu rocznym słońca poznamy tedy cztery walne punkty: 1. punkt, z którego podjęliśmy obserwacje, czyli punkt równonocy wiosennej; 2. punkt największego odchylenia północnego od równika, skąd poczynając słońce stopniowo zbliża się ponownie ku równikowi, czyli stanowisko letnie słońca; 3. punkt równonocy jesiennej, t. j. punkt średnicowo przeciwny względem równonocy wiosennej, wreszcie 4. punkt stanowiska zimowego słońca, przeciwny stanowisku letniemu; słońce osiąga tu największego odchylenia południowego.

Koła godzinne, przebiegające przez bieguny i punkty równonocne, zwą się kołami wrębnymi równonocy (kolurami równonocnymi). Koło wrębne przeprowadzone przez punkt równonocy wiosennej jest pierwszym kołem godzinnym, od którego zaczyna się liczenie wznoszeń prostych, jak o tem uprzednio wspominaliśmy. Dwa prostopadłe do poprzedniego inne koła walne zwą się kołami wrębnymi stanowiska słońca.

Chcąc wyrozumieć zmiany obrazu nieba w ciągu doby i w różnych porach roku, załóżmy, jak poprzednio, że dziś słońce i jakakolwiek wybrana gwiazda przeszły południk równocześnie; nazajutrz słońce będzie przesunięte o stopień (2 pozorne średnice słońca) na wschód od gwiazdy, a zatem gwiazda minie południk prawie o 4 minuty wcześniej, niż słońce. Odstęp ten pomiędzy gwiazdą i słońcem z dnia na dzień będzie wzrastał, aż po roku znów łącznie słońce i gwiazda prawie równocześnie znajdą się w po-

łudniku. Więc przez ciąg roku gwiazda przechodzi przez południk o jeden raz więcej, niż słońce; innymi słowy, jeżeli słońce mija południk 365 razy, gwiazda przecina go 366 razy. Oczywiście gwiazda w tymże czasie wschodzi i zachodzi też o jeden raz więcej, niż słońce.

Biorąc w rachubę tę różnicę wschodu i zachodu gwiazd w porównaniu ze słońcem, astronomowie wprowadzili do b e g w i a z d o w ą. Tak zwie się okres czasu pomiędzy dwoma kolejnymi przejściami gwiazdy przez południk. Dobę gwiazdową dziela na 24 godziny gwiazdowe, godziny zaś na minuty i sekundy, jak czas zwykły. Używają również i zegarów gwiazdowych; w porównaniu z naszymi zwykłymi zegarami śpieszą się one blisko o 4 minuty na dobę, ściślej o 3 minuty 56 sekund, i w ten sposób podają c z a s g w i a z d o w y. Za początek doby gwiazdowej uważa się chwilę, w której punkt równonocy wiosennej, a więc punkt przecięcia wznoszącej się ekliptyki z równikiem niebieskim, przechodzi przez południk (chwilę tę przedstawia np. rys. 9); wtedy dobrze uregulowany zegar gwiazdowy powinien wskazywać 0 godzin, 0 minut i 0 sekund czasu gwiazdowego. Tego rodzaju zegar idzie w ścisłej zgodzie z biegiem pozornym sklepienia niebieskiego; wystarczy więc tylko astronomowi rzucić okiem na zegar, ażeby w każdym czasie wiedzieć dokładnie, jakie w danej właśnie chwili gwiazdy mijają południk, jakie są w pobliżu południka, i jakie wogóle gwiazdozbiory znajdują się naówczas ponad poziomem, i to zarówno w dzień, jak i w nocy.

Gdyby oś ziemską była prostopadłą do płaszczyzny ekliptyki, to ta, jak już widzieliśmy, zbiega-

łaby się z płaszczyzną równika. Słońce zawsze wschodziłoby dokładnie na wschodzie i zachodziło dokładnie na zachodzie, dosięgając w południe zawsze tej samej wysokości. Zmiany pór roku byłyby wówczas niemożliwe; co najwyżej, odczulibyśmy nieznaczną zmianę temperatury, ile że ziemia nieco bliżej słońca znajduje się w styczniu, niż w lipcu. Lecz pochylenie ekliptyki sprawia, że słońce w tym czasie, kiedy wznosi się na północ od równika, t. j. od marca do września, świeci na półkuli północnej dłużej w ciągu doby, i jego promienie prostopadłej padają, niż na półkuli południowej, gdzie stosunki są wprost odwrotne. Stąd też mamy lato, kiedy na półkuli południowej sroży się zima, i odwrotnie.

Ruch istotny i pozorny.

Zanim pójdziemy dalej, rzucimy raz jeszcze okiem na przedstawione poprzednio zjawiska z dwóch punktów widzenia; raz, biorąc pod uwagę ruch istotny ziemi, i raz drugi, rozważając ruch pozorny sklepienia niebieskiego, spowodowany istotnym ruchem ziemi.

Musimy więc utrwalić sobie w pamięci następujące określenia i twierdzenia:

Istotnym ruchem dziennym jest obrót wirowy ziemi dokoła osi.

Pozornym ruchem dziennym jest ruch obrotowy sklepienia nieba, spowodowany wirowym ruchem ziemi.

Istotny ruch roczny oznacza bieg ziemi dokoła słońca.

Pozorny ruch roczny oznacza bieg słońca po sklepieniu nieba pomiędzy gwiazdami.

Z przyczyny istotnego ruchu dziennego płaszczyzna naszego poziomu przechodzi w pewnych chwilach przez słońce lub gwiazdę; mówimy wtedy, że słońce lub gwiazda *w s c h o d z ą* lub *z a c h o d z ą* stosownie do okoliczności.

Każdego roku, przybliżenie dnia 21 marca, płaszczyzna równika ziemi (rys. 8) przechodzi przez słońce od północy na południe; przybliżenie dnia 23 września wraca na północ; mówimy wówczas, że słońce przechodzi na stronę północną równika w marcu, na stronę południową we wrześniu.

W czerwcu każdego roku płaszczyzna równika ziemskiego dosięga największego południowego odchylenia od słońca; w grudniu największego północnego; w pierwszym przypadku mówimy, że słońce jest w stanowisku letnim; w drugim, że w stanowisku zimowym.

Oś ziemi jest odchylona na $23\frac{1}{2}$ stopnia od linii prostopadłej do drogi ziemi. Z tego powstaje nachylenie ekliptyki względem równika niebieskiego na $23\frac{1}{2}$ stopnia.

Przez czerwiec i przez inne miesiące letnie północna półkula ziemi jest nachylona ku słońcu. Okolice z szerokości północnych ziemi, unoszone jej ruchem wirowym, są oświetlone promieniami słońca dłużej, niż przez pół doby; okolice zaś z szerokości południowych — krócej, niż pół doby. Odpowiednio do tego mamy na północnej półkuli cieplejszą porę roku, gdy tymczasem na półkuli południowej dnie są krótsze i panuje zima. Podczas naszych zimowych miesięcy stosunki są odwrócone. W tym czasie po-

łudniowa półkula jest pochylona ku słońcu, północna zaś odchylona. Na południowej mamy lato i dni dłuższe, na północnej zimę z krótkimi dniami.

Rok i kalendarz.

Jeden okres obiegu ziemi dokoła słońca nazywamy rokiem. Na zasadzie poprzednio wyłożonych faktów wynika, że mamy dwa sposoby wyznaczania tego okresu czasu. Sposób pierwszy polega na wyznaczeniu okresu czasu pomiędzy dwoma przejściami słońca obok pewnej obranej gwiazdy. Drugi znów sposób polega na wyznaczeniu okresu pomiędzy dwoma kolejnymi przejściami słońca przez punkt równonocy wiosennej. Gdyby punkt równonocy tkwił nieruchomo między gwiazdami, okresy czasu, obu sposobami wyznaczone, byłyby dokładnie jednakowe. Lecz już astronomowie starożytni na podstawie długoletnich spostrzeżeń zauważyli, że oba sposoby nie dają jednakowych okresów czasu; stwierdzono mianowicie, że na dokonanie całkowitego obiegu w stosunku do danej gwiazdy słońce zużytkowuje prawie 20 minut więcej, niż na dokonanie obiegu w stosunku do punktu równonocy. Ponieważ miejsca gwiazd na niebie pozostają niezmiennie nawet po upływie setek lat, wnosimy więc, że miejsce na niebie punktu równonocy przesuwa się wśród gwiazd.

To stateczne przesuwanie się punktu przecięcia równika niebieskiego i ekliptyki nazwano wyprzedzaniem punktów równonocnych, albo precesją. Zjawisko nie jest wynikiem jakiegoś ruchu samego nieba, lecz jest spowodowane na-

der powolnym ruchem z roku na rok osi ziemi podczas jej obiegu dokoła słońca.

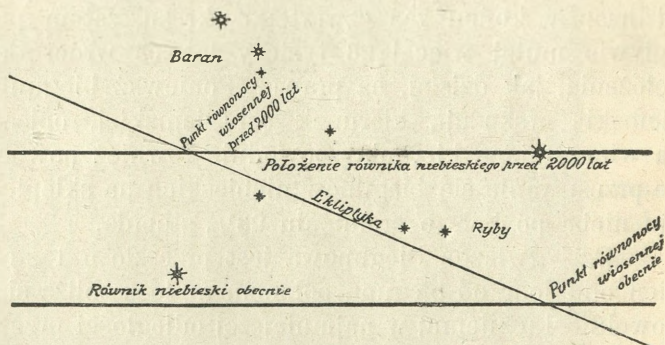
Przypuśćmy, że nasz krążek, podany na rys. 8, trwa bez zmiany 6 do 7 tysięcy lat, a więc, że ziemia dokonała 6 do 7 tysięcy obiegów dokoła niego: wtedy zauważymy, że osź ziemi w końcu tego okresu nie będzie już nachylona na prawo, jak wskazuje rysunek, lecz wprost ku nam. Po przejściu następnych 6 do 7 tysięcy lat osź odchyli się na lewo; w trzecim podobnym okresie osź będzie odchylona od nas; w końcu zaś czwartego okresu, zatem po upływie mniej więcej 26 tysięcy lat, osź wróci do położenia, jak dzisiaj, na prawo. Ponieważ bieguny ziemskie wskazują kierunek osi ziemskiej, opisana więc zmiana kierunku powoduje również powolne przesuwanie się biegunów niebieskich na sklepieniu nieba po kole o promieniu $23\frac{1}{2}$ stopnia.

Dziś gwiazda Biegunowa jest przeszło o 1 stopień oddalona od bieguna północnego, lecz zbliża się powolnie ku niemu; w najmniejszej odległości przejdzie za lat około 200. Za 12000 lat biegun północny będzie się znajdował w konstelacji Lutni, mniej więcej w odległości 5 stopni od najświeższej gwiazdy tegoż zbioru — Wegi. Starożytni żeglarze greccy nie znali wogóle gwiazdy Biegunowej; nasza Biegunowa znajdowała się wówczas w odległości 10 do 12 stopni od bieguna, położonego wtedy między gwiazdą Biegunową a gwiazdozbiorem Wielkiej Niedźwiedzicy; sterowali wówczas według gwiazd ogona Wielkiej Niedźwiedzicy, który nazywali Cynozura. Nazwa ta w wiekach późniejszych niesłusznie przeszła na współczesną gwiazdę biegunową.

Ponieważ równik niebieski jest kołem przepro-

wadzonem pośrodku między obu biegunami, wynika więc z poprzedniego, że w jego położeniu wśród gwiazd muszą zachodzić zmiany. Tego rodzaju przemieszczenie równika w ciągu 2000 lat jest podane na rys. 11. Jak widzimy, punkt równonocy wiosennej przeszedł w tym okresie czasu z gwiazdozbioru Barana do gwiazdozbioru Ryb.

Przytoczone tutaj dwa rodzaje roku zważ się rokiem zwrotnikowym i rokiem gwiazdowym.



Rys. 11. Precesja punktów równonocnych.

Rok zwrotnikowy, zwany również słonecznym, jest okresem czasu między dwoma kolejnymi powrotami słońca do tegoż punktu równonocy. Długość roku zwrotnikowego wynosi 365 dni, 5 godzin, 48 minut, 46 sekund.

Rokiem gwiazdowym jest okres czasu pomiędzy dwoma kolejnymi przejściami słońca obok danej gwiazdy. Okres ten wynosi 365 dni, 6 godzin, i 9 minut.

Ponieważ zmiana pór roku zależy przedewszyst-

kiem od tego, czy słońce znajduje się na północ lub południe od równika, przeto w życiu potocznem jest w użyciu jedynie rok zwrotnikowy. Astronomowie starożytności wykryli wkrótce, że długość takiego roku wynosi mniej więcej $365 \text{ i } \frac{1}{4}$ dnia. Za czasów ojca astronomii średniowiecznej, Ptolemeusza (około r. 130 po Chr.) znano długość roku już dokładniej, wiedziano mianowicie, że jest o kilka minut krótszy od $365\frac{1}{4}$ dnia. Powszechnie używany w całym świecie kalendarz Gregoriański przyjmuje jako rok okres czasu nader zbliżony do przytoczonego powyżej roku zwrotnikowego.

T. zw. kalendarz Juliański, od czasów Juliusza Cezara do r. 1582 powszechnie używany, przyjął za długość roku $365\frac{1}{4}$ dnia. Ułamek $\frac{1}{4}$ doby w ciągu 3 kolejnych lat nie był uwzględniany, i dopiero w czwartym roku, a zatem w roku podzielonym przez 4, dodawano jeden dzień. Rok taki zwano przestępnym. Lecz, jak widzieliśmy, okres $365\frac{1}{4}$ dnia jest nieco przydługi, mianowicie o 11 minut 14 sekund, w porównaniu z rokiem zwrotnikowym. Stąd powolnie, przez szereg stuleci, początek pór roku przesuwał się statecznie. Unikając gromadzących się różnic, a zarazem chcąc mieć okres roczny możliwie dokładny, papież Grzegorz XIII zaproponował reformę kalendarza, polecając końcowe daty stuleci, jak r. 1600, 1700 i t. d. zaliczać do lat pospolitych, z wyjątkiem daty podzielnej przez 400, zaliczanej, jak wszelkie stulecia, według kalendarza Juliańskiego, do lat przestępnych. Zatem według zreformowanego kalendarza zwykłymi latami były 1700, 1800 i 1900 rok; przestępnym był r. 1600 i będzie również r. 2000.

Kalendarz Gregoriański został przyjęty pierwotnie przez państwa katolickie, z biegiem czasu ogólnie przez cały świat ucywilizowany. Dawny kalendarz utrzymał się dotąd tylko w Rosyi i Grecyi. Rosyjski nowy rok 1900 przypadł zatem w dniu 13 stycznia według naszego kalendarza; wszelako w lutym owego roku liczyliśmy tylko 28 dni, gdy tymczasem rosyjanie mieli 29 dni, tak więc od roku 1901 nowy rok rosyjski zaczyna się 14 stycznia według nowego stylu.

Część druga.

NARZĘDZIA ASTRONOMICZNE.

1. Refraktor.

W dziedzinie astronomii praktycznej ogół najczęściej interesuje się lunetami. W zwykłej postaci, w jakiej są używane w obserwatoriach astronomicznych, wydają się one narzędziami nadzwyczaj złożonymi, wszelako, gdy budowę rozpatrzymy uważnie, poprzestając na częściach zasadniczych, całość łatwo można zrozumieć.

Główne zadanie lunety, jak wszystkim wiadomo, polega na przybliżaniu odległych przedmiotów; innemi słowy, przedmiot oddalony na kilkanaście kilometrów chcemy mieć tuż przed oczami, a więc w odległości kilku metrów. Środki optyczne, pomagające do osiągnięcia tego celu, są nader proste, wystarczają bowiem na to dwie starannie oszlifowane soczewki, jak w zwyczajnych okularach; różnica polega jedynie na wielkości i niezwykle dokładnem wykończeniu soczewek.

Przedewszystkiem więc luneta posiada część składową, mającą na celu zbieranie promieni, rozchodzących się od danego przedmiotu, tak, aby mógł powstać obraz tego przedmiotu. Zbieranie promieni osiąga się dwiema drogami: można je zmusić, aby

przeszły przez soczewkę, lub też, aby odbiły się w zwierciadle wklęsłym. Stąd mamy dwa rodzaje lunet, albo teleskopów: refraktory, w których obraz przedmiotu otrzymuje się po załamaniu promieni w soczewkach, i reflektory, albo lunety zwierciadlane, w których ten sam wynik osiąga się przez odbicie promieni w zwierciadle wklęsłym. Przedewszystkiem pomówimy o refraktorach, jako najbardziej rozpowszechnionych narzędziach.

Soczewki refraktora.

Soczewki refraktora przedstawiają dwa układy; układ pierwszy — to szkło przedmiotowe, krócej obiektyw; ma on za zadanie dać obraz odległego przedmiotu; układ drugi — to szkło oczne, inaczej okular, który służy do rozpatrywania obrazu, dostarczonego przez obiektyw.

Najkosztowniejszą, najtrudniejszą do wykonania częścią narzędzia jest obiektyw; przygotowanie jego wymaga osobliwszej wprawy i zręczności artysty-konstruktora.

Zazwyczaj obiektyw składa się z dwóch soczewek. Zdolność rozpoznawcza lunety zależy od średnicy tych soczewek, jak się mówi, od wolnego otworu obiektywu. Małe lunety, najczęściej używane przez miłośników astronomii, mają otwory od 3 do 10 centymetrów; natomiast największy z istniejących, refraktor obserwatorium Yerkes'a w pobliżu Chicago, ma otwór dochodzący do 1 metra. Przyczyna, dla której zdolność rozpoznawcza narzędzia w zupełności zależy od średnicy obiektywu, jest następująca. Aby dostrzec przedmiot, kilkakrotnie po-

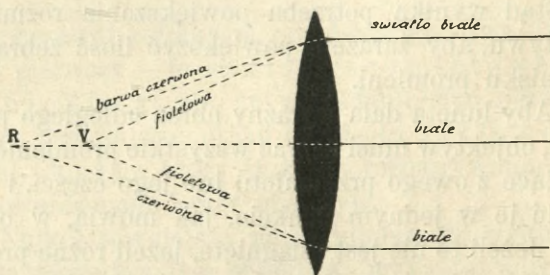
większony, w jego istotnej jasności, ilość światła musi wzrastać w stosunku prostym do kwadratu użytego powiększenia; tak naprz., gdy chcemy przedmiot powiększyć 100 razy i widzieć go przytem równie dobrze, jak poprzednio widzieliśmy okiem nieuzbrojonym, musimy oświetlić go w stosunku $100 \times 100 = 10000$ razy silniej. Nie twierdzimy bynajmniej, aby ów przyrost oświetlenia był niezbędny; często możemy zadowolić się rozpatrywaniem nieco przyćmionego obrazu; niemniej jednak znaczne powiększenie oświetlenia jest konieczne, inaczej obraz wyjdzie nader niewyraźnie. Stąd wynika potrzeba powiększania rozmiarów obiektywu, aby zarazem powiększyć ilość zebranych w ognisku promieni.

Aby luneta dała wyraźny obraz odległego przedmiotu, obiektyw musi zebrać wszystkie promienie, wybiegające z owego przedmiotu lub jego części, i zgromadzić je w jednym punkcie, jak mówią, w ognisku. Jeżeli to nie jest osiągnięte, jeżeli różne promienie zgromadzą się w różnych ogniskach, obraz przedmiotu wyda się zamglonym, jak gdyby był rozpatrywany przez źle dobrane okulary. Otóż pojedyncza soczewka, wykonana z najlepszego nawet szkła, nie może zebrać wszystkich promieni w jedno ognisko.

Czytelnik wie prawdopodobnie, że zwykły biały promień światła, dochodzący do nas od słońca lub jakiegokolwiek gwiazdy, składa się z mnóstwa promieni barwnych, łatwych do rozpoznania i rozdzielania, jeżeli promień przeprowadzimy przez pryzmat szklany lub przez zwykłą soczewkę szklaną. Pryzmat rozszczepia promień na szereg oddzielnych barw: czerwoną, żółtą, zieloną, niebieską i fioletową; soczewka zbiera te pojedyncze barwy w różne ogniska;

najdalej od obiektywu ogniskują się promienie barwy czerwonej, najbliższej fioletowej (rys. 12). Rozdział wiązki białego światła na różnorodne składowe jego części przy przejściu przez pryzmat szklany lub soczewkę szklaną zwie się *rozszczepieniem światła*.

Do połowy 18-ego stulecia napróżno starali się astronomowie usunąć tę wadę soczewek, i dopiero Dollond z Londynu około roku 1750 znalazł sposób, w znacznej części osłabiający wadę przez złączenie



Rys. 12. Rozszczepienie wiązki białego światła przez zwykłą soczewkę szklaną.

dwóch gatunków szkła, tak zw. szkła ołowianego, czyli flintu, i szkła potasowego, albo koronnego.

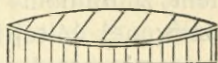
Aby zrozumieć zasadę powyższego, musimy przypomnieć, że oddziaływanie soczewki zbierającej, t. j. jej zdolność załamania i zdolność rozszczepiania, może być całkowicie zniesione przez połączenie z soczewką rozpraszającą z tegoż gatunku szkła, o tej samej krzywiznie powierzchni. Dwie spojone tego

rodzaju soczewki nie będą, oczywiście, wywierały żadnego wpływu na przebieg promienia, i promienie będą przechodziły przez ten układ soczewek, nie załamując się, ani też rozszczepiając.

Inaczej ułożą się stosunki, jeżeli do obu soczewek dobierzemy takie gatunki szkła, które posiadają różne zdolności załamania i rozszczepiania. Ponieważ mamy gatunki szkła, które światło silnie załamują, lecz niebardzo je rozszczepiają, i odwrotnie, łatwo więc można tak dobrać i spojść dwie soczewki, aby zdolność rozszczepiania była zniesiona, zdolność zaś zbierająca, na której w każdym obiektywie najwięcej zależy, nie była osłabioną.

Szko flint posiada taką samą zdolność załamania, jak szkło koronne, lecz dwa razy większą zdolność rozszczepiania. Otóż Dolond z tych dwóch rodzajów szkła przygotował zbiorowy obiektyw, podany w przekroju na rys. 13. W tym celu wziął najpierw zwykłą wypukłą soczewkę ze szkła koronnego i spojść ją z soczewką wklęsłą z flintu. Odmiennie krzywizny obu soczewek odpowiednio odmiennie oddziałują na promień światła. Szkło koronne zbiera promienie światła, wklęsło oszlifowana soczewka flintu rozprasza je. Lecz soczewkę z flintu tak się dobiera, aby w części środkowej była o połowę cieńsza od soczewki ze szkła koronnego. Taka grubość soczewki flintowej, przy jej podwójnej sile rozszczepiania, wystarcza do usunięcia rozszczepiającego działania szkła koronnego,

Szko koronne.



Szko flintowe.

Rys. 13. Przekrój poprzeczny przez obiektyw lunety.

gdy tymczasem jej zdolność załamывania światła zmniejsza się tylko o połowę. Ostatecznie otrzymuje się kombinację soczewek, która przechodzące przez nią promienie zbiera „prawie“ w jednym ognisku, znajdującem się, przybliżenie, dwa razy dalej od soczewek, niż ognisko soczewki, wykonanej wyłącznie ze szkła koronnego.

Powiedzieliśmy, że promienie zbiegają się „prawie“ w jednym punkcie. W istocie stosunki tak się układają, że zdolność zbierająca obu soczewek nie jest w stanie, niestety, zgromadzić promieni wszelkich barw w jednym i tem samym ognisku. Przyczyna polega na tem, że rozszczepianie pojedynczych barw w szklach flintowem i koronnem nie jest równomierne; niesposób więc usunąć całkowicie zabarwienie obrazu. Musiano więc zadowolić się możliwie dokładnem zebraniem w ognisku barw najjaskrawszych: czerwonej, żółtej i zielonej; rozbieganie się natomiast barw ciemnych, niebieskiej i fioletowej, jest tylko ograniczone. W małych lunetach pochodzące stąd błędy nie są zbyt dotkliwe, natomiast silnie dają się odczuwać w obiektywach wielkich rozmiarów. Kiedy jasną gwiazdę, księżyc lub planetę, oglądamy przez wielki refraktor, obraz, jaki widzimy, prawie zawsze jest otoczony niebieskimi lub fioletowymi promieniami.

Przytoczona wada jest nader poważna; ponieważ, do pewnego stopnia, daje się usunąć przez powiększenie odległości ogniskowej obiektywu; stąd też wielkie refraktory są budowane ze względnie znacześniejszymi odległościami ogniskowemi w porównaniu z mniejszymi lunetami.

Obraz odległego przedmiotu.

Dzięki zdolności obiektywu zbierania promieni w powyżej podany sposób w jednym ognisku, otrzymujemy obraz odległego przedmiotu w płaszczyźnie ogniskowej. Płaszczyzną ogniskową nazywamy płaszczyznę, przeprowadzoną przez ognisko pod kątem prostym do linii widzenia lunety.

Czem jest obraz w lunecie, da się łatwo pojąć, jeżeli powiemy, że jestto odbicie przedmiotu w kamerze aparatu fotograficznego, nastawionego do zdjęcia. Mamy tam twarz ludzką lub krajobraz zarysowany na matówce. Otóż kamera aparatu fotograficznego jest, właściwie, niewielką lunetą astronomiczną; matówka zaś, t. j. miejsce w aparacie, gdzie umieszcza się uczulona płytki, jest płaszczyzną ogniskową obiektywu. Możemy to wyrazić jeszcze inaczej, mianowicie, że luneta jest wielką, długogniskową kamerą fotograficzną, przeznaczoną do zdjęć nieba w sposób podobny, jak to czyni zwykły fotograf z osobami i przedmiotami.

Nieraz lepiej możemy wyrozumieć jakiś przedmiot, wyjaśniając sobie, czem on właściwie nie jest. Przed pół wiekiem głośną była t. zw. „kaczka dzienikarska“, która wybornie oświetla fakt, czem nie jest obraz w lunecie. Autor owej wzmianki ogłosił, że J. Herschel (syn) i jego przyjaciel zauważyli, iż przy użyciu olbrzymich powiększeń niepodobna dojrzeć obrazu dla braku dostatecznej ilości światła wpadli więc na pomysł, aby obraz odległego przedmiotu oświetlić sztucznie. Wykonali to z wynikiem nadspodziewanym: dostrzegli zwierzęta na księżycu.

Nie uważalibyśmy za potrzebne wyjaśniać, że

obraz przedmiotu w lunecie jest z natury rzeczy taki, iż żadne oświetlenie sztuczne nic mu nie pomoże, gdyby nie fakt, że nawet ludzie inteligentni dali się obalamucić podobną mistyfikacją. Treść zjawiska nie polega bynajmniej na tem, że obraz przedmiotu jest istotny, lecz na tem, że jest utworzony przez wszystkie promienie, które od oddalonego przedmiotu przechodzą do obiektywu; wszystkie promienie z jakiegokolwiek punktu przedmiotu są zebrane w odpowiednim punkcie obrazu; tutaj znów rozbiegają się, tworząc w płaszczyźnie ogniskowej jak gdyby rysunek odległego przedmiotu. I istotnie, właściwiej byłoby nazywać to, co widzimy w lunecie, rysunkiem, niż obrazem; rysunek ten jest utworzony wyłącznie przez światło.

Skoro obraz odległego przedmiotu jest już dostarczony przez sam obiektyw, rodzi się pytanie, do czego służy szkło oczne, okular. Dlaczego obserwator nie spogląda przez obiektyw i nie rozpatruje wprost obrazu, zawieszzonego poniekąd w powietrzu? W istocie mógłby tak zrobić, umieszczając w płaszczyźnie ogniskowej matówkę, jak czyni fotograf w swojej kamerze. Widziałby wówczas obraz na matówce i mógłby go obserwować z boku bez pomocy okularu. Lecz w ten sposób otrzymałby nader drobne odbicie, a korzyść z bezpośredniego patrzenia byłaby nader wątpliwa. Chcąc dobrze obejrzeć obraz, należy go powiększyć, używając okularu. Jestto małe szkiełko, umieszczone przed okiem, zupełnie podobne do szkiełka, przez które zegarmistrze oglądają wnętrze zegarka. Im mniejszy jest okular, tem drobniejsze szczegóły dostrzec można, i tem większą jest jego zdolność powiększania.

Siła powiększenia i wady lunety.

Często zdarza się słyszeć pytanie, jak wielkiem jest powiększenie, używane przy tym lub owym słynnym refraktorze. Na to odpowiedzieć możemy jedynie, że powiększenie nie zależy od obiektywu, lecz głównie od użytego okularu. Do lunety astronomicznej stosuje się cały szereg okularów o różnym powiększeniu, od najsłabszych do najsilniejszych, zależnie od wymagań podczas obserwacji.

Teoretycznie rzecz biorąc, do najmniejszej lunety możnaby dostosować dowolnie wielkie powiększenie. Gdy mamy obraz przedmiotu w ognisku lunety o średnicy 10 centymetrów, obraz ten możemy rozpatrywać przy pomocy jakiegokolwiek mikroskopu, np. zwykłego używanego przez lekarzy, a wtedy nawet do małej lunety możnaby dostosować równie wielkie powiększenie, jakiego używał Herschel przy swoim olbrzymim teleskopie zwierciadlanym. W praktyce wszelako napotykamy trudności, ograniczające podobne dowolne stosowanie teorii; użyte powiększenie dla danego narzędzia nie może być zwiększane bez granic. Przedewszystkiem w małych lunetach przy wielkiem powiększeniu stoi na zawadzie słaba, niewystarczająca siła światła obrazu w ognisku. Tak np., jeżeli obraz Saturna, dany nam przez obiektyw 10-centymetrowej lunety, rozpatrywać będziemy przy powiększeniu 300 lub wyższem, planeta przedstawi się blade i niewyraźnie. Naogół wobec lunety o 5 centymetrach otworu nie należy przekraczać powiększenia ponad 100, najwyżej 150; wobec otworu o 10 centymetrach niewiele można przekroczyć powiększenie ponad 200, a już bezcelowe jest powiększenie powyżej 300.

Podobne granice mają również narzędzia o wielkiej sile powiększenia. Z góry granic tych obliczyć niepodobna, wszelako każdy łatwo przekona się o ich istnieniu, kiedy zauważy występujące wobec silnego powiększenia błękitne, świetlne koła promieniste, otaczające obraz gwiazdy.

Istnieje jeszcze jedna zawada podczas spostrzeżeń, która przyczynia astronomom więcej trudności, niż każda inna; postronni rzadko rozumieją dostatecznie jej doniosłość.

Obserwujemy ciała niebieskie przez warstwę atmosfery, która na powierzchni ziemi jest najgęstsza, w miarę zaś wznoszenia się w górę co raz rzadszą się staje. Gdyby całą masę atmosfery ścisnąć, doprowadzając ją do gęstości otaczającej nas warstwy dolnej, warstwa całej atmosfery miałaby zaledwie 10 kilometrów wysokości. Jak wiadomo, kiedy patrzymy na przedmiot odległy o 10 kilometrów, zarysy jego są niewyraźne, często nawet zniekształcone. Główną przyczynę stanowi to, że warstwa powietrza, przez którą promień musi przebiec, jest w ustawicznym ruchu, wskutek czego powstaje nieprawidłowe załamanie światła, i ciała oddalone widzimy faliste i drżące. Ten niepokój obrazu w lunecie jest powiększony dokładnie tyleż razy, ile wynosi użyte powiększenie obrazu. Stąd też, używając silnego powiększenia, powiększamy przez to w tym samym stosunku niepokój obrazu. Astronom musi przeto starać się, aby spostrzeżenia odbywały się podczas możliwego spokoju w powietrzu, gdyż tylko wówczas będzie miał w lunecie czysty, wyraźny obraz. Z wyżej przytoczonej przyczyny pogodne zimowe wieczory, kiedy gwiazdy prawie do samego zenitu

nader silnie migocą i wywierają na patrzącego imponujące wrażenie, nie nadają się do obserwacji przy pomocy lunety.

Często napotyka się obliczenia, jak dalece można przybliżyć księżyc, używając silnego powiększenia. Tak np. przy 1000-krotnym powiększeniu widzimy go, jak gdyby z odległości 384 kilometrów; przy powiększeniu 5000 razy w odległości 77 kilometrów i t. d. Tego rodzaju obliczenie jest całkiem prawdziwe, jeżeli dotyczy pozornych rozmiarów jakiegoś utworu na księżycu, lecz w obliczeniu nie są wzięte pod uwagę ani wady lunety, ani też szkodliwy wpływ atmosfery. Oba te czynniki sprawiają, że obliczenia tracą wszelkie znaczenie, nie odpowiadając istotnym stosunkom. Większość spostrzeżeń astronomicznych odbywa się przy powiększeniu 100 do 200 razy; w wyjątkowych tylko razach, w wyjątkowo spokojnym powietrzu można z korzyścią stosować silne okulary o 500-krotnym, a nawet 1000-krotnym powiększeniu.

Ustawienie lunety.

Kto nie oglądał lunety, pomyśleć może, że działalność obserwatora polega wyłącznie na skierowywaniu narzędzia na ciała niebieskie jedynie w celu ich rozpatrywania. James Lick, fundator sławionego w następstwie obserwatorium na górze Hamilton w Kalifornii, pierwotnie interesował się wyłącznie sprawą olbrzymiej lunety; zamiarem jego była budowa jak największej soczewki, co miało pochłonąć całą przeznaczoną sumę pieniędzy. Zgola nie pojmował, że, mając do obserwacji wielką lu-

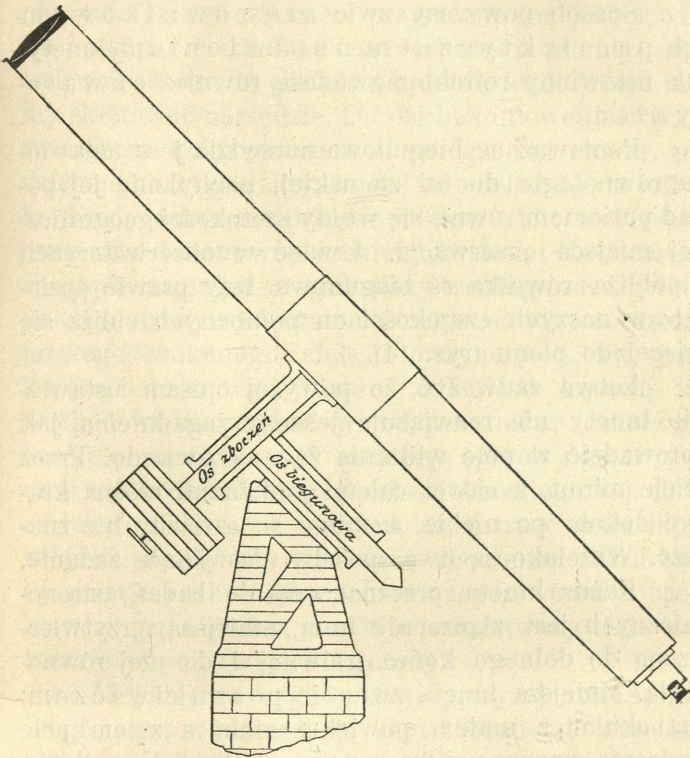
netę, można żądać jeszcze innych pomocniczych środków obserwacji. Musiano mu więc wyjaśnić zagadnienie, dotyczące obserwacji ciał niebieskich.

Spróbujmy wszelako skierować wielką lunetę na gwiazdę! Gwiazda nie pozostanie w polu widzenia narzędzia, lecz przebiegnie je szybko i zniknie wskutek ruchu ziemi. Ponieważ ziemia wiruje dookoła osi, doznajemy wrażenia, jak gdyby gwiazda poruszała się w kierunku odwrotnym. Ten ruch obrotowy jest zwiększony dokładnie tyleż razy, ile razy zwiększony jest obraz w lunecie; jeżeli zastosujemy bardzo silne powiększenie, gwiazda tak szybko przebiegnie pole widzenia, że nie zdołamy jej się przyjrzeć.

Dodać jeszcze należy, że pole widzenia lunety również zmniejsza się, w miarę jak stosujemy co raz większe powiększenie. Tak np., wobec 1000-krotnego powiększenia, pole widzenia zwykłej lunety mieć będzie średnicę wynoszącą zaledwie około 2 minut łuku, przedstawiając na niebie drobny wymiar, dostrzegalny gołym okiem w postaci punktu. Lepiej jeszcze wyjaśnimy właściwe stosunki, wyobrazivszy sobie, że chcemy dostrzec daną gwiazdę przez małeńki, trzymilimetrový otwór w dachu wysokiego budynku. Skoro uprzytomnimy sobie tę trudność, zrozumiemy, że naogół niełatwo nastawić lunetę na jakąś gwiazdę, i kierunek lunety zastosować do jej biegu.

Wymienioną trudność usuwa pewien właściwy sposób ustawienia lunety; w tym celu nadaje się jej możliwość obracania się dookoła dwóch osi, złączonych pod kątem prostym (rys. 14). Oś główna, inaczej oś biegunowa, albo godzinna, jest ustawiona równoległe do osi ziemskiej, a więc skierowana ku

biegunowi niebieskiemu. Aby usunąć wpływ obrotu ziemi od zachodu na wschód, z osią biegunową połączono mechanizm zegarowy, który obraca narzędzie z szybkością pozorną sklepienia niebieskiego od



Rys. 14. Ustawienie paralaktyczne lunety.

wschodu na zachód. Jeżeli, skierowując lunetę na gwiazdę, puścimy w ruch mechanizm zegarowy, bieg wirowy ziemi nie będzie miał już wpływu, i gwiazda stale tkwić będzie w polu widzenia lunety.

Aby luneta mogła być skierowana na dowolny punkt nieba, musi mieć jeszcze drugą oś, prostopadłą do osi biegunowej; zwie się ona osią z b o c z e ń i przechodzi przez rurę, przytwierdzoną do górnego końca osi biegunowej.

Sposób powyższy zwie się r ó w n i k o w e m lub p a r a l a k t y c z n e m u s t a w i e n i e m lunety; tak ustawiony refraktor zwie się również e k w a t o r y a ł e m.

Ponieważ oś biegunowa narzędzia jest ustawiona równoległe do osi ziemskiej, pochylenie jej ponad poziomem równa się wtedy szerokości geograficznej miejsca obserwacji. A więc w obserwatoriach z pobliza równika oś biegunowa leży prawie poziomo; w naszych szerokościach północnych zbliża się więcej do pionu (rys. 14).

Łatwo zauważyć, że powyżej opisane ustawienie lunety nie rozwiązuje jeszcze zagadnienia, jak sprowadzić w pole widzenia żadaną gwiazdę. Przez wiele minut, a nawet całymi godzinami można krążyć dokoła po niebie, a mimo to gwiazdy nie znaleźć. Wszelako są dwa sposoby ułatwiające zadanie.

Każda luneta, przeznaczona do badań astronomicznych jest złączona z inną, mniejszą, przytwierdzoną do dolnego końca głównej i do niej równoległą. Mniejsza luneta zwie się p o s z u k i w a c z e m; ma okular z małym powiększeniem, a zatem pole widzenia znaczne. Obserwator, skoro gołem okiem dostrzeże żadaną gwiazdę, kierując odpowiednio narzędzie, sprowadza ją w pole widzenia poszukiwacza tak, aby gwiazda znalazła się dokładnie w jego środku; wtedy gwiazda znajduje się również w polu widzenia lunety głównej.

Lecz większość ciał niebieskich, z którymi mamy do czynienia, gołem okiem całkiem nie jest widzialna. Należy więc mieć sposób znalezienia gwiazdy, kiedy poszukiwacz zawodzi. Cel osiągamy przez pośrednictwo kół z podziałką, przytwierdzonych do obu osi. Do osi zboczeń przymocowane jest koło z b o c z e ń, podzielone na stopnie i minuty, aby wskazać zбочenie punktu na niebie, ku któremu mamy skierować narzędzie. Do osi biegunowej jest przytwierdzone koło, zwane k o łem g o d z i n n e m, podzielone na 24 godziny, te zaś odpowiednio na minuty. Kiedy astronom pragnie znaleźć ciało niebieskie, oznaczone danem wznoszeniem prostem i zбочeniem, spogląda na zegar uregulowany według czasu gwiazdowego, odejmuje czas na zegarze od wznoszenia prostego szukanego ciała i otrzymuje t. zw. jego k ąt g o d z i n n y, inaczej odległość kątową ku wschodowi lub zachodowi od południka, zaznaczaną na kole narzędzia. W podobny sposób na osi zboczeń nastawia deklinację ciała niebieskiego, t. j. obraca lunetę dokoła osi zboczeń, aż, patrząc przez lupę, znajdzie liczbę odpowiadającą zбочeniu ciała; wtedy nadaje ruch mechanizmowi zegarowemu i, spojrzawszy przez okular, znajduje poszukiwane ciało niebieskie w polu widzenia lunety.

Niejednemu czytelnikowi powyżej opisane zabiegi mogą wydawać się zbyt złożonemi; wszelako niech zwiedzi którekolwiek obserwatorium astronomiczne, a przekona się, jak wszystko odbywa się tam składnie, szybko i łatwo. Tam również w ciągu kilku minut lepiej zrozumie przytoczone wyżej pojęcia o czasie gwiazdowym, kącie godzinnym, zбочeniu i t. d., niż przez zwykłe opisy.

B u d o w a l u n e t .

Rozpatrzmy tutaj ważne i zajmujące fakty, przeważnie na tle historycznym, związane z budową refraktorów.

Otóż sprawą zasadniczą w budowie każdej lunety jest przygotowanie dobrego obiektywu. Najdrobniejsze odchylenie od właściwego kształtu, błąd, powstały z przyczyny, że w jakimś miejscu obiektyw o $\frac{1}{10000}$ milimetra zbyt został oszlifowany, sprawia, że otrzymane obrazy są wadliwe.

Sprawność optyka, przygotowującego obiektyw, t. j. tego, kto z surowego materiału nadaje soczewce kształt ostateczny, jest nader ważną; nie jest atoli wszystkim. Samo przygotowanie wielkiego szklanego bloku, należycie jednorodnego i czystego, przedstawia zadanie równie trudne, jak poprzednie; najmniejsze odchylenie od dokładnej jednorodności szkła jest równie szkodliwe, jak uchybienie w kształcie obiektywu. Zdarza się słyszeć rady osób, niewtajemniczonych w szczegóły, że łatwo ominąć powyżej wyszczególnione trudności, składając wielkie obiektywy z licznych odpowiednio dobranych mniejszych kawałków. Rada ta, pozornie pomysłowa, nie da się przeprowadzić w praktyce; niepodobna bowiem dobrać dwóch kawałków szkła dokładnie jednako załamujących promienie.

Przed 100 laty odlewanie krążków i bloków z flintu dokładnie jednorodnych przedstawiało niezwykle trudności. Ten gatunek szkła zawiera pewną ilość ołowiu; otóż podczas topienia ołów opadał na dno, i po ostygnięciu dolna część stopu posiadała inną zdolność załamania światła, niż część gór-

na. Z tego powodu w owym czasie luneta z obiektywem od 10 do 15 centymetrów należała do kategorii wielkich teleskopów. Na początku ubiegłego stulecia szwajcar Guinand znalazł sposób przygotowywania wielkich jednorodnych bloków flintu i zapewniał, iż jest w posiadaniu osobiwej tajemnicy; wszelako można przypuszczać, że cała tajemnica polegała na troskliwym, nieustannem mieszanu ciekłego szkła podczas całej sprawy topienia.

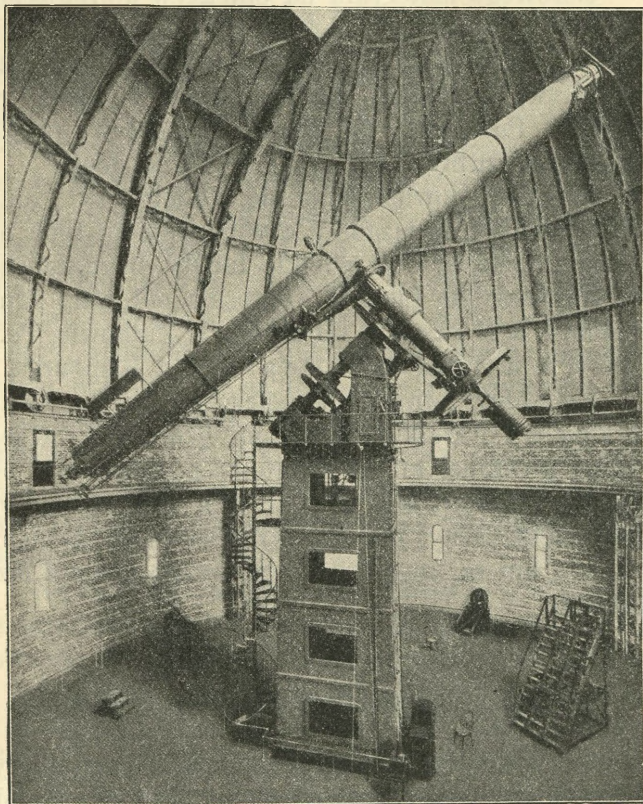
Szczęśliwym zbiegiem okoliczności znalazł się optyk, równie sprawny w szlifowaniu i polerowaniu soczewek, jak Guinand w przygotowywaniu stopów. Artystą tym był Fraunhofer, syn szklarza z Monachium, początkowo czeladnik szlifierski, poczem stopniowo słynny optyk, fizyk, wreszcie kierownik wielkiego instytutu optycznego. W roku 1824 udało się Fraunhoferowi przygotować obiektyw o otworze 24 centymetrów, jego zaś następca w Instytucie, Merz, w r. 1840 przygotował obiektyw o 38 centymetrach. Zbudowane z temi soczewkami refraktory budziły ogólny podziw. Pierwszy z tych refraktorów nabyło obserwatorium w Pułkowie, drugi — obserwatorium Harvarda w Cambridge (St. Z. A. P.) Oba narzędzia, nieledwie po stu latach, dziś jeszcze są w użyciu. Dopiero około sześćdziesiątych lat zeszłego stulecia jeszcze większe narzędzia zaczęli budować Cooke w Anglii i Alvan Clark w Ameryce Północnej.

Clark pierwotnie zajmował się malarstwem portretowem w Cambridgeport w Ameryce Północnej. Posiadając zaledwie elementarne wykształcenie techniczne, zdołał jednak wkrótce zająć nader wybitne stanowisko w dziale przygotowywania obiekty-

wów; jestto jeden dowód więcej, jak dalece talent jest ważnym czynnikiem w życiu człowieka. Uznanie ogółu nie przyszło mu łatwo; pomógł mu wiele namiętny badacz gwiazd podwójnych w Anglii, Dawes, kupując jedno z pierwszych narzędzi Clarka; wyborne obserwacje dokonane tem narzędziem zwróciły w Ameryce uwagę na młodego artystę. W roku 1860 Clark przygotował wielki refraktor na zamówienie uniwersytetu w Mississipi. W ciągu dwóch lat wykonany został refraktor o 46 centymetrach otworu, przewyższający wszystkie ówczesne narzędzia. Podczas prób narzędzia w pracowni syna Clarka dokonał nader interesującego odkrycia, mianowicie, w pobliżu najświetniejszej stałej gwiazdy na naszym niebie, Syryusza, znalazł gwiazdę towarzyszkę, wskazaną już poprzednio przez Bessela na podstawie teorii, a ukrytą dotychczas dla oka ludzkiego. Refraktor ostatecznie nabyty został przez zamożnych mieszkańców Chicago dla uniwersytetu w Evanston.

Przygotowywanie co raz większych bloków szkła rozwinęło się w zakładach Chance & Co w Anglii i Feila w Paryżu, zięcia Guinanda. Z odlewów obu tych fabryk wykończył Clark refraktor o 66 centymetrach dla obserwatorium w Waszyngtonie i takiż sam dla uniwersytetu w Wirginii; z kolei 76-centymetrowy refraktor dla głównego obserwatorium rosyjskiego w Pułkowie, 91-centymetrowy dla obserwatorium Licka, w końcu największą lunetę dla obserwatorium Yerkes'a o obiektywie ze średnicą 102 centymetrów; jestto obecnie największy z przeznaczonych do badań naukowych refraktorów. Odległość ogniskowa tego olbrzymiego narzędzia wynosi przeszło 19 metrów.

Przez optyków europejskich zostały w nowszych czasach wykonane następujące wielkie narzędzia: do



Rys. 15. Największy współczesny refraktor w obserwatorium Yerkes'a w Ameryce.

obserwatorium w Wiedniu (68 cm.) i w Greenwich (71 i 66 cm.) przez Grubba z Dublinu; dla obser-

watoryum w Meudon (83 i 62 cm.), Nicei (77 cm.) przez braci Henry z Paryża i do Potsdamu (80 i 50 cm.) przez Steinheila z Monachium.

Surowego materiału na obiektyw do refraktora Yerkes'a dostarczył Mantois, następca firmy Feila; europejskie zaś obserwatoria budują najnowsze swe refraktory, między innymi podwójny refraktor z Potsdamu, ze szkielek, przygotowywanych w zakładzie firmy Schott i S-ka w Jenie.

W miarę powiększania się obiektywów i lunet rosły trudności, związane z umontowaniem tych narzędzi-olbrzymów. Obie wielkie lunety amerykańskie w obserwatorium Licka i Yerkesa montowała firma Warner & Swasey; refraktory w Pułkowie, Potsdamie i t. d. firma braci Repsold z Hamburga.

Kolosalny refraktor współczesny wraz z ruchomą kopułą i wszelkimi środkami pomocniczymi jest potężną machiną, której nie może poruszać sam obserwator. Przeważnie więc w tym celu stosuje się motor elektryczny, tak iż astronom może dowolnie kierować lunetą, kopułą i t. d. ze swego miejsca przy okularze.

2. Teleskop zwierciadlany (reflektor).

Najczęściej w praktyce używane są refraktory. Wszelako do obserwowania ciał niebieskich istnieje jeszcze odmienny rodzaj narzędzi, zasadniczo różniący się budową. W takim narzędziu zamiast obiektywu znajduje się lekko wklęsłe, właściwie parabolicznie polerowane zwierciadło. Właściwość tego rodzaju zwierciadła polega na odbijaniu równo-

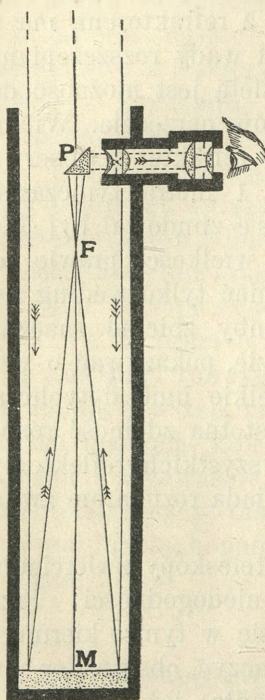
legle padających na niego promieni światła i następnie na zbieraniu ich dokładnie w jednym punkcie, w ognisku. Punkt ten leży mniej więcej pośrodku pomiędzy zwierciadłem a środkiem jego krzywizny.

Narzędzie, w porównaniu z refraktorem, ma tę wielką zaletę, że jest wolne od wady rozszczepiania barw. Również ważną jego zaletą jest możność dowolnego powiększania rozmiarów narzędzia. Wiemy już, że największy współczesny refraktor w obserwatorium Yerkes'a ma średnicę 1 metra, tymczasem przed półwiekiem lord Rosse zbudował był teleskop zwierciadlany o otworze wielkości prawie podwójnej (180 cm.). Gdyby oceniać tylko według rozmiarów, teleskop ten powinienby zbierać znacznie więcej światła i, co za tem idzie, pokazywać o wiele mniejsze gwiazdy, niż wszelkie inne dotychczas zbudowane lunety. Wszelako istotna zdolność rozpoznawcza lunety, jak zresztą wszystkich reflektorów dawniejszej budowy, nie odpowiada rozmiarom zwierciadła.

Oprócz tego w praktyce teleskopy zwierciadlane przedstawiają jeszcze inne niedogodności. Przedewszystkiem promień odbija się w tymże kierunku, w jakim pada. Aby obraz zobaczyć, obserwator musi poniekąd zajrzeć w zwierciadło; jeżeli uczyni to od góry, zasłoni światło głową i barkami, niedopuszczając promieni przynajmniej do połowy zwierciadła. Stąd wynika potrzeba osobnego urządzenia do odprowadzania obrazu na stronę, aby można było rozpatrywać go dogodnie.

W tym celu w teleskopie Cassegraina, pomiędzy ogniskiem a głównym zwierciadłem, jest umieszczone mniejsze, wklęsłe zwierciadło. Środek

głównego zwierciadła posiada otwór, przez który przechodzą promienie po odbiciu od zwierciadła. Układ obu zwierciadeł i ich krzywizny są tak



Rys. 16. Teleskop Newtona w przekroju.

dobre, że obraz odległego przedmiotu ukazuje się w środkowym otworze i tam może być oglądany przez okular. Taki reflektor ze zwierciadłem o średnicy 120 centymetrów znajduje się w obserwatorium w Melbourn; narzędzie to budował Grubb w roku 1870.

Wszelako do odchylenia obrazu od kierunku osi optycznej w reflektorach najczęściej jest używany przyrząd, pomysłany przez Newtona. Tego rodzaju urządzenie jest podane na rys. 16. Mamy tam zwierciadło lub wprost pryzmat załamujący (P), umieszczony nieco zewnątrz ogniska (F) zwierciadła głównego (M). Powierzchnia odbijająca pryzmatu tworzy z osią teleskopu kąt 45 stopni, a zatem odbija promienie na bok, ku rurze dodatkowej, przez którą

przy pomocy okularu można rozpatrywać obraz.

Należy zauważyć, że pomimo rozwoju wszelkich mechanizmów pomocniczych, związanych z budową i umontowaniem teleskopów zwierciadlanych, przez długi czas zaniechane były próby budowy podobnych

olbrzymów, jak teleskop Rossego. Wielkie zwierciadła, kiedy średnica ich przewyższa $1\frac{1}{4}$ metra, uginają się pod własnym ciężarem, zniekształcając obrazy. Przez długi czas przypuszczano, że niema środków do usunięcia tego rodzaju błędów, dziś jednak jest nadzieja, że trudności dadzą się pokonać. Tak, pod kierunkiem Ritcheya budowany jest obecnie reflektor, przeznaczony dla obserwatorium na górze Wilson w Ameryce, ze zwierciadłem o średnicy 250 ctm., przewyższający zatem olbrzyma lorda Rossego o pełne 70 ctm.

Wielkie obecnie budowane reflektory nie są przeznaczone do obserwacji bezpośrednich na niebie, lecz do fotografowania nieba; zdjęcia bowiem słabo świecących ciał niebieskich, jak komet, gromad gwiazd, mgławic i t. d., dokonywane przez reflektory, przewyższają zdjęcia, dokonywane przy pomocy refraktorów. Osobliwie wyróżniły się pod tym względem zdjęcia z obserwatorium Licka przez stary odświeżony reflektor firmy Common o otworze 91 ctm. Wywołały one ten skutek, że reflektory na nowo uzyskały względy w praktyce astronomicznej. Obok wymienionego powyżej reflektora, fotograficznymi zdjęciami nieba wyróżniły się jeszcze w ostatnich czasach teleskopy zwierciadlane o 150 ctm. otworu z obserwatorium na górze Mount Wilson, wykonane przez Ritcheya, i z Heidelberga firmy Zeissa o średnicy 72 ctm.

Wielkie reflektory dawniejsze, jak lorda Rossego, Lassella i inne, miały zwierciadła przygotowane z t. zw. metalu zwierciadlanego, stopu miedzi z cynkiem; w nowszych czasach na propozycję Steinheila i Foucaulta zaczęto używać zwier-

ciadeł szklanych, w których odbijająca powierzchnia powleka się cienką warstwą srebra. Najnowsze zwierciadło Ritcheya stanowi wielki krąg szklany o średnicy 250 ctm., ciężaru 4500 kg.; jedna strona szlifowana parabolicznie. Dalsza obróbka polega na osadzeniu na wklęsłej powierzchni cienkiej błonki srebra, która daje się doskonale polerować i znacznie lepiej odbija światło, niż metal.

3. Luneta fotograficzna.

Zastosowanie fotografii do zdjęć ciał niebieskich stanowi epokę w rozwoju astronomii praktycznej. Sposób postępowania jest tak prosty, że wydaje się trudnem do zrozumienia, dlaczego tak późno wprowadzono nową metodę. Daguerre, wynalazca fotografii, pierwszy stosował ją do zdjęć na niebie, lecz, z przyczyny małej wrażliwości ówczesnych klisz, wyniki były niezachęcające. Dopiero w r. 1863, po wprowadzeniu metody wilgotnych płytek kolodyumowych, udało się Draperowi z New-Yorku otrzymać pierwsze dobre zdjęcie księżyca przy pomocy teleskopu ze zwierciadłem własnej konstrukcyi o 40 ctm. otworu. Pozatem z owego czasu wyborne fotografie słońca zawdzięczamy francuskim badaczom, Foucault i Fizeau; dobre zdjęcia księżyca, niektórych gromad gwiazd i t. p. wykonali Warren de la Rue i Rutherford z New-Yorku.

Warren de la Rue używał do swoich zdjęć, na wzór Drapera, teleskopu zwierciadlanego, Rutherford natomiast przygotował refraktor z soczewkami, szlifowanymi specjalnie do zdjęć fotograficz-

nych, i tak posunął swoją robotę, że jego zdjęcia nieba można porównywać ze współczesnymi; ponieważ są to fotografie ze względnie odległej epoki, przeto dziś posiadają poważną wartość naukową.

Pomimo powodzenia, trudności połączone z ówczesnymi metodami fotografowania uniemożliwiły ogólne wprowadzenie zdjęć nieba. Dopiero w r. 1871 *Madrox* w Anglii wynalazł dziś używane sposoby przygotowywania błon suchych. Wskutek tego, we względnie krótkim czasie i bez wielkich zachodów, udało się przygotować zdjęcia wielu nie tylko jasnych, lecz nawet nader słabych ciał niebieskich.

Zdjęć nieba można dokonywać przy pomocy zwykłej kamery fotograficznej, o ile jest umontowana, na wzór refraktora, paralaktycznie i połączona z mechanizmem zegarowym, utrzymującym gwiazdę nieruchomo, pomimo jej pozornego ruchu dziennego. Po niewielu minutach wystawienia otrzymujemy obrazy większej liczby gwiazd, niż ich oko nieuzbrojone dostrzec zdoła; przy użyciu wielkich, silnych obiektywów wystarcza na to czas jeszcze krótszy.

Do fotografowania ciał niebieskich astronomowie używają obecnie odpowiednio przygotowanych lunet. Lecz i zwykły refraktor może być do tego celu przystosowany; wszelako, aby obraz wyszedł ostro, wyraźnie, obiektyw musi zbierać w ognisku te promienie przede wszystkim, które na uczuloną płytkę najsilniej oddziałują, t. j. promienie błękitne i fioletowe. Można też z korzyścią posilkować się zwykłym obiektywem, a więc oszlifowanym dla promieni żółtych, byleby pomiędzy kliszą a obiektywem był umieszczony filtr, absorbujący promienie, niedostatecznie zebrane w ognisku i psujące ogólny zarys

obrazu, — promienie błękitne i fioletowe. Tą drogą można otrzymać dobre wyniki dla jasnych przedmiotów, a więc dla słońca, księżyca; lecz przy zdjęciach gwiazd potrzeba na to zbyt długiej ekspozycji i odpowiednich błon, nader wrażliwych na promienie żółte; stąd sposób ten jest używany dzisiaj wyłącznie przy niektórych specjalnych poszukiwaniach.

O ile z dotychczasowych wyników wnosić można, w przyszłości większej części obserwacji astronomicznych astronomowie dokonywać będą na drodze fotograficznej. Główna zaleta metody polega na tem, że zdjęcie fotograficzne ciała niebieskiego lub gwiazdy można w wolnym czasie najspokojniej wymierzać i badać, gdy tymczasem bezpośrednio obserwacja na niebie musiała poprzestawać na niewielu godzinach nocnych, i z tego powodu pomiary z lunetą zawsze wykonywane były mniej lub więcej gorączkowo.

Dawniejsze obserwacje plam słonecznych były dokonywane bezpośrednio przy pomocy lunety; plamy liczono, przez pomiary wyznaczano ich miejsca na tarczy i t. d.; dziś cała robota w większości obserwatoryów polega na jednorazowym codziennem zdjęciu słońca, położenie zaś plamy i jej rozmiary wymierza się na kliszach. Poprzednio astronom obraz komety starał się przedstawić przy pomocy rysunku. Ponieważ są to ciała zazwyczaj słabe, sposób ten był dość niepewny, i zazwyczaj dwaj obserwatorowie różnili się między sobą w szczegółach. Dziś kometa bywa fotografowana, a następnie bada się negatyw. Tak samo dzieje się z mgławicami. Przestano je odrysowywać, ponieważ fotografia okazuje więcej szczegółów, niż najlepszy rysunek.

Największe lunety, zbudowane do celów fotografii, znajdują się w obserwatoryach w Meudon i w Potsdamie. Refraktor potsdamski ma, jak już wspomniano, 80 ctm. otworu, a soczewki są tak oszlifowane, aby najsilniej działające na kliszę promienie błękitne i fioletowe zbierały się jak najdokładniej w ognisku. Takie narzędzie nie może być użyte do obserwacji bezpośredniej; dla oka ludzkiego wytwarza bowiem obraz zamazany, mglisty, otoczony szerokim żółtym krążkiem. Dodane jest wszelako urządzenie pomocnicze, tak iż w bieg promieni dowolnie włączyć można soczewkę dodatkową; w ten sposób poprawiona zbieżność promieni optycznych pozwala stosować refraktor do obserwacji ocznej.

Pozatem, refraktor z Potsdamu jest lunetą podwójną. Luneta fotograficzna jest stale spojona z inną, o 50 ctm. otworu, przeznaczoną do bezpośredniej obserwacji, a także służącą jako luneta celownicza podczas zdjęć, dokonywanych obiektywem 80 ctm. Najmniejsze, nieuniknione nieprawidłowości w biegu mechanizmu zegarowego, prowadzącego lunetę, odbijają się nader szkodliwie na ostrości zdjęć fotograficznych; jest tedy rzeczą konieczną, aby podczas całej sprawy zdjęcia, która trwa nieraz wiele godzin, obserwator bezustannie kontrolował bieg mechanizmu zegarowego; musi więc pilnować, aby fotografowane ciało niebieskie, na które luneta jest skierowana, tkwiło bezustannie na skrzyżowanych nitkach w polu widzenia lunety celowniczej.

Największym przedsięwzięciem współczesnym z dziedziny fotografii nieba jest dokonywane obecnie wydawnictwo t. zw. fotograficznego atlasu nieba o wielkiej skali. Osiemnaście obserwatoryów

na kuli ziemskiej przyjęło współudział w olbrzymiej tej pracy; będzie to podstawa wszelkich przyszłych poszukiwań, dotyczących budowy wszechświata. Na widoku są dwa główne zadania: popierwsze, ma być wykonana najpełniejsza mapa gwiazdzistego nieba, zawierająca wszystkie gwiazdy, aż do 14-ej klasy wielkości; powtóre, mają być wyznaczone dokładne położenia gwiazd i przygotowany katalog, obejmujący wszystkie stałe gwiazdy do 11-tej wielkości. Aby zapewnić jednolitość pracy, wszystkie zdjęcia są wykonywane lunetami jednakowej wielkości i jednakowej konstrukcyi.

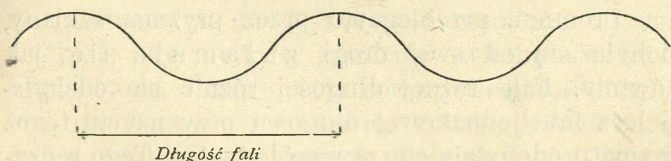
4. Spektroskop.

Spektroskopem nazywamy narzędzie, przeznaczone do rozbioru (analizy) światła. Jestto przyrząd względnie nowy, zwłaszcza w porównaniu z lunetą; do celów astronomii praktycznej został zastosowany około r. 1864. Aby wyjaśnić sposób stosowania narzędzia, uprzednio musimy nieco zastanowić się nad światłem, które otrzymujemy od ciał niebieskich.

Jak wiadomo, słońce przysyła nam ciepło i światło. Nader proste doświadczenie przekonywa, że promienie ciepła rozchodzą się po linii prostej, podobnie jak promienie światła; jak również, że mogą przechodzić przez ciała przezroczyste, nie ogrzewając ich; tak samo zachowuje się i światło. Jeżeli rozniecimy ogień na kominku w zimnym pokoju, uczujemy wnet ciepło na twarzy, jakkolwiek otaczające powietrze pozostaje chłodnem. Nader pouczającym jest doświadczenie z soczewką wyrobioną z lodu: można zebrać

nią promienie słońca w takiej ilości, że oparzymy rękę, a lód pozostanie niestopiony.

Początkowo przypuszczano, że ciepło i światło to dwie odrębne dziedziny; dziś wiadomo, że tak nie jest. Każde ciało dostatecznie nagrzane daje i ciepło, i światło, co wyrażamy ogólnem mianem promieniowania. Wszelkie promienie, padając na jakąkolwiek powierzchnię, wzbudzają ciepło, podobnie jak żar ognia w piecu ogrzewa ściany pokoju. Wszelako nie każde promieniowanie działa na



Rys. 17. Kształt i długość fali światła.

nerw wzrokowy tak, by sprawiało wrażenie światła i pozwalało dostrzegać ciało.

Stwierdzono, że promieniowanie jest pewnego rodzaju drganiem fal eteru, niezwykle subtelnego środka, wypełniającego przestrzeń wszechświata do najdalszych gwiazd; drgające fale, przynoszące światło i ciepło, są nader krótkie. Aby dać wyobrażenie o ich długości, musimy przyjąć za jednostkę mikron, drobną miarę, równającą się $\frac{1}{1000}$ części milimetra. Otóż fale, sprawiające na nasz nerw wzrokowy wrażenie światła, mają długość wahającą się między 4 a 7 dziesiątymi częściami mikronu, t. j. na centymetr przypadnie takich fal od 14000 do 25000. Jak trzeba sobie wyobrażać kształt i długość tych fal wskazuje rys. 17.

Promienie słońca, podobnie jak każdego innego ciała świecącego, posiadają właściwość, że składają się nie z fal o pewnej określonej długości, lecz z mieszaniny fal różnych długości, sprawiającej wrażenie białego światła. Musimy zatem na poprzednim rysunku wyobrazić sobie nie jeden promień, jak podany, lecz cały nieskończenie wielki szereg promieni o rozmaitej długości fali. Promienie przypominają poniekąd fale oceanu, gdzie, nałożone jedna na drugą, bywają fale o parusetmetrowej długości i fale kilkocentymetrowe.

Promień, przebiegając przez pryzmat szklany, odchyła się od swej drogi, załamuje się, jak mówimy. Fale różnej długości różnie się odchylają, lecz fale jednakowej długości przy użyciu tegoż pryzmatu odchylają się zawsze jednako. Tego rodzaju różną łamliwość promieni różnej długości fali łatwo udowodnić, jeżeli wiązkę promieni, ograniczoną wązką szczeliną, przepuścimy przez pryzmat szklany. Wiemy, iż taka wiązka białego światła po przejściu przez pryzmat rozszczepi się i przedstawi w postaci barwnej smugi; najmniej załamane będą promienie czerwone, najwięcej — fioletowe. Pomiędzy czerwienią i fioletem znajdują się kolejno inne barwy: żółta, zielona i niebieska. Barwna smuga nazywa się *widmem*, albo *spektrum*.

Barwa światła w danej części widma zależy wyłącznie od długości fali. Jeżeli długość fali promienia światła jest większa, niż $\frac{3}{4}$ mikronu, oko nie dostrzega promieniowania, otrzymujemy zaś jedynie wrażenie ciepła. Od powyższej długości fali prawie do $\frac{3}{5}$ mikronu dostrzegamy światło czerwone; kiedy fala jest jeszcze nieco krótsza — mamy

szkarłat, następnie idzie barwa żółta, zielona i t. d. Jeżeli fala jest krótsza niż $\frac{2}{5}$ mikronu, wzrok ludzki znowu jej nie dostrzega. Lecz właśnie to słabe światło fioletowe silnie działa na płytę fotograficzną, silniej, niż żółta część widma, najjaskrawsza dla naszego oka; im dalej posuwamy się w stronę czerwoną, tem mniejszą jest wrażliwość fotograficzna widma.

Każde ciało promieniuje; lecz przy zwykłej temperaturze długości fal są zbyt wielkie, aby oko mogło je odczuć. A więc dopóki nie nagrzejemy ciała do czerwoności, dotąd nie daje nam ono fal dość krótkich, aby wywarły wrażenie świetlne. W miarę nagrzewania, ciało wysyła coraz więcej fal długich, lecz równocześnie i fale nieco krótsze; kawałek nap. żelaza rozpala się najpierw do czerwoności, następnie przez barwę żółtą do białości.

Ponieważ różne ciała, promieniując, dają światło różnych długości fali, więc mamy możność stawiania wniosków co do składu rozżarzonego ciała według światła, które wysyła.

Jeżeli jest to ciało stałe lub płynne, światło jego zawiera fale o najróżniejszej długości, i o niem niewiele można powiedzieć, gdyż widmo jest smugą różnobarwną, inaczej widmem ciągłym. Jeżeli ciało wysyłające promienie jest w stanie gazowym, wysyła ono promienie tylko pewnej określonej długości, zależnie od właściwości gazu. Wtedy widmo jest nieciągłe, przerywane i zawiera pojedyncze linie barwne na tle ciemnym.

Należy wszelako rozżarzyć gaz, aby wysyłał promienie; najłatwiej tego dokonać, zamykając gaz w rurce po uprzednim wypompowaniu z niej po-

Analiza widmowa ciał niebieskich.

W wyżej podany sposób można zbadać wszystkie składowe części skorupy ziemskiej i utrwalić ich widma; trudniej zadanie przedstawia się w stosunku do gwiazd. Jak niebawem przekonamy się, są to rozżarzone ciała stałe lub płynne, otoczone chłodniejszą atmosferą. Rozbiór ich widm oparty jest na odmiennej zasadzie, którą tu musimy wyłożyć:

Jeżeli światło rozżarzonego ciała przechodzi przez gaz zimniejszy, niż dane ciało, gaz ów zabiera i pochłania z danego światła wszystkie te promienie, jakie sam wydziela, będąc w stanie rozżarzonym. W rezultacie, w danym przypadku, otrzymujemy ciągle widmo owego rozżarzonego ciała stałego, poprzerywane pewnymi liniami ciemnymi; te ciemne linie, ze swej strony, zależą od pierwiastków gazu, przez który przeszło światło.

Dla przykładu podamy następujące doświadczenie. Najpierw przeprowadźmy przez pryzmat światło lampy łukowej, umieszczonej w pobliżu; dostrzegamy natychmiast widmo ciągle, od czerwieni do fioletu. Dorzućmy teraz między węgielki lampy odrobinę soli kuchennej (chlorku sodu), a w tej chwili wystąpi w widmie linia żółta, charakterystyczna dla pierwiastku sodu. Jeżeli w dalszym ciągu w jakikolwiek sposób wprowadzimy pary sodu przed lampę łukową, w widmie ciąglem wystąpi linia ciemna dokładnie w tem samym miejscu, w którym poprzednio występowała linia żółta sodu. A więc sód pochłonął z poprzedniego widma ciąglego promienie



pewnej długości fali, i właśnie te, które sam wydaje w stanie rozżarzenia.

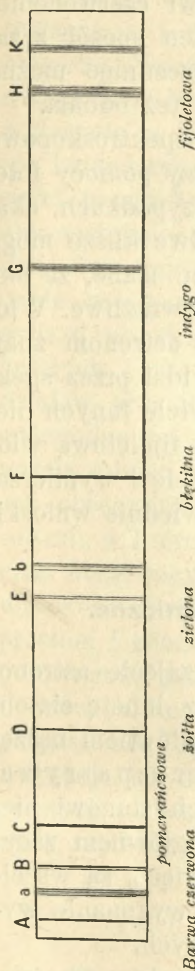
Wszystko, co powiedzieliśmy o pierwiastku chemicznym sodzie, stosuje się bez zmiany do każdego innego pierwiastka. Jeżeli więc oddalone świecące ciało niebieskie jest otoczone atmosferą gazową, części składowe tej atmosfery dają się wykryć w postaci promieni pochłoniętych, t. j. linii absorbcyjnych, znajdujących się w ciągłym widmie ciała niebieskiego.

W myśl powyższego mówimy, że spektroskop jest narzędziem przeznaczonem do otrzymywania widma, czyli spektru pierwiastków ziemskich i niebieskich; w obserwowanem widmie badamy i mierzymy położenie występujących linii ciemnych lub jasnych.

W zwykłej postaci narzędzie składa się z wąskiej szczeliny i jednego lub kilku pryzmatów. Szczelina narzędzia bezpośrednio lub, lepiej jeszcze, za pośrednictwem lunety kieruje się na ciało niebieskie; otrzymana smuga barwna obserwuje się przez okular, rozmieszczenie zaś linii w widmie mierzy się według przezroczystej skali, tak umieszczonej, aby współcześnie była dostrzegalna w polu widzenia narzędzia.

Rozwój analizy widmowej jest zdobyczą najnowszych czasów; początki wszelako, jak zresztą i innych nauk, datują się od paru stuleci. Ciemne linie w widmie słońca znane już były Newtonowi. Później, w pierwszej ćwierci ubiegłego wieku, linie widma badał Wollaston, a następnie nader dokładnie wyznaczył je Fraunhofer z Monachium; stąd linie te otrzymały miano linii Fraunhofera. Oprócz tego Fraunhofer pierwszy przygotował do-

kładny rysunek widma słonecznego, w którym ważniejsze, charakterystyczne linie ciemne otrzymały dotąd używane oznaczenia: A, B, C, D, E, F, G, H, K (rys. 19).



Rys. 19. Rozkład barw w widmie słonecznym i linie Fraunhofera.

Już w połowie 19-go stulecia rozumiano, że linie pochodzą prawdopodobnie z absorbcyi gazów, znajdujących się między spektroskopem a źródłem światła; wszelako właściwa teoria analizy widmowej ugruntowała się dopiero na podstawie odkryć Kirchhofa i Bunsena z Heidelberga w latach 1857 do 1863-go.

Badanie ciał niebieskich przez spektroskop ma obecnie na widoku dwa cele: jednym jest badanie właściwości chemicznych, drugim — badanie ruchu ciał niebieskich, biegnących w kierunku ku nam lub od nas. Możliwość przeprowadzenia tego rodzaju badań ruchów ciał we wszechświecie należy do najwspanialszych zdobyczy nowoczesnej astronomii. Jeżeli gwiazda zbliża się do nas, długość fali każ-

dego biegnącego ku nam promienia gwiazdy wskutek biegu owego nieco się skraca; jeżeli gwiazda oddala się

od nas, długość fali nieco się powiększa. W podobnych przypadkach linie w widmie nie są niezmiennne, lecz przesuwają się ku brzegowi czerwonemu, lub ku brzegowi fioletowemu. W ten sposób z zaobserwowanych i wymierzonych przesunięć można wykryć, czy gwiazda zbliża się, czy też oddala.

W ostatnich czasach badania spektroskopowe są dokonywane prawie wyłącznie przy pomocy fotografii. I tu, jak w wielu innych przypadkach, okazało się, że użyte w tym celu wrażliwe klisze mogą utrwalić wpływy światła tak dalece słabe, że oko ludzkie przy lunecie jest na nie niewrażliwe. Widma na fotografii mają tę zaletę, że astronom znajduje na nich nie tylko linie, które widzi przez spektroskop bezpośrednio, lecz również wiele innych niewidzialnych, położonych poza stroną fioletową widma. Rozmieszczenie tych linii bada się i wymierza, aby następnie móc wyciągnąć odpowiednie wnioski.

5. Inne narzędzia astronomiczne.

Ogół przypuszcza, że główne zajęcie astronoma polega na przyglądaniu się przez lunetę ciałom niebieskim. Luneta jest wprawdzie głównym narzędziem astronomicznym; samo jednak rozpatrywanie przy jej pomocy ciał niebieskich stanowi niewielką część zajęć astronoma; jego głównym zadaniem, któremu najwięcej czasu poświęca, są wszelkiego rodzaju pomiary, których wykonanie wymaga rozmaitych narzędzi pomocniczych.

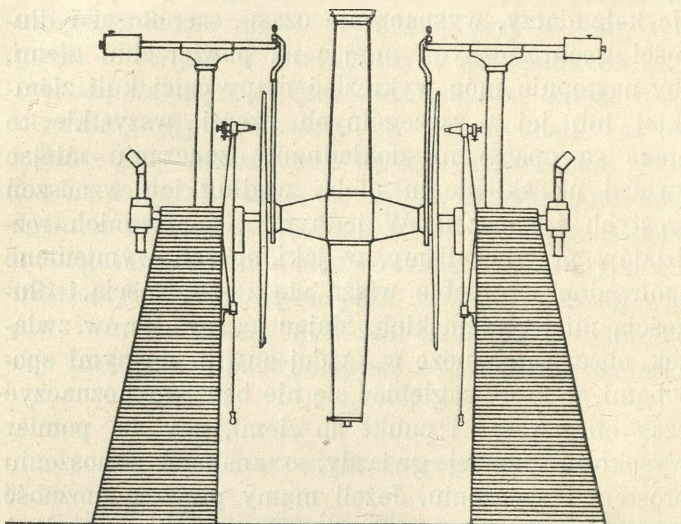
Pomijamy tutaj przyrządy specjalne, przeznaczone np. do określania wielkości i kształtu planet,

do wyznaczania blasku gwiazd i t. d., lecz musimy zatrzymać się przy dwóch narzędziach, z których jedno służy wprost do wyznaczania na niebie miejsca gwiazdy, t. j. jej wznoszenia prostego i zбочenia. Należy jeszcze dodać, że wyznaczenie tych dwóch spólrzędnych jest nieodzowne nie tylko wyłącznie w astronomii, lecz i w praktyce. Układanie kalendarzy, wyznaczanie czasu, szerokości i długości geograficznych miejsc na powierzchni ziemi, aby następnie móc wykreślać mapy całej kuli ziemskiej lub jej poszczególnych części, wszystkie te prace są oparte na dokładnem oznaczaniu miejsc gwiazd na sklepieniu nieba według ich wznoszeń prostych i zбочzeń. W jednym z poprzednich rozdziałów przytoczyliśmy, w jaki sposób wymienione spólrzędne na niebie wiążą się z szerokością i długością miejsc ziemskich. Mając na uwadze ów związek, obserwator może w każdej chwili pewnymi sposobami, w które zagłębiać się nie będziemy, oznaczyć czas obserwacji i punkt na ziemi, gdy ma pomiar wysokości pewnej gwiazdy, o znanem wznoszeniu prostem i zбочeniu. Jeżeli mamy przytem możność porównania czasu miejscowego z czasem według Greenwich, znaleziona różnica daje wprost długość geograficzną punktu. Już ten jeden wzgląd jasno wskazuje, jak dalece ważną jest znajomość wznoszeń prostych i zбочzeń gwiazd we wszystkich praktycznych zastosowaniach astronomii.

Koło południkowe i zegar.

Głównem narzędziem, przeznaczonem do wyznaczania położenia ciał niebieskich, jest narzę-

dzie południkowe, czyli koło południkowe. Tworzy je luneta, przytwierdzona pod kątem prostym do osi skierowanej jak najdokładniej ze wschodu na zachód. W ten sposób linia widzenia lunety może poruszać się wyłącznie w płaszczyźnie południka. Jeżeli linia widzenia początkowo była skiero-



Rys. 20. Koło południkowe.

wana wprost na południe, można ją następnie skierować tak, aby przeszła przez zenit, potem przez biegun, aż do punktu północnego poziomego. Przesunąć linii widzenia lunety ani na wschód, ani na zachód nie można. Wydawałoby się zatem, że podobnie ograniczone pole widzenia musi silnie zwaćzać zakres stosowalności narzędzia; otóż właśnie na tem ograniczeniu ruchów polega cała zaleta narzędzia.

Przedewszystkiem doniosłość koła południkowego polega na tem, że przy jego pomocy oznaczamy wznoszenia proste gwiazd, posilkując się jedynie czasem gwiazdowym. W rozdziałach poprzednich już wspominaliśmy o tego rodzaju czasie, którego jednostki, godziny, minuty i sekundy, są nieco krótsze od jednostek naszego zwykłego czasu słonecznego; mianowicie, czas gwiazdowy dzień w dzień śpieszy się o 4 minuty w porównaniu z czasem zwykłym, co przez miesiąc daje 2 godziny przyśpieszenia. Czas gwiazdowy w chwili, w której gwiazda znajduje się w południku, jest wznoszeniem prostem gwiazdy. A więc, określamy wznoszenie proste nader łatwo: regulujemy zegar gwiazdowy tak, aby dokładnie ten czas wskazywał; kierujemy lunetę południkową na gwiazdę, kiedy ta wchodzi w południk, i notujemy dokładnie chwilę, kiedy gwiazda jest w południku. Miejsce południka w polu widzenia lunety jest zaznaczone nader cienką nitką pajęczą, naciągniętą w ognisku; chwila, w której gwiazda ukaże się na tej nici, jest chwilą przejścia gwiazdy przez południk. Czas, odpowiadający tej chwili na zegarze, jest wznoszeniem prostem gwiazdy.

Aby wyznaczyć naszym narzędziem zboczenie gwiazdy, musimy wziąć do pomocy koło z podziałką na 360 stopni. Koło takie, wyrobione z mosiądzu lub stali, jest ściśle spojone z osią lunety południkowej. Każdy stopień podziałki jest jeszcze podzielony na części mniejsze, tak, aby można było bezpośrednio odczytać 2 lub 1 minutę łuku. Oprócz tego, po jednej, lub po obu stronach kamiennego słupa, na którym spoczywa narzędzie, są umieszczone mikroskopy, przy których pomocy na kole można dokładnie od-

czytać na podziałce sekundy łuku. Przy obracaniu narzędzia, podziałki kolejno podchodzą pod mikroskopy; otóż zboczenie gwiazdy będzie widocznym, jeżeli wprowadzimy ją podczas przejścia w środek pola widzenia lunety i przy pomocy mikroskopów odczytamy kreskę na podziałce koła, odpowiadającą miejscu gwiazdy na niebie.

Gdyby zegar gwiazdowy można było regulować bezwzględnie dokładnie, gdyby, dalej, koło południkowe obracało się dokładnie w płaszczyźnie południka, wyznaczenie wznoszenia prostego i zboczenia w sposób powyżej przytoczony byłoby zadaniem nader prostym. Niestety, tak nie jest. Niema zegara astronomicznego o tyle dokładnego, aby tygodniami i miesiącami szedł, dając czas istotny, nie różniący się o dziesiątą lub setną część sekundy. Niepodobna również otrzymać takiego kierunku od wschodu na zachód osi narzędzia południkowego, aby linia widzenia nie zbaczała od płaszczyzny południka ani na prawo, ani na lewo. Astronom musi więc podczas każdej obserwacji oznaczyć i brać pod uwagę drobne błędy w biegu zegara i podobne błędy w położeniu narzędzia, co jest rzeczą niezbyt trudną, wymagającą jednakowoż dalszych obserwacji i obliczeń. Wreszcie, gdy uwzględnimy wszelkie możliwe błędy narzędzia, gdy wykonamy obserwację z całą starannością, jeszcze pojedyncze oznaczenia będą zawierały pewne niedokładności, z którymi również liczyć się należy. Takie błędy do pewnego stopnia dają się wyrugować przez wielokrotne obserwacje każdej gwiazdy. Wobec mnóstwa gwiazd, trzeba się zadowolić trzema, czterema obserwacjami; jaśniejsze wszelako gwiazdy lub z jakichkolwiek przy-

czyn więcej interesujące obserwowano w południku setki razy.

Dokładność, z jaką obserwator może zauważyć chwilę przejścia gwiazdy przez nitkę narzędzia, jest zdumiewająca. Obserwacya dokonywa się w ten sposób, że astronom słucha i liczy uderzenia wahadła zegara w chwili, kiedy gwiazda w południku przechodzi przez nią umieszczoną pionowo w polu widzenia lunety. Główne zadanie polega na tem, aby zauważyć i zapamiętać położenie gwiazdy przy ostatniem uderzeniu wahadła przed nicią i miejsce gwiazdy przy następnem uderzeniu za nicią. Porównywając w myśli odległość gwiazdy przed nicią i po przejściu nici, ocenia się dziesiąte części sekundy, kiedy gwiazda była na danej nici, i chwilę tę notuje się jako czas przejścia przez południk. Jestto tak zwana obserwacya metodą wzroku i słuchu.

Powyższą metodę w wielu obserwatoryach zastąpiono nową, przy pomocy elektrycznego przyrządu samopiszącego, zwanego *chronografem*. Przyrząd ten przypomina aparat telegraficzny i zazwyczaj składa się z rolki z taśmą papierową, ponad którą umieszczone są sztyfciki zapisujące. Kiedy przyrząd jest w ruchu, papier powoli się rozwija, sztyfciki zaś kreślą linię prostą. Jeden sztyft jest połączony drutem telegraficznym z wahadłem zegara, drugi zaś z klawiszem, który obserwator trzyma w ręce. Każde uderzenie zegara i każde naciśnięcie klawisza zamyka prąd, i sztyfcik przerywa linię na papierze. Skoro obserwator dostrzeże, że gwiazda w polu widzenia narzędzia południkowego przecina nią, naciska klawisz; znak zrobiony na taśmie papierowej, po porównaniu ze znakami, które co sekunda kreśli

szyft drugi, wskazuje moment, kiedy gwiazda była w południku.

Używane podczas obserwacji zegary muszą być jak najdokładniej zbudowane i wyregulowane, a chód ich w ciągu tygodni może się różnić tylko o drobną część sekundy. W zwykłych zegarach ściennych sama zmiana temperatury z dnia na noc powoduje zmianę chodu o wiele sekund. Przedewszystkiem więc w zegarach astronomicznych musi być usunięty wpływ zmian temperatury, czyli, jak się mówi, temperatura musi się kompensować. Dochodzi się do tego przez wyrób wahadła zegara z różnych, tak dobranych materiałów, aby różna ich pod wpływem zmian temperatury rozszerzalność wzajemnie się znosiła. Najczęściej podobne wahadło kompensacyjne składa się z pręta stalowego z umieszczonym na końcu naczynkiem szklanym lub stalowym, napełnionym rtęcią. Naczynko to zastępuje zarazem t. zw. tarczę zwykłego wahadła. Jeżeli temperatura wzrasta, rozszerzanie się rtęci w górę znosi rozszerzanie się stali ku dołowi, i bieg zegara nie ulega zmianie.

Ustawiona paralaktycznie luneta i koło południkowe są najgłówniejszymi narzędziami każdego obserwatorium. Do celów specjalnych służy wiele innych narzędzi, mniej lub więcej często używanych; wszelako interesują one wyłącznie specjalistów.

Część trzecia.

SŁOŃCE, ZIEMIA I KSIĘŻYC.

1. Rzut oka na układ słoneczny.

Jak na początku zauważyliśmy, niewielka rodzina ciał niebieskich, z których jedno jest naszym siedliskiem, tworzy pewnego rodzaju oddzielną organizację. W porównaniu z ogromem wszechświata jest to drobna kolonia, dla nas wszelako najważniejsza. Przedewszystkiem musimy rzucić okiem na właściwości całej grupy, następnie dopiero zajmiemy się opisem części składowych.

Głównem ciałem układu jest Sł o Ń c e, olbrzymia, błyszcząca gwiazda centralna. Obdziela ona swem ciepłem i światłem wszystkich członków rodziny, utrzymując w skupieniu cały układ siłą własnego przyciągania.

Drugie miejsce zajmują p l a n e t y, krążące dookoła słońca po drogach prawidłowych; w ich liczbie znajduje się nasza Zi e m i a. Słowo „planeta“ oznacza gwiazdę wędrowną lub błądzącą, gdyż, istotnie, ciała te nie zachowują niezmiennie położenia wśród gwiazd stałych, lecz zdają się między nimi błąkać bezładnie.

Planety można podzielić na dwie zasadniczo różne klasy, na planety wielkie i małe. Wiel-

kich jest osiem, mianowicie: Merkury, Wenus, Ziemia, Mars, Jowisz, Saturn, Uran i Neptun, uszeregowane według wzrastającej odległości od słońca; stanowią one najważniejszą część układu. Najbliżej leży Merkury, oddalony od słońca o 58 milionów kilometrów; najdalej Neptun w odległości 4500 milionów, a więc 78 razy dalej od słońca, niż Merkury. Okresy obiegów planet dokoła gwiazdy centralnej jeszcze więcej różnią się między sobą: Merkury obiega słońce w ciągu 88 dni, gdy Neptun odbywa swą drogę w ciągu 164 lat; połowy zatem jeszcze nie przebiegł od czasu, kiedy został odkryty w r. 1846.

Uszeregowane według odległości od słońca, wielkie planety dzielą się na dwie gromady, po 4 ciała w każdej, z szeroką przerwą pośrodku. Grupa wewnętrzna zawiera znacznie mniejsze planety, niż zewnętrzna; cztery wewnętrzne planety razem złączone stanowią zaledwie siódmą część najmniejszej planety z grupy drugiej.

W przerwie między grupami, t. j. między Marsem a Jowiszem, krążą bardzo małe planety, zwykle zwane planetoidami lub asteroidami. Jak nazwa wskazuje, są to ciała istotnie drobne w porównaniu z wielkimi planetami; zajmują szeroki pas przestrzeni 3 do 4 razy odleglejszy od słońca, niż ziemia. Liczba planetoid, w porównaniu z liczbą wielkich planet, jest bardzo duża; dziś znamy ich przeszło 700, lecz wciąż odkrywano są nowe, tak iż ogólnej liczby przewidzieć niepodobna.

Do trzeciej grupy ciał niebieskich układu słonecznego należą towarzysze, czyli księżycy. Niektóre planety mają po jednym lub po kilka księ-

życów, towarzyszących im w obiegu dokoła słońca. Obie najwięcej nawewnątrz położone planety, Merkury i Wenus, o ile dotychczas wiadomo, nie mają księżyców; przy innych planetach liczba księżyców waha się pomiędzy jednym (nasz księżyc) a dziesięcioma, jak przy Saturnie. Z wyjątkiem więc Merkurego i Wenus, każda wielka planeta tworzy osobny układ, przypominający w zarysie układ słoneczny. Mamy zatem: układ Marsa, złożony z właściwej planety i dwóch księżyców, układ Jowisza z ośmioma księżycami, układ Saturna z jego pierścieniem i dziesięcioma księżycami.

Czwartą grupę ciał układu słonecznego stanowią komety. Krążą one dokoła słońca po nader wydłużonych drogach; dają się dostrzegać jedynie w pobliżu słońca, do którego wracają w większości przypadków po setkach, a nawet tysiącach lat. Wszelako w pewnych, niesprzyjających warunkach, nawet i wtedy, t. j. podczas powrotu do słońca, mogą być niedostrzegalne.

Oprócz wymienionych ciał niebieskich nasz układ planetarny zawiera nieskończenie wielką liczbę drobnych ciałek kosmicznych, t. zw. meteorów; ciątka te krążą również po drogach prawidłowych dokoła słońca i są, prawdopodobnie, w związku z kometami. Meteory przebiegają przestrzeń zazwyczaj niewidzialnie, i tylko w razie pogrążenia się w naszej atmosferze stają się błyszczącymi; wtedy dostrzegamy t. zw. gwiazdy spadające, zapalające się i gasnące.

Dołączona tabliczka zawiera ogólne zestawienie wielkich planet naszego układu, ich odległości od słońca, czas obiegu i masy.

Planety	Średnia odległość od słońca w milion. kilm.	Czas obiegu	Masa. Masa ziemi = 1.
☿ Merkury . . .	58	88 dni	0.05
♀ Wenus . . .	108	225 „	0.81
♁ Ziemia . . .	149	365 „	1.00
♂ Mars . . .	228	1 rok 322 „	0.11
♃ Jowisz . . .	778	11 lat 315 „	315
♄ Saturn . . .	1426	29 „ 167 „	94
♅ Uran . . .	2869	84 „ 8 „	14
♆ Neptun . . .	4496	164 „ 280 „	17

2. Słońce.

Ognisko układu planetarnego zwraca naszą uwagę, oczywiście, przedewszystkiem. Obserwacya okiem nieuzbrojonym przekonywa nas, że słońce jest świecąca kulą; następnie zaś rodzi się pytanie, jak wielką jest owa kula i w jakiej od nas blyszczy odległości. Wiadomo, że pozorna wielkość i odległość ciała są w pewnym wzajemnym stosunku. Ponieważ umiemy zmierzyć kąt, pod którym dostrzegamy średnicę słońca, więc, mając skądinąd podaną odległość słońca, możemy obliczyć jego istotną średnicę, i odwrotnie. Otóż, zadowolając się pewnem przybliżeniem, powiemy, że pozorna średnica słońca, albo kąt, pod którym ją dostrzegamy, równa się 32 minutom, co według prostych reguł trygonometrii znaczy, że odległość słońca jest 107.5 razy większa, niż istotna jego średnica. Dość więc daną odległość słońca podzielić przez 107.5, aby otrzymać jego średnicę.

Różne metody, służące do wyznaczania odległości słońca, będą wyjaśnione w dalszych rozdziałach;

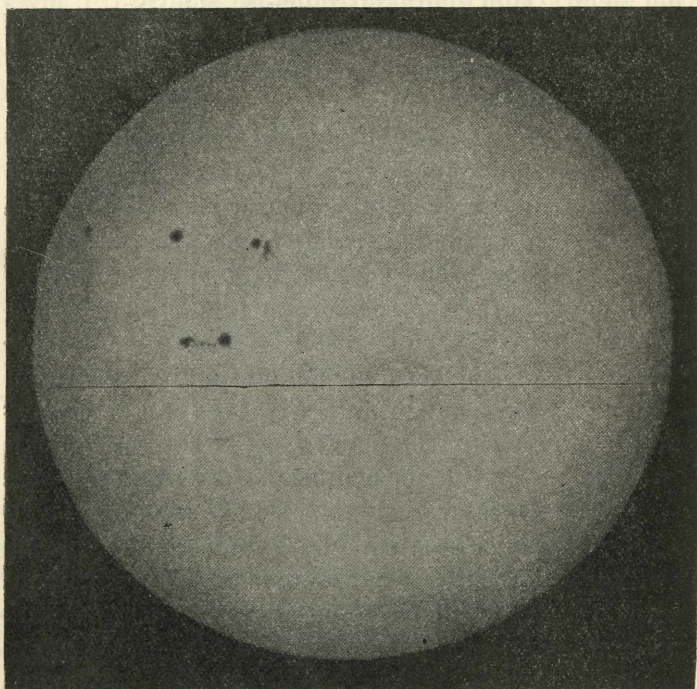
tutaj podamy tylko ostateczny wynik poszukiwań. Odległość słońca wynosi blisko 150 milionów kilometrów; dzieląc przez 107.5, znajdziemy przybliżenie 1390000 klm.; jestto istotna średnica słońca równa 110 średnicom ziemi. Dalej obliczamy objętość słońca, t. j. przestrzeń, którą zajmuje; otrzymamy $110 \times 110 \times 110$, t. j. w liczbach zaokrąglonych objętość 1300000 razy większą, niż objętość ziemi.

Jako źródło światła i ciepła słońce ma dla nas największe znaczenie. Gdyby słońce zgasło, ziemię pokryłaby nietylko wieczna noc, lecz wkrótce objąłby ją wieczny chłód. Wiemy, że podczas jasnej nocy powierzchnia ziemi oddaje ciepło słoneczne, otrzymane podczas dnia, przez co staje się co raz zimniejszą. Gdyby więc ziemia dzień w dzień nie otrzymywała nowego dopływu ciepła od słońca, chłód potęgowałby się ustawicznie; wkrótce przewyższyłby zimno panujące na biegunach, aż w końcu wszelkie życie na naszej planecie musiałyby wygasnąć.

Widzialna powierzchnia słońca zwie się fotosferą. Oglądana okiem nieuzbrojonym, wydaje się gładką i jednolitą, lecz przez lunetę dostrzegamy ziarnistą budowę powierzchni, trafnie porównywaną z powierzchnią ryżu rozgotowanego na rzadko (rys. 22). Taką budowę fotosfery powodują drobne, mniejsze lub większe, przeważnie bezkształtne ziarenka, rozsiane po całej powierzchni; widzieć się dają wyłącznie w wyjątkowo dogodnych warunkach obserwacyjnych.

Przy badaniach porównawczych jasności oddzielnych części fotosfery znajdujemy, że środek tarczy słońca jest jaśniejszy, niż jego brzeg (rys. 21). Nawet bez pomocy lunety różnicę tę można zauważyć, obser-

wując słońce przez przyćmione szkło lub podczas zachodu poprzez warstwę oparów ponad widnokregiem. Jasność tarczy słonecznej słabnie dość nagle w pobliżu



Rys. 21. Słońce 27/I 1909 o godz. 11. Obserwatorium astronomiczne w Cartuja.

brzegów, tak iż kraniec brzegu ma zaledwie połowę jasności środka tarczy.

Wnosimy stąd, że słońce jest otoczone atmosferą, pochłaniającą światło. W rzeczy samej, ponie-

waż słońce jest kulą, więc promienie z części środkowej tarczy dochodzą do nas pionowo, z brzegów zaś pochyło. Im skośniej wybiegają promienie, tem grubszą warstwę atmosfery mają do przejścia, a przez to wzrastać musi stopień pochłaniania.

Ruch obrotowy słońca.

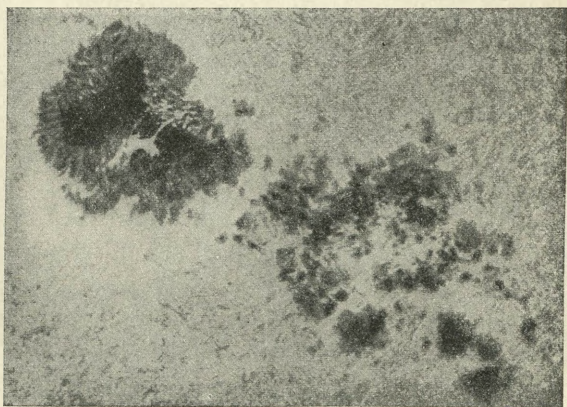
Codzienna obserwacja wskazuje, że słońce, podobnie jak planety, wiruje dokoła stałej osi, przeprowadzonej przez jego środek. Używamy tutaj podobnych określeń, jak dla naszej ziemi, mianowicie: punkty, w których oś przecina powierzchnię słońca, nazywamy *biegunami*, koło zaś wielkie, przeprowadzone w jednakowej odległości od obu biegunów, *równikiem słońca*. Całkowity obrót słońca dokoła osi dokonywa się w ciągu, mniej więcej, 26 dni. Na pierwszy rzut oka okres ten wydać się może zbyt długim; wszelako, gdy przypomnimy, że obwód słońca 110 razy przenosi obwód ziemi, łatwo zrozumiemy, że szybkość obrotowa słońca jest 4 razy większą, niż szybkość obrotowa ziemi; punkt na równiku słonecznym przebiega w ciągu 1 sekundy prawie 2 kilometry.

W porównaniu z ruchem wirowym ziemi ten bieg słoneczny wyróżnia się pewną zadziwiającą właściwością; jest on mianowicie szybszy pod równikiem, niż w punktach położonych na północ lub południe, czas więc obrotu wzrasta w kierunku ku biegunom. Gdyby słońce było ciałem stałym, jak ziemia, wszystkie części jego powierzchni musiałyby posiadać ten sam czas obiegu; skoro tak nie jest, wnosimy, że powierzchnia słońca jest *plynną* lub *gazową*.

Równik słoneczny jest pochylony do płaszczyzny drogi ziemskiej pod kątem, wynoszącym 7 stopni, i przytem tak skierowany, że w marcu biegun północny słońca jest od nas na 7 stopni odchylony, we wrześniu biegun południowy:

Plamy słoneczne.

Rozpatrując uważnie słońce przy pomocy lunety, dostrzegamy zazwyczaj na jego powierzchni jedną lub kilka ciemnych plam (Rys. 21 i 22). Ruch obrotowy słońca unosi owe plamy, a obserwacja ich ruchu daje najłatwiejszy sposób wyznaczania czasu obrotu słońca. Jeżeli plama znajduje się dokładnie na



Rys. 22. Zdjęcie fotograficzne wielkiej grupy plam.

środku tarczy słońca, to po 6 dniach dosięga zachodniego (prawego) brzegu i staje się niewidzialną. Po dwóch tygodniach pojawia się ponownie na brzegu

wschodnim, o ile, co się często zdarza, nie zaniknie całkowicie w tym okresie czasu.

Wielkość plam słonecznych jest nader rozmaita. Jedne są drobnymi punktami, widzialnymi jedynie przy pomocy silnych lunet, i zwą się porami; inne znów tak są wielkie, że dają się zauważyć gołym okiem przez zaciemnione szkło. W tym przypadku są to zazwyczaj całe zbiorowiska, grupy plam, na wzór podanej na rys. 22.

W sprzyjających warunkach atmosferycznych łatwo rozpoznać, że wielka plama składa się z ciemnego wnętrza, zwanego jądrem, oraz przycienionego brzegu, zwanego przycieniem. Nieraz brzeg plamy jest strzępiasty, jak brzeg słomianej strzechy dachu. Błyszczące prążki w postaci wrzecion, rozszerzając się, wkraczają na jądro, a nawet przerzucają się w postaci mostów z jednego brzegu jądra na drugi.

Z okresu spostrzeżeń, obejmującego blisko 3 stulecia, w r. 1843 wykrył Schwaabe, że pojawianie się plam na słońcu posiada okres przeciętny jedenastoletni. Widzimy to jasno z podanego tutaj zestawienia maximów i minimów (największej i najmniejszej ilości i obszaru) plam, które istniały już dotąd, wraz z prawdopodobnymi datami najbliższych epok zwrotnych. Między innymi z tych dat wynika, że przyrost liczby plam po epoce minimum jest szybszy, niż spadek liczby plam po epoce maximum.

Daty minimów:

Daty maximów:

1867

1870

1878

1883

1889

1893

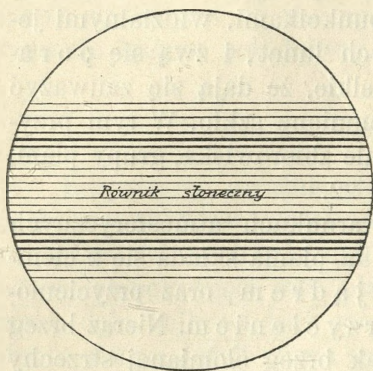
1901

1905

1911

1915

Plamy nie pojawiają się równomiernie na całej powierzchni słońca, lecz w pewnych określonych



Rys. 23. Częstość plam w różnych szerokościach słońca.

okolicach w stosunku do jego równika. Na równiku są one nader rzadkie; poniżej i powyżej równika, na północ i na południe, do 15 stopnia szerokości słonecznej częstość ich wzrasta; w odległości 20 stopni od równika plamy pojawiają się najliczniej, poczem stają się rzadsze, tak że poza 30 stopniem plamę znaleźć można tylko wyjątkowo. Ten rozkład unaoecznia rys. 23, przyczem gęstość i grubość kresek odpowiada częstości plam.

okolicach w stosunku do jego równika. Na równiku są one nader rzadkie; poniżej i powyżej równika, na północ i na południe, do 15 stopnia szerokości słonecznej częstość ich wzrasta; w odległości 20 stopni od równika plamy pojawiają się najliczniej, poczem stają się rzadsze, tak że poza 30 stopniem plamę znaleźć można tylko wyjątkowo. Ten rozkład unaoecznia rys. 23, przyczem gęstość i grubość kresek odpowiada częstości plam.

P o c h o d n i e.

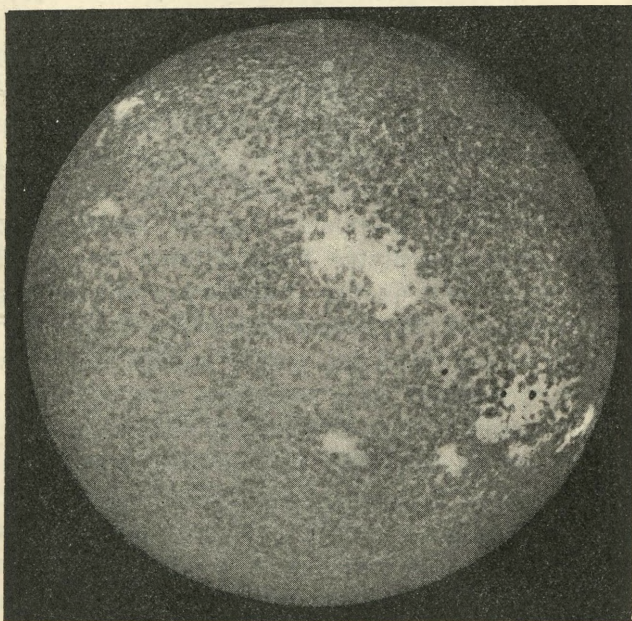
Na powierzchni słońca, oprócz ciemnych, dają się spostrzegać liczne grupy niewielkich plam, jaśniejszych, niż otaczające tło. Są to t. zw. pochodnie. Pojawiają się one najczęściej w sąsiedztwie plam, a więc w okolicach powierzchni słońca, wyróżniających się najwyższą działalnością; nie ograniczają się wszelako wyłącznie temi okolicami, jakkolwiek w bliskości biegunów rzadko występują. Przy pomocy lunety najłatwiej dostrzec można pochodnie w pobliżu brzegu słońca, gdzie na tle przy-

ómionej powierzchni fotosfery wyraźniej się zarysowują.

Badania, przeprowadzone przy pomocy t. zw. spektroheliografu wykazały, że przyczyna powstawania plam i pochodni jest wspólna. Wymienione narzędzie służy do zdjęć fotograficznych słońca w świetle jednorodnym (monochromatycznym), naprz. we fioletowych promieniach widma, jakie wydają rozżarzone pary wapnia, składowej części pochodni słonecznych. Ten sam wynik otrzymalibyśmy, fotografując słońce przez szkło, które przepuszcza jedynie fioletowe promienie wapnia, pochłania zaś wszelkie inne; na płycie fotograficznej wystąpiłyby wtedy wyłącznie okolice fotosfery, promieniujące światłem wapnia. Ponieważ niepodobna dobrać barwnych szkieł tego rodzaju, przeto zdjęcia dokonywają się w ten sposób, że narzędzie przeznaczone do fotografowania widma słonecznego nastawia się na najsilniejszą charakterystyczną linię wapnia (linia **K** na rys. 19), po zasłonięciu pobliskich części widma ciągłego. Następnie szczelinę spektroskopu oprowadza się po tarczy słońca w ognisku lunety. Linia wapnia, na którą nastawiliśmy spektroskop, jest ciemna, odbijają się więc na zdjęciu tylko te okolice fotosfery, które tę samą linię wapnia mają jasną, t. j. pochodzącą z rozżarzonej, własnem światłem błyszczącej pary wapnia.

Pierwszych zdjęć spektroheliografem dokonał Hale w Chicago. Na fotografiach tych pochodnie występują na całej powierzchni słońca; dalej stwierdzono, że pochodnie najczęstsze są w tych okolicach tarczy, w których najczęściej pojawiają się plamy. Okolice wzmózonej działalności słońca charakteryzują

się zatem nietylko przez plamy, lecz również przez spotęgowane wybuchy par wapnia, występujące na słońcu codziennie, a więc także w okresach czasu, w których plamy rzadko się pojawiają.



Rys. 24. Obłoczki gorzącej pary wapnia na słońcu. Zdjęcie spektroheliograficzne 30. IV. 1908 r.

Przed niedawnym jeszcze czasem mniemano, że plamy są otworami lub zagłębieniami w fotosferze, zdradzającymi ciemniejsze wnętrze słońca. Mniemanie opierało się na tem, że plama w pobliżu brzegu słońca sprawia wrażenie lejkowatego wgłębienia; zdarzają się wszelako postacie plam wprost odmien-

ne, jak gdyby wypukłe. Dotychczas więc nie rozstrzygnięto, czy plamy leżą poniżej, czy też powyżej fotosfery. Niebawem przekonamy się, że fotosfera jest powłoką o grubości mniej więcej 100 kilometrów; plamy bez wątpienia należą do tej powłoki; prawdopodobnie są jej częściami więcej ozieźbionemi; dokładnego jednak siedliska plamy w warstwie fotosfery dotychczas nie zdołano wyznaczyć.

Wyskoki i chromosfera.

Najosobliwszem zjawiskiem na słońcu są wyskoki (protuberance; rys. 39). Rozumiemy przez to masy rozżarzonych i świecących gazów, występujące z powierzchni słońca. Występująca materia rozprzestrzenia się z niezmierną szybkością i przybiera nieraz tak olbrzymie rozmiary, że ziemia mogłaby zanurzyć się w niej, podobnie jak ziarno gorzycy w płomieniu świecy. Wyskoki, zarówno jak pochodnie, najczęstsze są w okolicach najwyższej działalności słońca, nie są jednakowoż, jak np. plamy, ściśle ograniczone do tych jego części. Olsniwający blask dokoła słońca, powodowany odbiciem światła od stałych i płynnych cząsteczek atmosfery ziemskiej, sprawia, że wyskoki nie są widzialne bezpośrednio, nawet przez najsilniejsze lunety; jeszcze przed 50 laty obserwowane były jedynie podczas całkowitych zaćmień słońca. Dziś, przy pomocy spektroskopu możemy je obserwować każdego pogodnego dnia i, podobnie jak pary wapnia, fotografować spektroheliografem. Do wyskoków wrócimy jeszcze, rozpatrując zjawisko całkowitego zaćmienia słońca.

Wyskoki podzielić można na dwie grupy, na

wybuchowe i obłokowe. Pierwsze pojawiają się w postaci olbrzymich języków płomienistych, wybiegających ze słońca, drugie zdają się krążyć spokojnie ponad słońcem, jak chmury w powietrzu.

Spektroskop wskazuje, że wysoki są mieszaniną par wapnia, magnezu, ze znaczną przewagą wodoru, któremu zawdzięczają swe czerwone zabarwienie. Trwałe badania wyskoków wyjaśniły, że tworzenie się ich jest w ścisłym związku z pewną płytką warstwą gazów, spoczywającą na fotosferze i okalającą ją dokoła. Warstwę tę nazwano *chromosferą* ze względu na jej czerwoną barwę, podobną do barwy wyskoków. W istocie, główną częścią składową chromosfery jest wodór, niemniej jednak w skład jej wchodzi jeszcze inne materye w ilościach, prawdopodobnie, zmiennych.

Chromosfera wraz z wyskokami nazewnątrz jest otoczona dalszą atmosferą słoneczną. Jestto korona, dotychczas widzialna jedynie podczas całkowitego zaćmienia słońca. W postaci aureoli o matowym blasku, korona otacza słońce dokoła, wydzielając miejscami promienie dłuższe, niż średnica jego tarczy. Rzadko widzialne zjawisko, nie jest dotąd wyjaśnione ani pod względem budowy, ani istotnego stosunku do słońca. W rozdziale o zaćmieniach podamy jeszcze niektóre szczegóły.

B u d o w a s ł o Ń c a .

Streśmy najpierw nasze dzisiejsze wiadomości o budowie słońca.

Błyszcąca powłoka słońca, fotosfera, bezpośrednio otaczająca jego wnętrze, jest, prawdopodobnie,

powłoką gazową. We wnętrzu tej warstwy pływają mniej lub więcej zagęszczone pary, z których powstają zjawiska plam, ziarnistości powierzchni i pochodni. Warstwa gazowa, powodująca ciemne linie w widmie słonecznym (warstwa odwracająca) otacza, prawdopodobnie, fotosferę i jest jej częścią chłodniejszą. Ponad fotosferą leży chromosfera, z której wybiegają języki ogniste, zwane wyskokami, albo protuberancjami. Wreszcie ponad chromosferą i wyskokami szeroko rozprzestrzenia się promienista korona.

Oto wszystko, co można wywnioskować z widoku słońca. Teraz zjawia się pytanie, czym słońce jest istotnie, czy jego jądro jest ciałem stałym, płynem, czy też gazowem.

Że słońce nie jest ciałem stałym, wynika już z przytoczonej zmiennej szybkości obrotowej punktów na jego powierzchni. Nie jest też ciałem ciekłym, w ścisłym znaczeniu, w rodzaju naprz. roztopionego metalu, gdyż ten, wysyłając bezustannie w przestrzeń wielką ilość ciepła, we względnie krótkim czasie musiałby ostygnąć i stwardnieć. Już przed 30 laty wyjaśniono, że wewnątrz słońca, według wszelkiego prawdopodobieństwa, jest w stanie gazowym; wszelako gaz ten pod olbrzymim ciśnieniem warstw górnych doprowadzony być musi do stopnia gęstości cieczy nieledwie. Przypuszczano nawet, że fotosfera tworzy coś w rodzaju trwalszej skorupy. Dziś podobny pogląd z wielu względów nie daje się utrzymać; wszystko przemawia przeciwko przypuszczeniu istnienia jakichkolwiek stałych mas materji na słońcu.

Wielokrotnie podejmowano próby określenia temperatury słońca. Prawdopodobnie żar tam panu-

jący przewyższa wszelkie temperatury, otrzymywane na ziemi drogą doświadczalną, a więc temperaturę pieca elektrycznego (3500 stopni). Wszelako jest rzeczą niewątpliwą, że dawniej miano nader przesadne wyobrażenie o temperaturze słonecznej, obliczanej na miliony stopni. Dziś, na mocy stosunku zachodzącego pomiędzy promieniowaniem rozżarzonego ciała a jego temperaturą, ze znacznym przybliżeniem można twierdzić, że temperatura słońca wynosi mniej więcej 6000 stopni, w każdym razie nie przewyższa 10000 stopni.

Jednakże temperatura nawet górnej warstwy fotosfery jest jeszcze tak wysoka, że już na powierzchni słońca wszelkie pierwiastki znajdują się w stanie mniej lub więcej gęstych oparów; w głębszych zaś warstwach słońca temperatura wzrasta zapewne o setki stopni na kilometr zagłębienia. Gazy we wnętrzu słońca są więc pod wspólnym działaniem dwóch sił wręcz przeciwnych, stale wzrastających. Siłami temi są: rozszerzalność ciał pod wpływem żaru i ciśnienie warstw górnych, powodowane olbrzymią siłą przyciągania słońca.

Niełatwo wyobrazić sobie jasno całą potęgę tych sił w bezustannej ze sobą pozostających walce. Prawdopodobnie wybuch ładunku działa 40-centymetrowego mógłby posłużyć jako przykład, ilustrujący zachowanie się rozżarzonych gazów na słońcu. Przypuśćmy, że jakaś dzielnica na ziemi jest szczelnie zapelniona takimi działami; przypuśćmy dalej, że działa są skierowane w górę i jednocześnie zapalone. Wynik takiego wybuchu da się zestawić z tem, co istotnie zachodzi w fotosferze, jeżeli wystrzał armatki

dziecinnej porównamy z wystrzałem 40-centymetrowego działa.

Prócz odległości i rozmiarów słońca, astronomom udało się określić także jego ciężar i średnią gęstość, t. j. stosunek ciężaru słońca do ciężaru tejże objętości wody. Otóż przeciętna gęstość słońca jest tylko $\frac{1}{4}$ gęstości ziemi, czyli równa się 1.4 gęstości wody. Masa słońca, inaczej jego ciężar, jest 330000 razy większą, niż masa ziemi. Gdyby przeciętny człowiek zdołał dostać się na słońce, ważyłby tam 2000 kilogramów, zatem przygnięciony byłby własnym ciężarem.

Źródło ciepła słonecznego.

Z praktycznego punktu widzenia najważniejsze i najistotniejsze jest pytanie, z jakich źródeł czerpie słońce swoje ciepło. Niegdyś pytanie to nie przedstawiało trudności, kiedy prawa nauki o ciepłe nie były jeszcze dostatecznie znane. Dziś nauka udowodniła, że ciepło nie może powstawać bez straty energii w innej postaci. Zasoby więc energii słonecznej nie są nieograniczone, siła promieniowania zmniejszać się musi, aż wyczerpie się ostatecznie.

Aby więc owo stygnięcie móc określić liczebnie, należy przede wszystkim podać metody, któreby pozwoliły zmierzyć ilość ciepła wysyłaną przez słońce obecnie. Istniejące metody można przystępnie wyłożyć w następujący sposób:

Weźmy naczynko z płaskim dnem głębokości jednego centymetra i napelnijmy je wodą; następnie wystawmy je na działanie promieni słonecznych, padających pionowo. Otóż energia cieplna słońca w cią-

gu jednej minuty nagrzejże ten jeden centymetr sześcienny wody o 2° Cels. Teraz wyobraźmy sobie cienką warstwę wody, grubości jednego centymetra, rozlaną po olbrzymiej powierzchni sfery o promieniu równym promieniowi drogi ziemskiej wokół słońca. Ta warstwa wody na wewnętrznej powierzchni całej sfery w ciągu jednej minuty ogrzejże się o 2°. Ciepło użyte w tym przypadku do ogrzania wody będzie ogólną ilością ciepła wypromieniowanego w tym czasie przez słońce. W ten sposób można obliczyć ilość ciepła wydzielanego w przestrzeń międzyplanetarną w ciągu minuty, doby, roku i t. d.

Łatwy rachunek okazałby, że, gdyby słońce było do białości rozżarzoną kulą metalową, jego zasób energii cieplnej wystarczyłby zaledwie na kilkaset lat. Tymczasem ciepło słońca utrzymuje się już wiele milionów lat. Skąd więc czerpią się zasoby? Zwiążej odpowiedzi, niestety, dać nie możemy; wszelako, zdaniem współczesnej nauki, z pewnem prawdopodobieństwem przyjąć można, że ciepło wypromieniowane przez słońce kompensuje się przez powolne zmniejszanie się jego objętości łącznie z pewnymi ruchami materji w pobliżu jego powierzchni, o których wyżej była mowa.

Wszyscy wiemy, że objętość każdego ciała przy oziębianiu zmniejsza się. Przypuszczalnie również wszyscy wiemy, że, skoro jakikolwiek ruch zostaje zniesiony, natychmiast powstaje ciepło. Pocisk działowy, uderzając w okrętową płytę pancerną, sam się silnie nagrzewa i nagrzewa płytę. Kowal uderzeniami młota nagrzewa żelazo. Oczywiście, nie stanowią pod tym względem wyjątku ani gazy, ani płyny. Woda w wodospadzie Niagary po spadku, uderzona o dno,

nagrzewa się, jak stwierdzono doświadczalnie, o jakieś ćwierć stopnia.

Energia słoneczna utrzymuje się więc, prawdopodobnie, w ten sposób, że masy materji, promieniujące ciepło, bezustannie wydobywają się z wnętrza słońca, dążąc ku jego powierzchni; tutaj oddają swe ciepło, a następnie, oziębione, spadają z powrotem. Otóż spadek powrotny wywiązuje ciepło, podobnie jak i powolne kurczenie się średnicy słońca; łączne działanie obu czynników utrzymuje siłę promienistą słońca.

Wydaje się zgoła nieprawdopodobnem, aby powstający w ten sposób zasób ciepła mógł wystarczyć na miliony lat. Lecz możemy sprawdzić fakt na drodze rachunkowej, ponieważ znamy natężenie siły ciężenia na powierzchni słońca. Otóż znaleziono, że do utrzymania promieniowania słońca w stanie niezmiennym wystarcza, aby jego średnica zmniejszyła się o 4 kilometry w ciągu stulecia. Podobne kurczenie się słońca jest tak niewielkie, że z ziemi dałoby się zauważyć dopiero po tysiącoleciach. W każdym jednak razie sprawa kurczenia się musi ustać kiedyś, i energia słońca wyczerpać się musi. Kiedy to nastąpi, niepodobna dokładnie określić; wszelako przypuszczać można, że ostygnięcie słońca nastąpi nie rychlej, niż po kilku milionach lat, chociaż nie po zbyt wielu milionach.

Z powyższej teoryi wynika jeszcze, że niegdyś słońce było ciałem większem, niż obecnie; przytem co raz większem, w miarę jak sięgać będziemy co raz głębiej w jego historję. Była zatem, prawdopodobnie, epoka, kiedy rozmiary słońca sięgały rozmiarów całego układu planetarnego. Wtedy było ono zapewne

tylko jedną olbrzymią mgławicą. W ten sposób dochodzimy do teorii, że słońce i ciała jego układu utworzyły się stopniowo w ciągu milionów lat z jednej olbrzymiej mgławicy przez jej powolną koncentrację łącznie z ruchem wirowym dokoła osi skierowanej ku biegunom ekliptyki. Pogląd ten jest ogólnie znany pod nazwą hipotezy mgławicowej, albo nebularnej. Na pytanie, czy taką hipotezę poczytywać można za naukowo udowodnioną, odpowiedzieć można rozmaicie. Popiera ją wiele faktów, a więc obecność ciepła wewnątrz ziemi, obieg i wirowanie planet w tym samym kierunku i w mało tylko odmiennej płaszczyźnie; niemniej istnieją fakty z hipotezą niezgodne, tak że ostrożny badacz wymaga dalszych jeszcze danych, zanim uzna hipotezę za dowiedzioną. Nawet uznając hipotezę, nierozstrzygniętymi pozostają pytania, skąd powstała mgławica, co dało powód do powolnego zgęszczania się gazów materii, do obrotu wirowego. Otóż dotarliśmy do kresu badań; pozatem przyrodnik może jeszcze stawiać pytania lub zagadnienia; odpowiedzi będą tylko domniemaniem.

3. Ziemia.

Do rzędu planet układu słonecznego należy nasze siedlisko, ziemia; stąd też na tem miejscu musimy jej chwil kilka poświęcić. Jest ona drobnem ciałem w porównaniu ze słońcem i innymi olbrzymimi ciałami we wszechświecie, a nawet w porównaniu z zewnętrznymi planetami układu; jest natomiast największą planetą z grupy wewnętrznej, do której

z położenia swego należy. Jako siedlisko człowieka zgoła nas interesować nie będzie.

Ziemia jest kulą o średnicy prawie 13000 klm. i składa się z cząsteczek materji utrzymywanych w skupieniu przez wzajemne przyciąganie. Jak wiadomo, ziemia nie posiada ściśle kulistego kształtu, lecz jest nieco rozszerzona pod równikiem.

Wyznaczenie istotnej postaci i wielkości ziemi jest zadaniem nader trudnem; zupełnie zadowolającego rozwiązania dotąd jeszcze nie otrzymano. Trudności związane z pomiarami łatwo zrozumieć, jeżeli przypomnimy, że niema możności dokonywania pomiarów na oceanie i że bieguny są dotychczas niedostępne. Zatem rozmiary i kształt ziemi muszą być wyprowadzone z pomiarów na lądzie, który stanowi zaledwie $\frac{1}{3}$ całkowitej powierzchni. Uznając doniosłość zadania, w różnych krajach od paru dziesiątków lat opracowano program robót, aby wspólnemi siłami dokonać możliwie dokładnych pomiarów. Każde więc państwo pokryło swe ziemie siecią trójkątów, i owe trójkąty są starannie wymierzane. Zbiór pomiarów daje jasny obraz zarówno wielkości, jak i kształtu powierzchni ziemi w danym kraju. Zebrane materiały są opracowywane w Potsdamie w międzynarodowem biurze centralnem do pomiarów w ziemi.

Co się tyczy właściwych obliczeń kształtu powierzchni ziemi, przy obliczeniach brana jest pod uwagę pewna idealna powierzchnia, odpowiadająca ziemi ciekłej, nie zaś kształt istotny powierzchni gruntu. Tego rodzaju idealną powierzchnię otrzymalibyśmy w przypuszczeniu, że woda oceanu przez pośrednictwo kanałów jest rozprowadzona po całej powierzchni

ładu. Tak pojmowany kształt ziemi przedstawia przybliżenie elipsoidę, w której średnica mniejsza przechodzi przez bieguny. Rozmiary elipsoidy, według najnowszych obliczeń Helmer'a z Potsdamu, są następujące:

średnica równikowa 12756.4 km.

średnica biegunowa 12713.6 km.

Stąd widzimy, że średnica równikowa ziemi o 43 km. przewyższa jej średnicę biegunową; ziemia jest więc spłaszczona w okolicach biegunów.

Wnętrze ziemi.

Prawie wszystko, co wiemy o ziemi na podstawie bezpośrednich obserwacji, pochodzi z badań zewnętrznej warstwy skorupy. Największa głębia, do jakiej dotarł człowiek (2000 metrów w Paruszowicach na Szląsku), w porównaniu z istotnymi rozmiarami ziemi, odpowiada zaledwie grubości skórki jabłka w porównaniu z jego objętością.

Wykrójmy decymetr sześcienny ziemi z jej powierzchni; wycinek ten własnym ciężarem, wynoszącym około 3 klgr., ciśnie warstwę pod nim położoną. Taki sam drugi sześciennik, znajdujący się pod pierwszym, wywiera wraz z pierwszym ciśnienie 6 klgr. i t. d. Każdy więc decymetr sześcienny z wnętrza ziemi podlega zbiorowemu ciśnieniu słupa, leżącego powyżej, aż do powierzchni ziemi. Już w głębokości niewielu metrów pod powierzchnią ciśnienie liczy się na setki kilogramów; w głębokości kilometra wynosi okrągłe 30 ton i t. d., i co raz więcej, w miarę zagłębiania się w kierunku ku środkowi ziemi. Pod podobnie wielkiem ciśnieniem masy we wnętrzu zie-

mi są, prawdopodobnie, doprowadzone do gęstości metalów. Na zasadzie doświadczeń, o których niebawem będzie mowa, stwierdzono, że przeciętna gęstość ziemi jest $5\frac{1}{2}$ razy większa, niż gęstość wody, gdy tymczasem przeciętna gęstość na powierzchni ziemi jest zaledwie 2 do $2\frac{1}{2}$ razy większa od gęstości wody.

Lecz i temperatura wzrasta w miarę, jak zagłębiamy się we wnętrze ziemi. Ten przyrost w różnych punktach ziemi, pod różnymi szerokościami jest różny; przeciętnie jednak wynosi jeden stopień skali Cels. na 30 metrów zagłębienia.

Przedewszystkiem zjawia się pytanie, jak daleko w głąb sięga ów przyrost. Nic bardziej określonego nie możemy powiedzieć ponad to, że przyrost nie może być właściwością wyłącznie warstw górnych ziemi; takie bowiem warstwy w krótkim względnie czasie musiałyby ostygnąć, i przyrost jużby nie był widoczny. Sam więc fakt istnienia przyrostu temperatury od początku istnienia ziemi aż do naszych czasów wskazuje, że wnętrze naszej planety musi być nader gorące, że przyrost obserwowany w górnych warstwach ziemi sięgać musi ku wnętrzu na wiele kilometrów, że sięga, prawdopodobnie, nawet do właściwego środka ziemi.

Biorąc za miarę przyrost, obserwowany w górnych warstwach, musimy wywnioskować, że w głębi 15 lub 20 kilometrów materiały, składające skorupę ziemską, są w stanie czerwonego żaru; w głębi zaś 60 do 70 kilometrów żar jest tak wielki, że wszystko znajduje się w stanie ognisto-ciekłym. Ten fakt naprowadził geologów na myśl, że wnętrze ziemi jest ognisto-ciekłe, że cała ta masa niegdyś ognisto-ciekła, stygnąc, z biegiem czasu utworzyła trwa-

łą skorupę grubości niewielu kilometrów. Wulkany i zjawiska trzęsień ziemi były poważną podporą tej teorii, podobnie jak niektóre inne zjawiska geologiczne, świadczące, jak się zdaje, o pierwotnie ciekłym stanie ziemi.

W nowszych wszelako czasach pomiędzy astronomami i fizykami utrwał się poważnie uzasadniony pogląd, że ziemię w całości należy uważać za ciało stałe, nader sztywne, od środka aż do powierzchni; są nawet dowody, że ta sztywność daje się porównać ze sztywnością stali. Pogląd ten pierwotnie wypowiedział był lord Kelvin i wykazał, że księżyc nie byłby w stanie wywoływać przyptyków i odpływów oceanu, gdyby ziemia była ciałem ciekłym, pokrytem twardą skorupą: wywoływałyby tylko proste przesunięcie się ziemi w całości w jego kierunku, względne zaś wzajemne położenie wód oceanicznych i lądu pozostawałoby niezmiennie.

Silnie popiera hipotezę sztywnego wnętrza ziemi zadziwiające zjawisko, mianowicie wahań biegunów ziemi, powodujące zmiany szerokości geograficznej miejsca. Nietylko kula z wnętrzem ciekłym, lecz nawet kula z wnętrzem stałym, którego sztywność nie przenosi wszelako sztywności stali, nie mogłaby dokonywać podobnych ruchów, jakie wykazują wahania szerokości.

Lecz w jakim sposobie pogodzić ową wysoką temperaturę wnętrza ziemi, wynoszącą, według teorii, około 2500 stopni, z przypuszczalną jego sztywnością? Jedyna na to odpowiedź brzmi, jak następuje: wnętrzu ziemi utrzymuje się w stanie trwałym dzięki olbrzymiemu ciśnieniu w jej wnętrzu. Droga doświadczalną stwierdzono, że w żarze stopione materiały sko-

rupy ziemskiej, poddane wysokiemu ciśnieniu, ponownie twardnieją. Tożsamo stosuje się wprost do ziemi: przyrost ciśnienia idzie w parze z przyrostem temperatury, i w ten sposób całość utrzymuje się w stanie sztywnym.

Ciężar i średnia gęstość ziemi.

Nader interesującym jest zagadnienie dotyczące ciężaru ziemi, względnie jej gęstości, czyli ciężaru właściwego. Wiadomo, że kawałek ołowiu jest cięższy, niż tej samej objętości kawałek żelaza; żelazo jest cięższe od takiegoż kawałka drzewa. Gdybyśmy zdołali obliczyć, ile waży przeciętnie metr sześcienny ziemi lub ile wynosi jej gęstość, to, znając jej objętość, znaleźlibyśmy stąd ciężar całej kuli ziemskiej.

Wszelki ciężar jest, jak wiadomo, skutkiem pewnej siły, pod której wpływem wszystkie ciała, znajdujące się na powierzchni ziemi, mają dążność do spadania w kierunku jej środka. Siła ta nazywa się siłą ciężenia, albo wprost ciężeniem (grawitacją). Siłę ciężenia zna każde dziecko od chwili, kiedy zaczyna chodzić; o istocie ciężenia natomiast nic nie wie nawet najgłębszy filozof, a nauka, poza ustaleniem niewielu ogólnych praw i faktów, również nic o ciężeniu nie mówi. Najważniejszy i najogólniejszy z tych faktów, zawierający, że tak powiemy, treść zjawiska, wykrył pierwszy *Newton* i określił go w t. zw. prawie ciężenia powszechnego. W myśl tego prawa tajemnicza siła, zmuszająca ciała, znajdujące się na powierzchni ziemi, do dążenia ku jej wnętrzu, nie jest umiejscowiona w środku

ziemi, lecz jest wynikiem ogólnej właściwości, ogólnego przyciągania wszystkich cząstek materialnych całego wszechświata, a więc i kuli ziemskiej. Początkowo była to sprawa sporna. Nawet wielki filozof i fizyk 17-go wieku Huyghens mniemał, że siła przyciągania ziemi spoczywa w jej środku, nie zaś w każdej jej cząsteczce w myśl prawa Newtona. Lecz Newton poszedł jeszcze dalej i okazał, że każda cząsteczka materii wszechświata, gdziekolwiek się znajduje, przyciąga inną cząsteczkę materii z siłą zmniejszającą się proporcjonalnie do kwadratu z odległości. A zatem, jeżeli odległość się podwaja, przyciąganie staje się cztery razy mniejsze; jeżeli się potraja—dziewięć razy mniejsze; przy odległości cztery razy większej jest sześćnaście razy, i t. d.

Wszystkie tedy otaczające nas przedmioty posiadają własną siłę przyciągania. Otóż zjawia się pytanie, czy nie możnaby wykryć i wymierzyć tę siłę na drodze doświadczalnej. Długo jednak musiano na to czekać.

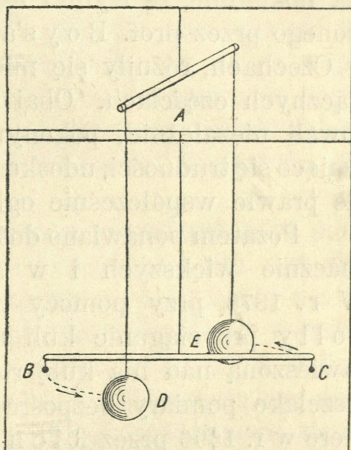
Teoria matematyczna dowodzi, że kula przyciąga ciała, znajdujące się na jej powierzchni, z siłą proporcjonalną do średnicy kuli. Kula o średnicy 1 m., ulana z materiału o ciężarze właściwym ziemi, posiada siłę przyciągającą 13 milionów razy mniejszą, niż kula ziemską, mająca w średnicy 13 milionów metrów.

W ostatnich czasach kilku fizyków zdołało wymierzyć przyciąganie wywierane przez kule ołowiane o średnicy 30 ctm. Dokonane pomiary należą do najtrudniejszych, gdyż, wobec ogromu siły przycią-

gania ziemi, wzajemne przyciąganie nawet największych znajdujących się na jej powierzchni mas jest znikomo małe.

Wszelako w r. 1798 udało się Cavendishowi pokonać tę trudność i wymierzyć bezpośrednio przyciąganie wielkich kul ołowianych. Użyty w tym celu przyrząd był w zasadzie nader prosty (rys. 25): składał się z dokładnie poziomego lekkiego pręta,

zawieszono go pośrodku na bardzo cienkiej i nierozciągliwej nici (*A*); do obu końców pręta przytwierdzono po niewielkiej kulce (*B* i *C*), z których każda ważyła $\frac{3}{4}$ kg. Ku obu końcom pręta zbliżono do owych małych kulek wielkie kule ołowiane (*D* i *E*), ważące po 160 kg., i wymierzono przyciąganie wywierane przez wielkie kule na małe. Okazało się,



Rys. 25. Waga Cavendisha.

że łączne przyciąganie obu wielkich kul istotnie nadawało prętowi lekki ruch obrotowy w płaszczyźnie poziomej. Z wielkości tego obrotu wyprowadzono wniosek co do siły przyciągania kul.

Zważmy, że wywarte przyciąganie nie dosięga jednej dziesięciomilionowej części ciężaru małych kulek, a zrozumiemy całą trudność doświadczenia. Trudno dobrać dość lekkie ciało, aby ciężar jego nie prze-

wyższał wymienionej siły. Porównany z niem ciężar muchy dałby stosunek ciężaru drobnej dawki lekarstwa do ciężaru wołu. Ciężar komara, a nawet ciężar jego skrzydełek przewyższałby tę wielkość. Umieściwszy wszelako komara pod mikroskopem, wprawny preparator mógłby może odciąć część skrzydełka dość małą, ażeby jej ciężar dał się porównać z tą znikomą wielkością.

Pomimo wszystko pomiary wykonane zostały tak dokładnie, że wyniki tego doświadczenia, powtórzonego przez prof. B o y s'a w Anglii i K. B r a u n a w Czechach, różniły się między sobą zaledwie w tysiącznych częściach. Obaj wymienieni badacze pracowali niezależnie, pokonywając umiejętnie następujące się trudności, udoskonalając przyrządy, i wreszcie prawie współcześnie ogłosili wyniki.

Pozatem ponawiano doświadczenie w rozmiarach znacznie większych i w sposób nieco odmienny. W r. 1878 przy pomocy zwykłej wagi wymierzył Jolly przyciąganie kuli ołowianej, wywierane na zawieszoną nad nią kulę rtęciową. Najdokładniejsze wszelako pomiary bezpośrednie wykonane były dopiero w r. 1896 przez R i c h a r z'a i K r i g a r-M e n z l a w Szpandawie. Otóż eksperymentatorzy ci położyli na szalkach nader czułej wagi po zupełnie jednakowym ciężarku 1 kg., przyczem jeden z ciężarków znajdował się pod, drugi zaś nad wielką bryłą ołowianą, ważącą 90000 kg. Wskutek przyciągania mas ołowianych i od dołu, i od góry szale wychodziły z równowagi. Liczba gramów, którą, w celu przywrócenia równowagi, dodatkowo obciążyć musiano jedną z szalek, była miarą przyciągania obu mas ołowiu na zawieszone kilogramy.

Jako ostateczny wynik dociekań (w połączeniu z wiadomym promieniem ziemi, pozwalającym porównać przyciąganie obu mas ołowiu z przyciąganiem ziemi) znaleziono, że masa, albo ciężar ziemi wynosi 5700 trylionów ton, czyli 5.5 razy więcej, niż ważyłaby masa wody objętości kuli ziemskiej. Zatem gęstość ziemi równa się 5.5.

Gęstość ziemi jest więc mniejsza, niż gęstość żelaza (7.5), lecz większa, niż gęstość najcięższych skał. Ponieważ przeciętna gęstość materiałów, z których składa się skorupa ziemska, stanowi zaledwie połowę średniej gęstości ziemi, więc stąd wynika, że w pobliżu środka ziemi materiały są stłoczone do gęstości, nie tylko znacznie przewyższającej gęstość żelaza, lecz prawdopodobnie zbliżonej nawet do gęstości ołowiu (11.4).

Fakt, że góry wywierają przyciąganie na pion, był znany jeszcze przed Cavendishem. Już około r. 1775 stwierdził to zjawisko Maskelyne na podstawie przyciągania góry Shehallien w Szkocji. Te t. zw. odchylenia pionu są dobrze znane geodezistom i astronomom. Powodują one dość znaczne błędy przy pomiarach na powierzchni ziemi, a błędy te są tem przykrzejsze, że z góry nie dają się przewidzieć, ani obliczyć.

Wahania szerokości geograficznych.

Wiemy, że ziemia wiruje dokoła osi przechodzącej przez jej środek i przecinającej powierzchnię ziemi w jej biegunach. Wyobraźmy sobie, że stoimy na samym biegunie ziemi, na którym zatknęliśmy chorągiewkę. Wirując, ziemia unosi nas dokoła cho-

ragiewki, którą obiegamy w ciągu 24 godzin. Obieg ten możemy zauważyć, obserwując ruch słońca i gwiazd, krążących w kierunku wprost przeciwnym po kołach równoległych do poziomu. Otóż t. zw. w a h a n i e s z e r o k o ś c i polega na następującem zjawisku: punkt, w którym oś ziemi przecina jej powierzchnię, nie jest stałym; punkt ten biegnie po pewnej zmiennej i nieprawidłowej krzywej, którą możnaby pomieścić w kole o średnicy około 20 metrów. Innemi słowy, gdybyśmy, stojąc na biegunie, mogli bezustannie, dzień po dniu, notować jego położenie, stwierdzilibyśmy, że biegun przesuwa się codziennie o kilka centymetrów, zakreślając z biegiem czasu pewną krzywą dokoła punktu środkowego, ku któremu krzywa ta się zbliża lub odeń oddala. Ten nieregularny obieg trwa przeciętnie 14 miesięcy.

Aby zrozumieć możliwość podobnego odkrycia, musimy rozważyć zwięźle jeden ze sposobów wyznaczania szerokości geograficznej. Jak wyżej podaliśmy, dla każdego dnia istnieją na powierzchni ziemi w pobliżu biegunów dwa przeciwległe punkty, które, połączone linią prostą, dają oś, dokoła której tego dnia ziemia się obraca. Jestto tak zw. o ś c h w i l o w a w i r o w a n i a. Szerokość geograficzna jakiegoś punktu na ziemi równa się kątowi, spełniającemu kąt, jaki tworzy linia pionu w danem miejscu z osią chwilową, dokoła której ziemia wiruje. Jeżeli kąt ten wynosi 30° , szerokość = 60° ; jeżeli 40° , szerokość = 50° i t. d. Otóż astronom każdego wieczora przy pomocy odpowiednich spostrzeżeń może wyznaczyć ten kąt i przez to szerokość geograficzną miejsca. Jeżeli położenie osi wirowania jest niezmienne, to i szerokości wyznaczane również powinnyby być niezmienn.

ne i odwrotnie: jeżeli szerokości geograficzne zmieniają się, położenie biegunów na powierzchni ziemi również musi być zmienne.

Przez długi czas spornem było zagadnienie, czy podobne zmiany, t. zw. wahania biegunów istotnie zachodzą. Już Euler wykazał był, że ziemia z przyczyny spłaszczenia posiada właściwie bieguny podwojone, i że niema konieczności, aby obie osie, przeprowadzone przez owe bieguny, t. j. oś główna i oś chwilowa wirowania, zlewały się w jedną. Dalej Euler dowiódł jeszcze, że gdyby ziemia była ciałem sztywnem i gdyby obie osie istniały oddzielnie, biegun chwilowy musiałby krążyć powoli dokoła bieguna głównego, obiegając go przybliżenie w ciągu 306 dni. Stąd zdawało się wynikać, że szerokości geograficzne, gdyby wogóle były zmienne, musiałby się wahać w okresie 306 dni, t. j. przybliżenie 10 miesięcy. We wszystkich dawnych spostrzeżeniach szukano śladów tego 10-miesięcznego okresu i wszelkie podejrzane zmiany, które nie odpowiadały okresowi teoretycznemu, zaliczano do kategorii błędów przypadkowych spostrzeżeń.

Jednakże mnożyły się z roku na rok wskazówki, że szerokości są istotnie zmienne. Nyrén z Pułkowa, porównyując własne pomiary wysokości gwiazdy biegunowej, znalazł zastanawiające różnice; w kilka lat później Küstner w Berlinie własnymi pomiarami wprost wykazał wahania szerokości. Wszelako zmiany nie powtarzały się w okresie 10-miesięcznym, i znów powstała wątpliwość, czy rzeczywiście powodowane są przemieszczaniem się osi wirowania ziemi.

Aby rozstrzygnąć wątpliwości, komitet do pomiarów ziemi w Potosdamie r. 1891 urządził specjalne obserwatorium na wyspach Hawajskich, pod południkiem przeciwległym względnie do Europy środkowej. Przeprowadzone tam pomiary wykryły również zmiany szerokości bieguna południowego ziemi; wahania tamtejsze były zgodne z wykazanymi jednocześnie w Niemczech, lecz miały kierunek wprost przeciwny. I to właśnie było decydującym dowodem, że przytoczone wahania szerokości pochodzą z istotnych wahań osi ziemskiej.

Dziś na podstawie badań Chandra wiemy, że okres wahań bieguna wynosi nie 10, lecz prawie 14 miesięcy. Różnica tłumaczy się tem, że okres Eulera stosuje się do ziemi bezwzględnie sztywnej. Zjawia się więc pytanie, jaki stopień sztywności posiadać musi ziemia, aby 10-miesięczny okres Eulera mógł zmienić się na okres 14-miesięczny. Poszukiwania teoretyczne wykazały, że gdyby ziemia składała się z materiałów równie sztywnych, jak najhartowniejsza stal, okres wahań przerosiłby nieco 14 miesięcy; stąd wnioskujemy, że kula ziemską w całej swej objętości musi być co najmniej równie sztywną, jak stal, lub nawet sztywniejsza.

Oprócz okresu 14-miesięcznego wahania bieguna mają jeszcze okres jednorooczny. Droga więc zakreślana przez biegun ziemski jest nader złożona i tymczasem nie daje się jeszcze przewidywać na przyszłość.

Geodezyi i astronomii tak dalece zależy na dokładnem poznaniu wahań bieguna, że komitet do pomiarów ziemi utworzył na półkuli północnej sześć stałych obserwatoryów, położonych pod jednaką mniej

więcej szerokością geograficzną i możliwie równomiernie rozmieszczonych, w celu gromadzenia spostrzeżeń. Trzy obserwatoria leżą w Ameryce, dwa w Azji, jedno w Europie. Na półkuli południowej również rozpoczęto obserwacje w powyżej wymienionym celu; założenie osobnych stacji biegunowych w tych okolicach ziemi jest również projektowane.

A t m o s f e r a z i e m i .

Pod względem astronomicznym, zarówno jak fizycznym, atmosfera jest nader ważną częścią składową ziemi. Jest niezbędna do utrzymania naszego życia, lecz zarazem jest największą przeszkodą, z jaką spotyka się astronom.

Atmosfera pochłania znaczną część przechodzącego przez nią światła, przez co barwa wszystkich przedmiotów jest nieco zmieniona, a oprócz tego przedmioty wydają się nieco przymglone, pomimo najpogodniejszego nieba.

Atmosfera powoduje załamanie światła; światło więc przebiega ją po nieco krzywej linii, z lekka wklęsłej w kierunku ku ziemi, zamiast biec po linii prostej ku oku obserwatora. Z tego wynika, że gwiazdy wydają się umieszczone nieco wyżej ponad poziomem, niż są w istocie. Tylko promień gwiazdy, idący wprost z zenitu, nie podlega temu z a ł a m a n i u , a l b o r e f r a k c y i .

Refrakcja wzrasta, w miarę jak ciało niebieskie oddala się od zenitu, a zbliża do poziomu; jeszcze pod 45 stopniem nad poziomem czyni łuk wynoszący jedną minutę, t. j. najmniejszy rozmiar, dający się odróżnić gołym okiem na niebie. W miarę jak przed-

miot zbliża się ku poziomowi, refrakcja wzrasta; pod 28 stopniem nad poziomem jest prawie dwa razy większą, niż pod 45 stopniem; na samym poziomie wynosi więcej, niż $\frac{1}{2}$ stopnia, czyli jest większa, niż średnica słońca lub księżyca. Gdy słońce na zachodzie dotyka dolnym brzegiem poziomu, w istocie jest już ukryte pod poziomem; widzimy je jedynie dzięki zjawisku refrakcji. Innem jeszcze zjawiskiem tegoż pochodzenia, również podczas zachodu, jest spłaszczenie obrazu słońca; wtedy jego średnica pionowa jest krótsza, niż pozioma, ponieważ promienie wychodzące z dolnej części słońca więcej się załamują, niż wychodzące z części jego górnej. Najłatwiej obserwować można to zjawisko na morzu.

Zachód słońca w przejrzystym powietrzu okolic podzwrotnikowych wywołuje wspaniałe zjawisko, u nas dostrzegalne tylko wyjątkowo z przyczyny mglistości atmosfery. Zjawisko, o którym mowa, polega na nierównomiernem załamaniu się promieni w atmosferze. Podobnie jak pryzmat, atmosfera rozszczepia promień na kolejne barwy: na czerwoną, żółtą, zieloną, niebieską i fioletową. Stąd, kiedy słońce zachodzi i ginie w morzu ostatni jego skrawek, rozszczepione barwy światła znikają również w tym samym porządku. Na dwie lub trzy sekundy przed zniknięciem skrawka słońca, ten zmienia dość nagle swą barwę pomarańczową na żółtą, i ostatni przebłysk słońca dosięga oka jako promień zielony lub niebieski.

4. Księżyc.

Księżyc jest, bez wątpienia, najwięcej znanym ciałem niebieskim; niektóre fakty, dotyczące jego biegu oraz zmian oświetlenia przez słońce, są ogólnie znane. Zatem w dalszym ciągu zakładamy, że czytelnikowi znany jest miesięczny obieg księżyca dookoła ziemi, jego postać kulista i okresowe zmiany światła, w zależności od położenia księżyca względem słońca.



Rys. 26. Stosunek rozmiarów ziemi do rozmiarów księżyca.

Różnymi sposobami przeprowadzone pomiary przekonały już starożytnych astronomów, że średnia odległość księżyca od środka ziemi wynosi 60 promieni ziemskich, czyli 384750 kilometrów. Tę odległość wyznaczyć można w różny sposób: albo przez pomiary bezpośrednie t. zw. paralaksy, o czym niezadługo powiemy, albo też przy pomocy obliczeń, wykazujących, jak daleko musi znajdować się księżyc, aby, krążąc w przestrzeni, mógł zakreślić dookoła ziemi drogę w tym czasie, w jakim istotnie ją odbywa. Droga księżyca jest eliptyczna, a więc jego

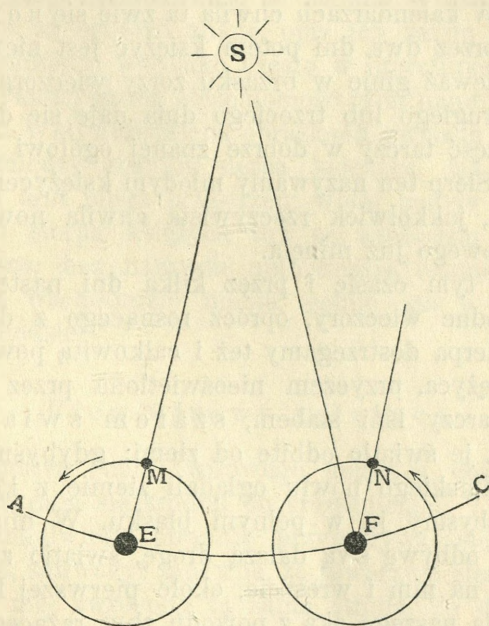
prawdziwa odległość od ziemi jest zmienna; czasem odległość ta jest o 21000 km. większa, czasem mniejsza, niż odległość średnia. Średnica księżyca przewyższa nieco czwartą część średnicy ziemi (rys. 26) i wynosi 3480 km. Najdokładniejsze pomiary nie zdołały wykryć w jego postaci najmniejszego odchylenia od formy kulistej, że pominiemy nierówności powierzchni.

Obieg księżyca i jego odmiany.

Księżyc towarzyszy ziemi w jej obiegu dokoła słońca. Ten podwójny ruch pozornie wydaje się nieco zawily, chociaż w istocie nie przedstawia trudności. Prosty przykład podwójnego ruchu podróżnika, pędzącego pociągiem i w tymże czasie przechadzającego się dokoła stołu w wagonie, rzecz tę dostatecznie wyjaśnia. Podróżnik okrążać może stół w stałej od niego odległości; bieg wagonu nie staje temu na przeszkodzie. W ten sam sposób ziemia pędzi po swej drodze, gdy tymczasem księżyc ustawicznie ją obiega w niewiele zmieniającej się, prawie stałej odległości.

Rzeczywisty obrót księżyca dokoła ziemi trwa 27 dni 8 godzin; wszelako okres czasu pomiędzy dwiema kolejnymi chwilami nowiu wynosi 29 dni 13 godzin. Różnicę powoduje bieg ziemi dokoła słońca. Na rys. 27 łuk AC przedstawia część drogi ziemskiej. W danej chwili ziemia znajduje się w punkcie E , księżyc zaś w punkcie M , między ziemią i słońcem. Po upływie 27 dni i 8 godzin ziemia przesunie się od punktu E do F ; w tym zaś czasie księżyc przebiegł już swą drogę (w kierunku strzałek) i do-

sięgnął punktu N . W chwili, kiedy linie EM i FN staną się równoległe, księżyc dokona całkowitego obiegu i znajdzie się na niebie w tym samym miejscu pomiędzy gwiazdami, w jakim był na początku. Lecz słońce w owej chwili znajdzie się już w kie-



Rys. 27. Droga księżycy dokoła ziemi i dokoła słońca.

runku FS , księżyc musi więc przebiec jeszcze pewną drogę, aby znaleźć się ponownie w prostolinijnym połączeniu ze słońcem i ziemią, t. j. w tym samym względem ziemi kierunku, co słońce. Na to potrzeba przeszło dwóch dni; stąd więc okres czasu pomiędzy dwoma kolejnymi nowiami przedłuża się do $29\frac{1}{2}$ dnia.

Odmiany, albo fazy księżyca zależą od jego położenia względem słońca. Księżyc jako ciało nieprzezroczyste, nie mając własnego światła, jest widzialny tylko wtedy, kiedy go słońce oświetla. Jeżeli stoi między nami i słońcem, ku nam jest zwrócona jego strona ciemna; widzieć go przeto nie możemy. W kalendarzach chwila ta zwie się *nowiem*; blisko przez dwa dni potem księżyc jest niewidoczny, ponieważ ginie w brzasku zorzy wieczornej. Dopiero drugiego lub trzeciego dnia daje się dostrzec mała część tarczy w dobrze znanej ogółowi postaci sierpa. Sierp ten nazywamy *młodym księżycem*, albo *nowiem*, jakkolwiek rzeczywista chwila nowiu kalendarzowego już minęła.

W tym czasie i przez kilka dni następnych, w pogodne wieczory, oprócz rosnącego z dnia na dzień sierpa dostrzegamy też i całkowitą powierzchnię księżyca, przyczem nieoświetlona przez słońce część tarczy lśni słabem, *szarem światłem*. Sprawia je światło odbite od ziemi; gdybyśmy podczas ziemskiego nowiu oglądali ziemię z księżyca, widzielibyśmy ją w pełnym blasku. W miarę jak księżyc odbywa swą dalszą drogę, światło ziemskie blednie na nim i wreszcie, około pierwszej kwadry, ginie dla naszego oka z powodu zbyt rażącego blasku oświetlonej części tarczy.

W siedem lub osiem dni po kalendarzowym nowiu księżyc jest w pierwszej kwadrze; widzimy wtedy oświetloną połowę zwróconej ku nam tarczy księżyca. Po upływie dwóch tygodni po nowiu księżyc znajduje się dokładnie naprzeciwko słońca, mamy *pełnię* i widzimy całą jego kulę w postaci jasnej, okrągłej tarczy. W tydzień potem

przypada ostatnia kwadra; wówczas jest widoczna lewa połowa pozornej tarczy. Oświetlona część co raz się zmniejsza, aż do ponownej chwili nowiu. Proste zastanowienie pokaże, że rosnący sierp księżycyca może być widzialny jedynie z wieczora, malejący jedynie nad ranem.

Z góry zakładaliśmy, że zmiany w oświetleniu księżycyca są ogółowi znane, opis ich zatem mógłby być pominięty; wszelako często w literaturze i sztuce spotykamy grubą nieznamość tych najprostszyc zjawisk. Widywaliśmy na obrazkach gwiazdę utkwioną pomiędzy rogami sierpa księżycyca, jak gdyby istniała tam pusta przestrzeń; wielu poetów opisuje wschód sierpa księżycyca tuż po zachodzie słońca, a malarze bez namysłu umieszczają rosnący księżyc na wschodniem niebie, pełnię zaś o zmroku na zachodzie!

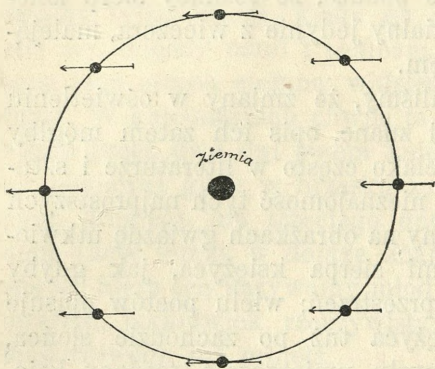
Bieg wirowy księżycyca.

Sprawa ruchu wirowego księżycyca dokoła osi wielu wydaje się trudną do zrozumienia.

Ktokolwiek starannie przypatrywał się tarczy księżycyca, zauważył zapewne, że towarzyszy ziemi stałe jest ku niej zwrócony tą samą stroną. To dowodzi, że księżyc wiruje dokoła swej osi dokładnie w tymże czasie, w jakim dokonywa obrotu dokoła ziemi.

Na pierwszy rzut oka zdawałoby się, że księżyc zgoła nie wiruje. Istota rzeczy polega na nieporozumieniu, na różnym sposobie pojmwania ruchu. Fizyk powiada, że ciało nie posiada ruchu wirowego, jeżeli pręt, przeprowadzony przez to ciało w jakimkolwiek bądź kierunku, nie zmienia swego położenia

w przestrzeni, nawet kiedy ciało jest w ruchu. Gdyby księżyc nie wirował dokoła swej osi, pręt przezeń przeprowadzony zachowałby swój właściwy kierunek podczas całkowitego obiegu dokoła ziemi i w różnych punktach drogi przedstawiałby się, jak na rys. 28. Lecz z rysunku tego wnioskujemy, że w takim razie musieli-



Rys. 28. Ciało nie wirujące podczas biegu dokoła ziemi.

byśmy oglądać kolejno wszystkie okolice po-

wierzchni księżyca. Skoro tak nie jest, i księżyc trwale zwraca ku nam tę samą stronę, więc musi on bezwarunkowo podczas jednego obiegu dokoła ziemi obrócić się również raz jeden dokoła swej osi.

Powierzchnia księżyca.

Obserwując księżyc gołym okiem, widzimy na jego powierzchni miejsca jaśniejsze i ciemniejsze. Miejsca ciemniejsze są tak rozmieszczone, że całość wykazuje niejaki podobieństwo do twarzy ludzkiej, przyczem nos i oczy najlepiej się uwydatniają. Stąd wszystkie ludy mają swoje podania o „człowieku na księżycu“. Najmniejsza wszelako luneta rozwiewa to podobieństwo i ukazuje na powierzchni mnóstwo

szczegółów, których liczba statecznie wzrasta, w miarę jak używamy silniejszych narzędzi.

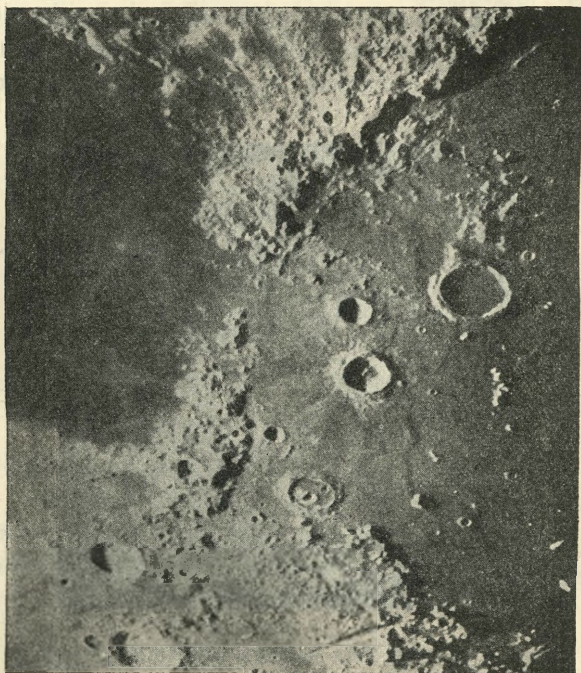
Najbardziej charakterystyczną właściwością powierzchni księżyca są jej wzniesienia i zagłębienia. Najdogodniej obserwować je można około epoki pierwszej kwadry, wówczas bowiem wzniesienia rzucają cienie, nadając obrazowi wygląd nader plastyczny



Rys. 30. Księżyc w pełni.

(por. Rys. 29). Podczas pełni niepodobna wyraźnie rozróżnić istotnych kształtów, gdyż promienie słońca, padające wówczas pionowo, nie wywołują cieni (Rys. 30). Owe wyniosłości i zagłębienia zwane są zwykle górami i dolinami; różnią się wszelako swoim kształtem od gór ziemskich. Natomiast rzuca się w oczy duże podobieństwo do kraterów naszych wulkanów.

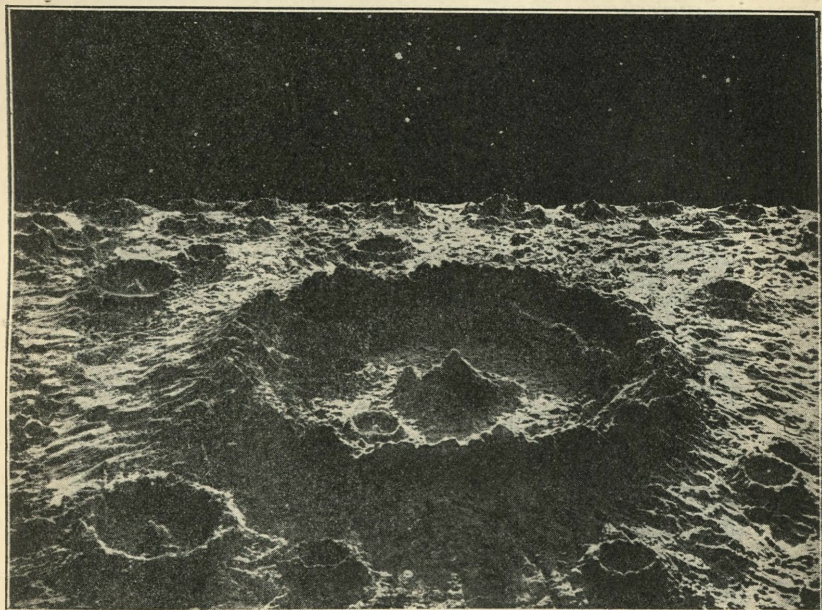
Najczęstszym kształtem gór księżycowych jest okrągły wał, o średnicy wielu kilometrów. Wnętrze krateru ma kształt czaszy z płaskim dnem; ze środka



Rys. 31. Apeniny i pierścienie Archimedes, Aristillus i Antocyllusa w Mare Imbrium.

dna wznosi się często niewielki stożek, a nawet nie-raz cała grupa gór. Z czego składają się doliny i góry, niepodobna określić; mogą to być jednolite utwory skaliste, mogą być również zwały kamieni. Przez najpotężniejszą lunetę niepodobna rozróżnić na

księżycu przedmiotów, mających w średnicy mniej, niż 30 metrów, stąd szczegóły o drobnych rozmiarach nastęrczają wiele wątpliwości. Wyznaczanie wysokości gór księżycowych i pomiar średnic jego kraterów nie przedstawia dla astronomów trudności. Do



Rys. 32. Typ góry pierścieniowej na księżycu.

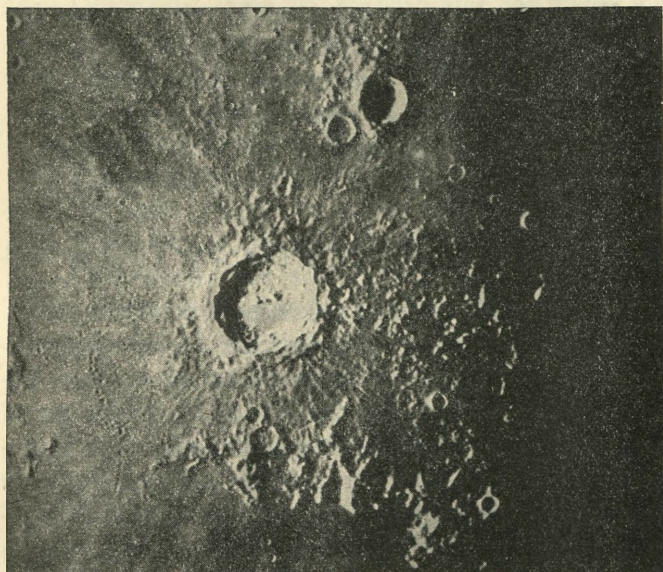
wyznaczania wysokości gór używa się pomiarów cieni poszczególnych szczytów. Znając odległość księżyca od ziemi, rezultaty pomiarów łatwo wyrazić w kilometrach i metrach; porównywając zaś otrzymaną stąd długość z położeniem słońca nad wymierzonym wierzchołkiem góry, za pomocą elementar-

nych zasad trygonometrii obliczyć można wysokość góry nad poziomem otaczającej ją przestrzeni. Wiemy więc dokładnie, że znaczna część licznych szczytów górskich księżyca sięga 7 do 8 tysięcy metrów ponad średnią powierzchnię księżyca, kraterzy zaś o średnicy 100 do 200 kilometrów nie należą do wyjątków.

Pierwsi obserwatorowie, używający lunet, przypuszczali, że ciemniejsze okolice są morzami, jaśniejsze lądami. Poszczególnym morzom ponadawano nazwy, a więc Morze burzliwe (*Mare Procellarum*), Morze pogodne (*Mare Serenitatis*) i t. d. Nazwy te, zresztą nader fantastyczne, a zwłaszcza najzupełniej dowolne, utrzymano do oznaczania ciemniejszych okolic na powierzchni księżyca. Po ulepszeniu lunet rychło zrozumiano, że powierzchnie przepełnione nierównościami nie mogą być morzami. Różnica w wyglądzie, przy obserwacji okiem nieuzbrojonym, jest uwarunkowana właściwością materiałów na powierzchni księżyca, dających różne odcienie, ciemniejszy i jaśniejszy; rozkład tych odcieni jest nader interesujący.

Do osobliwości na powierzchni księżyca należą długie smugi (Rys. 29, 30 i 33), jak gdyby promieniujące dokoła niektórych kraterów; widać je przez najłabsze lunety, a dobry wzrok nawet wprost odróżnić je może. Tak, na północnej części półkuli promieniuje olbrzymia góra pierścieniowa *Tycho*; od niej rozchodzi się mnóstwo smug we wszystkich kierunkach po liniach prostych, przez góry i doliny. Sprawia to wrażenie, jak gdyby skorupa księżyca w tem miejscu była popekana i szczeliny wypełniły się następnie białą, płynną masą.

Niemniej zadziwiające są rysy, albo brózd, głębokie szczeliny o szerokości wielu kilometrów. W ostatnich paru dziesiątkach lat wykryto mnóstwo tych utworów. Możliwą jest rzeczą, że brózd powstały wskutek działania promieni słonecznych; moż-



Rys. 33. Pierścień Kopernika na księżycu.

liwym jest również, że są to ślady działalności sił wewnętrznych, przypominających działalność wulkanów na ziemi.

Można różnie zapatrywać się na te sprawy, niepodobna wszelako odrzucić pogląd, że księżyc był niegdyś siedliskiem silnej działalności wulkanicznej. Różnorodny wygląd kształtów górskich księżyca jawnie

wskazuje na różne fazy w rozwoju towarzysza ziemi: pośrodku wielkich, częściowo z biegiem wieków rozpadłych gór pierścieniowych widzimy niewielkie kraterzyki jak gdyby nowszej formacji oraz brzozy i smugi promieniste, przecinające w różnych kierunkach stare górskie formacje. Przed 100 laty przypuszczał był Herschel, że na księżycu jeszcze obecnie istnieje czynny wulkan, gdyż na ciemnym tle tarczy niebawem po nowiu dostrzegał nader rozjaśniony krater. Dziś wiemy, że jestto odbicie światła ziemi od wyjątkowo jasnego punktu powierzchni księżycy, mianowicie od pierścienia Aristarcha.

Czy jest powietrze i woda na księżycu?

Pytanie, czy na księżycu istnieje powietrze i woda, należy do najważniejszych. Dziś nauka odpowiada na nie przecząco. Zaprzeczenia nie należy bynajmniej rozumieć w ten sposób, że na powierzchni towarzysza ziemi niema bezwzględnie ani kropli wilgoci, ani śladu powietrza; powiedzieć tylko możemy, że atmosfera księżycy, jeżeli wogóle istnieje, jest do tego stopnia rozrzedzona, że niepodobna wykryć jej obecności. Gdyby atmosfera księżycy miała choćby setną część gęstości atmosfery ziemskiej, obecność jej wykrylibyśmy, obserwując załamywanie się światła gwiazd, kiedy te znajdują się na skraju księżycy; tymczasem w podobnych przypadkach t. zw. zakrycia gwiazd przez księżyc nie spostrzeżono dotychczas ani śladu refrakcyi. Jeżeli na księżycu jest woda, musi ona być ukryta w niedostrzegalnych szczelinach powierzchni lub w jego wnętrzu. W przeciwnym razie, parując pod działaniem promieni słońca,

musiałaby utworzyć coś w rodzaju mgły lub atmosfery z pary; widywalibyśmy zatem opary lub obłoki, przyćmiewające tu i owdzie powierzchnię.

Powyższe rozważanie prowadzi wprost do innego pytania, mianowicie, do pytania, czy istnieją mieszkańcy księżyca. Życie, w tym zakresie, co na naszej planecie, wymaga co najmniej obecności wody, a w wyższych stopniach rozwoju świata roślinnego i zwierzęcego także i powietrza. Widzimy więc, że życie w tej postaci, jak je rozumiemy na ziemi, na księżycu istnieć nie może.

Zupełny brak powietrza i wody stwarza na księżycu warunki, o których tu, na ziemi, nie mamy pojęcia. Dotychczasowe, nader starannie przeprowadzone spostrzeżenia nie zdołały wykryć najmniejszych zmian na księżycu. Kamień na powierzchni ziemi jest wystawiony na zmiany pogody i z biegiem czasu wietrzeje pod łącznym działaniem wody i powietrza. Na księżycu niema zmian pogody, i kamień wieki leżeć może na tem samym miejscu, nietknięty przez wpływy zewnętrzne.

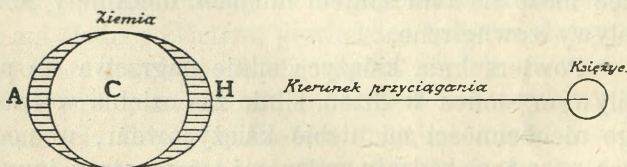
Powierzchnia księżyca silnie nagrzewa się pod wpływem słońca w dzień, silnie zaś oziębia w czasie jego nieobecności na niebie księżycowym, w nocy. Lecz, poza tego rodzaju zmianami temperatury, innych zmian, o ile wiemy, niema. Brak zmian w atmosferze, wieczysty spokój — oto cechy charakterystyczne naszego księżyca..

Przypływy i odpływy.

Ktokolwiek był nad brzegiem oceanu, musiał zauważyć wznoszenie się i spadek poziomu wody,

zwane przyływem i odpływem. Zjawisko dzień w dzień opóźnia się o trzy kwadransy i jest w związku oczywistym z biegiem księżyca; jeżeli dziś jest przyływ, księżyc zaś zajmuje pewne określone położenie na niebie, to następnie, zawsze również będzie przyływ, ilekroć księżyc po upływie dnia, miesiąca lub roku znajdzie się w pobliżu tegoż miejsca na niebie. Stąd wynika, że t. zw. przyływy i odpływy są powodowane przez przyciąganie, wywierane przez księżyc na masy wód oceanicznych.

Łatwo zrozumieć, że księżyc może przyciągać wodę z tej części powierzchni ziemi, ku której jest zwrócony; natomiast wszystkim, nie obznajmionym z teorią, nader trudnem wydaje się do zrozumienia zjawisko, że każdej doby zjawiają się dwa przyływy (co 12 godzin), jeden na stronie ziemi, zwróconej ku księżycowi, drugi jednocześnie na stronie przeciwległej, odwróconej od księżyca. Zjawisko pochodzi stąd, że księżyc przyciąga nie tylko wodę, lecz



Rys. 34. Powstawanie przyływu i odpływu.

i samą ziemię. Zgodnie z prawem powszechnego ciążenia, przyciąganie jest w stosunku odwrotnym do kwadratu z odległości, księżyc więc tę część ziemi i oceanu, która leży doń najbliżej, przyciąga silniej, aniżeli sam środek ziemi; ten znów silniej jest przyciągany, aniżeli dalej położone okolice ziemi.

Na rys. 34 punkty, o których mowa, są oznaczone przez H , C i A . Ponieważ księżyc silniej przyciąga punkt C , niż punkt A , odciąga więc C od A i powiększa odległość między C i A . W tymże czasie przyciąga punkt H więcej, niż punkt C , co znów sprawia, że odległość między H i C wzrasta. Gdyby ziemia była całkowicie płynną, przyciąganie księżyca rozciągnęłoby ją, nadając jej kształt elipsoidy, której oś dłuższa byłaby skierowana ku księżycowi. Lecz ziemia jest ciałem stałym, i przyciąganie nie może wyraźnie zmieniać jej kształtu; natomiast łatwo poddają się wpływowi przyciągania płynne części skorupy ziemskiej—oceany. Ocean więc istotnie przybiera kształt eliptyczny, co daje w s o k i stan wody po obu końcach większej osi elipsoidy, stan zaś m a ł y pośrodku.

Z powyższego określenia możnaby wywnioskować, że stan wysoki powinien następować zawsze, kiedy księżyc jest w południku. Tak jednak nie bywa, bo wielkie lądy tamują bieg wody. W rzeczy samej, gdy fala spotka ląd, to, w zależności od jego linii brzegowej, musi go obiegać w jedną i drugą stronę, co wymaga dość znacznego czasu. Stąd powstają zadziwiające nieraz nieprawidłowości co do chwili przyptywu w różnych punktach ziemi; epoka przyptywu dla danego miejsca (t. zw. ustalenie portu) jest zatem trudna do przewidzenia na drodze rachunkowej.

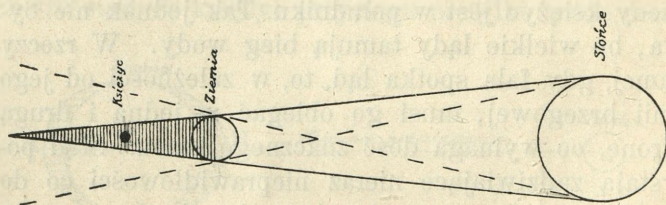
I słońce powoduje przyptywy, podobnie jak księżyc; wysokość tego przyptywu jest wszelako znacznie mniejsza. Podczas pełni i nowiu oba ciała niebieskie łączą swe oddziaływanie i powodują najsilniejsze przyptywy, dobrze znane mieszkańcom wy-

brzeży oceanu. Na kwadrach oddziaływanie słońca jest wprost przeciwne oddziaływaniu księżyca; stąd przyływ jest o tym czasie wogóle mniejszy.

5. Zaćmienia księżyca.

Czytelnik wie, bez wątpienia, że zaćmienie księżyca powstaje wówczas, kiedy ciało to wchodzi w cień, rzucany przez ziemię; zaćmienie zaś słońca powoduje księżyc, kiedy stanie między nami a słońcem, zakrywając ostatnie. Po tem założeniu zajmujemy się interesującymi właściwościami obu zjawisk i zarazem prawami, według których zaćmienia ponawiają się.

Najpierw możnaby postawić pytanie, dlaczego zaćmienie księżyca nie zjawia się podczas każdej peł-



Rys. 35. Księżyc w cieniu ziemi podczas całkowitego zaćmienia księżyca.

ni. Wszak cień ziemi jest wówczas odrzucony właśnie w kierunku odpowiednim. Otóż księżyc mija zazwyczaj ów cień, przechodząc powyżej lub poniżej cienia, i zaćmienie powstać nie może. Przyczyną tego jest pewne niewielkie pochylenie drogi księżyca,

wynoszące około 5 stopni, do płaszczyzny ekliptyki, t. j. do drogi ziemi wokół słońca, a w płaszczyźnie tej leży cień kuli ziemskiej. Załóżmy, jak to uczyniliśmy poprzednio, że ekliptyka w jakikolwiek sposób jest narysowana na niebie, i że podobnie jest narysowana droga księżyca z całego miesięcznego obiegu. Znaleźlibyśmy wtedy, że droga księżyca pod niewielkim kątem 5 stopni przecina pozorną drogę słońca, ekliptykę, w dwóch wprost przeciwległych punktach, zwanych węzłami. W jednym z węzłów księżyc przechodzi od dołu, t. j. od strony południowej ekliptyki na stronę północną; jestto węzeł wstępujący. Po stronie wprost przeciwnej księżyc przekracza ekliptykę od północy na południe, a odpowiedni punkt zwie się węzłem zstępującym.

W punktach leżących w pół drogi między węzłami środek księżyca przypada na 33000 kilometrów, t. j. prawie na $\frac{1}{12}$ części jego odległości od ziemi, ponad ekliptyką. Ponieważ słońce jest większe, niż ziemia, więc cień ziemi musi mieć postać stożka, którego średnica jest co raz mniejsza, w miarę oddalenia od ziemi. W odległości, w jakiej znajduje się księżyc, średnica cienia ziemi wynosi przybliżenie $\frac{3}{4}$ średnicy ziemskiej, w okrągłych liczbach 10000 kilometrów. Środek cienia zawsze leży w płaszczyźnie ekliptyki, więc granice cienia zalegają po obu stronach, powyżej i poniżej, po 5000 kilometrów. Wskutek tego księżyc tylko wtedy wchodzi w cień ziemi, kiedy podczas pełni odległość jego od ekliptyki nie przekracza 5000 kilometrów. Zdarzyć się to może jedynie wówczas, kiedy księżyc znajduje się w pobliżu węzłów.

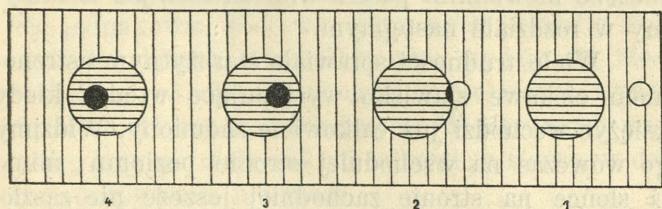
Zalóżmy, że węzły także są zaznaczone na niebie; w jednym punkcie ekliptyki jest węzeł wstępujący, w drugim, przeciwległym, zstępujący. W okresie rocznym słońce przechodzić będzie przez oba te punkty. Skoro słońce znajdzie się w jednym węźle, cień ziemi przejdzie przez drugi. Tylko w tym czasie, nieco wcześniej i nieco później, mogą powstawać zaćmienia i słońca, i księżyca. Pory te można zatem nazwać okresami zaćmień. Trwają one około miesiąca; innemi słowy, okres zaćmień zaczyna się z chwilą, kiedy słońce dostatecznie się zbliży do jednego z węzłów, aby mogło nastąpić zaćmienie, kończy zaś, kiedy słońce odpowiednio oddali się od węzła.

Gdyby węzły trwale zachowywały swe miejsca na ekliptyce, okresy zaćmień byłyby trwałe. Lecz wskutek przyciągania, wywieranego przez słońce na ziemię i księżyc, położenie węzłów ustawicznie się zmienia, przytem w kierunku odwrotnym do kierunku biegu obydwuch ciał. Każdy węzeł wykonywa całkowity obrót po sklepieniu nieba w ciągu 18 lat i 7 miesięcy; stąd też w ciągu tego okresu zaćmienia przesuwiają się przez wszystkie miesiące roku. Przeciętnie występują co rok o 19 dni wcześniej, niż w roku poprzednim. Tak w r. 1910 okresy zaćmień przypadają na maj i listopad; w r. 1912 przypadają na kwiecień i październik.

Jeżeli księżyc jest całkowicie zanurzony w cieniu ziemi, zaćmienie zwie się całkowitem; jeżeli jest zaćmiona tylko część księżyca, nazywa się częściowem. Naogół bywają 2 lub 3 zaćmienia rocznie, z tych co najmniej jedno całkowite.

Przebieg zaćmienia księżyca.

Obserwując zaćmienie od samego początku, spostrzegamy przede wszystkim, że wschodni brzeg księżyca staje się mniej jasnym. Tego rodzaju lekkie przyćmienie jest spowodowane przez półcień zie-



Rys. 36. Przejście księżyca przez cień ziemi podczas całkowitego zaćmienia księżyca.

mi, stopniowo przechodzący w pełny cień części środkowej, w której księżyc zanurza się wreszcie zupełnie przy zaćmieniu całkowitem. Wszelako przyglądając się bacznie, zauważymy, że zacieniona część księżyca nie jest całkowicie niedostrzegalna, owszem, lśni słabym światłem. Podczas całkowitego zaćmienia blask tarczy jest zazwyczaj dość wyraźny, ponieważ nie jest przyćmiony blaskiem lśniącej części księżyca, jak podczas zaćmienia częściowego. Lśnienie to barwą ciemno-czerwonawą pochodzi, jak wiadomo, od załamania promieni słońca w atmosferze ziemskiej. Promienie bowiem, które jak gdyby ślizgają się po powierzchni ziemi lub przebiegają w jej pobliżu, wyginają się przez wpływ refrakcji i załamane biegną w kierunku do cienia. Barwa czerwona pochodzi z tej samej przyczyny, dla której czerwonym bywa słońce podczas zachodu: atmosfera ziem-

ska pochłania (absorbuje) promienie zielone i niebieskie, przepuszcza zaś czerwone.

Zaćmienie księżyca może być oglądane w jednej i tej samej chwili na całej przestrzeni ziemi, ponad którą znajduje się księżyc, gdy tymczasem zaćmienie słońca, zwłaszcza całkowite, jest ograniczone niewielkim pasem widzialności, jak zobaczymy w rozdziale następnym.

Wiele trudności sprawiało starożytnym astronomom ciekawe zjawisko występujące wtedy, kiedy księżyc wschodzi już całkowicie zaćmiony. Widzimy go wówczas na wschodniej stronie poziomu, mimo iż słońce na stronie zachodniej jeszcze nie zaszło. Księżyc jest więc zaćmiony, jakkolwiek pozornie znajduje się jeszcze w obrębie promieni słonecznych. Powód tego dziwnego zjawiska polega również na łamliwości promieni w atmosferze ziemskiej, na łamliwości, która sprawia, iż słońce i księżyc pojawiają się nad poziomem, kiedy w rzeczywistości pod nim się znajdują.

6. Zaćmienia słońca.

Gdyby księżyc odbywał swą drogę dokładnie w płaszczyźnie ekliptyki, zakrywałby słońce, czyli wywoływałby zaćmienie słońca podczas każdego nowiu. Wszelako wskutek pochylenia drogi księżyca zjawisko zaćmienia zajść może jedynie, kiedy słońce znajduje się w bliskości jednego z węzłów księżyca. Kiedy to następuje i jeżeli przytem znajdujemy się w odpowiedniej okolicy ziemi, widzimy zaćmienie.

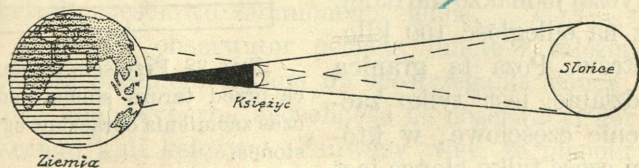
W powyższych sprzyjających warunkach księżyc

może zasłonić słońce bądź całkowicie, bądź częściowo; zależy to od względnych rozmiarów obu ciał niebieskich, nie zaś od rozmiarów istotnych.

Wiemy, że średnica słońca prawie 400 razy jest większa, niż średnica księżyca, przyczem słońce jest prawie 400 razy dalej położone, niż księżyc. Stąd też pozorna wielkość obu ciał jest dla naszego oka prawie jednakowa. Wskutek eliptycznego kształtu dróg ziemi i księżyca czasami księżyc wydaje się nieco większym od słońca, czasami znów słońce wydaje się nieco większym od księżyca. W pierwszym przypadku księżyc może zakryć całkowicie słońce, w drugim, oczywiście, nie może.

O różnicy pomiędzy obu zjawiskami, zaćmieniem słońca a księżycem, mówiliśmy poprzednio; zaćmienie księżyca jest, mianowicie, wszędzie jednako widzialne, gdy tymczasem widzialność zaćmienia słońca jest zależna od miejsca obserwatora na powierzchni ziemi.

Aby widzieć pokrycie centralne słońca przez księżyc, zwane **z a ć m i e n i e m c e n t r a l n e m**, obserwator musi znajdować się w miejscu, przez które

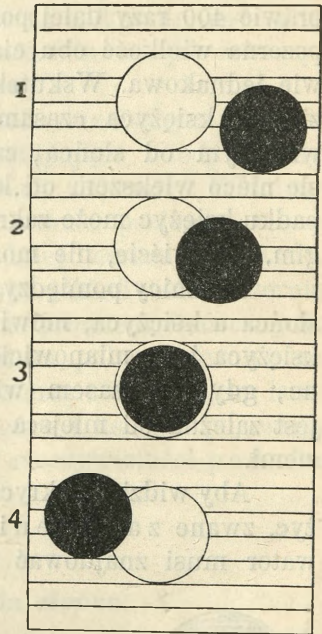


Rys. 37. Całkowite zaćmienie słońca.

przebiega linia, łącząca środki obu ciał. Jeżeli, dalej, pozorna wielkość księżyca jest większa, niż pozorna wielkość słońca, księżyc całkowicie zakrywa słońce,

i mamy całkowite zaćmienie słońca (rys. 37); przeciwnie, jeżeli słońce wydaje się większe, niż księżyc, obraz zaćmienia centralnego przedstawia się w postaci wąskiej jasnej obwódki, otaczającej ciemne ciało księżyca. Jestto zaćmienie słońca obrączkowe (rys. 38).

Linia, łącząca środki słońca i księżyca podczas zaćmienia, przesuwa się po części powierzchni ziemi, i droga tej linii może być z góry przewidziana i narysowana na mapie. Takie mapy zaćmienia centralnego są podawane w kalendarzach astronomicznych. Zaćmienie centralne, obrączkowe lub całkowite, może nastąpić po obu stronach linii centralnej, zazwyczaj jednakże nie dalej, niż na odległość 100 kilometrów. Poza tą granicą widzialne jest tylko zaćmienie częściowe, w którym część tylko słońca jest zakryta. We wszystkich miejscowościach, odległych od linii centralnej o 30 lub 40 stopni, zaćmienie wogóle jest niewidzialne.



Rys. 38. Przejście księżyca przed tarczą słońca podczas zaćmienia obrączkowego słońca.

Przebieg całkowitego zaćmienia słońca.

Zaćmienie całkowite słońca jest jednym z najwspanialszych zjawisk przyrody. Aby dobrze je zaobserwować należy zająć stanowisko na wzniesieniu, dającym możliwie rozległy widnokrąg, zwłaszcza od strony zachodniej, z której następować będzie cień księżyca. Pierwsze ślady czegoś niezwykłego pojawiają się nie w powietrzu, ani na ziemi, lecz na samym słońcu. W chwili przewidzianej obliczeniami na zachodnim brzegu tarczy pojawia się niewielka szczyrba; powoli szczyrba powiększa się, rozrasta, jak gdyby pochłaniając tarczę słoneczną; po pewnym czasie widzimy już tylko wązki sierp słońca (por. rys. 38). Nic dziwnego, że wszystkie ludy nieoświecone, obserwując podobne powolne zmniejszanie się tarczy, przypuszczały i dziś jeszcze przypuszczają, że to smok pożera słońce w chwili zaćmienia.

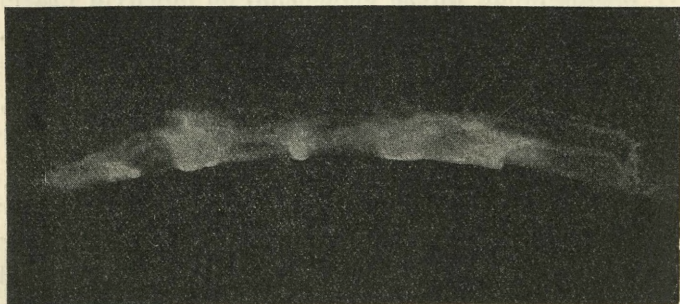
Zjawisko daje się obserwować nawet bez pomocy szkła zaciemnionego; wystarczy w tym celu stanąć pod drzewem, przez którego liście przechodzą promienie słońca ku ziemi. Małe obrazy słońca, odbijające się tu i owdzie na ziemi, mają wówczas kształt częściowo zaćmionego słońca.

Jeżeli obserwator posiada lunetę z założonem w niej ciemnem szkłem do spostrzegania słońca, będzie miał wyborną sposobność do obserwacji gór na krańcu kuli księżyca. Zauważy więc, że niepokryty brzeg słońca posiada zwykłe swe zarysy zaokrągłone i gładkie, lecz wewnątrz sierpa brzeg, utworzony przez powierzchnię księżyca, jest nierówny i ząbiony.

Na chwilę przed zniknięciem sierpa, góry księ-

życa dochodzą do samego brzegu słońca, z którego tarczy pozostaje wówczas jedynie jak gdyby szereg świecących punkcików, przeświecających pomiędzy wzniesieniami na zazębionym brzegu tarczy księżyca. Zjawisko to da się porównać z nanizanami na sznur perełkami; trwa ono 2 do 3 sekund, poczem znika.

Teraz następuje właściwe **z a ć m i e n i e c a ł k o w i t e**, najwspanialsza chwila zjawiska. Niebo czyste, słońce na niebie, a jednak go nie widać. Gdzie poprzednio lśniło słońce, tkwi teraz w przestrzeni ponuro-czarna tarcza księżyca.



Rys. 39. Wysoki słoneczne według fotografii podczas całkowitego zaćmienia słońca w Souk-Ahras z dnia 30. VIII. 1905.

Wszystkie szczegóły okolicy słońca, przyćmione zazwyczaj jego promieniami, odbitymi od atmosfery ziemskiej, i przez to niewidoczne, występują teraz z zadziwiającą wyrazistością. Najbardziej na zewnątrz położona część atmosfery słońca, **k o r o n a**, o której już wzmiankowaliśmy, otacza krąg księżyca w postaci lśniącej aureoli, a baczniej przyjrząwszy się zjawisku, dostrzegamy zazwyczaj na brzegach księ-

życa wyskoki, czyli protuberancje, owe czerwono zabarwione, o fantastycznych kształtach, świecące masy wodoru, o których również poprzednio wspominaliśmy (rys. 39).

Jeżeli podczas całkowitego zaćmienia słońca nie mamy zamiaru studyowania szczegółów i zadowolamy się jedynie podziwianiem zjawiska, użycie większych lunet jest niewłaściwe. Najlepiej obserwować przy pomocy zwykłej lornetki teatralnej, lunety polowej, lub podobnego rodzaju narzędzia, które przy małym powiększeniu pozwala widzieć całą okolicę słońca.

Zaćmienia w starożytności.

Rzecz zastanawiająca, że ludy starożytne, jakkolwiek miały niejaki pojęcie o prawie powrotu zaćmień, niewiele o tem zjawisku pozostawiły wzmianek w zabytkach piśmiennictwa. Starożytne kroniki chińskie niejednokrotnie wspominają, że w tym lub owym czasie, w jakiejś tam miejscowości państwa niebieskiego było zaćmienie słońca. Szczegółami wszelako zjawiska nie zajmowano się zgoła, co jest tem przykrzejsze, że wzmianki dotyczą nader odległych wieków i mogłyby dostarczyć cennych wskazówek o biegu słońca i księżyca. Przed niedawnym czasem z tabliczek asyryjskich zdołano odcyfrować notatki o zaćmieniu słońca w Niniwie; dziś nasze tablice astronomiczne wskazują, że wzmianka ta stosuje się zapewne do zaćmienia z dnia 15 czerwca 763 r. przed nar. Chr., kiedy cień księżyca przebiegł w odległości około 150 kilometrów na północ od miasta Niniwy.

Z innych zaćmień najwięcej znane jest t. zw.

zaćmienie Talesa z Miletu. Przeszło ono do historii za pośrednictwem wzmianki Herodota, że podczas bitwy pomiędzy Lydyjczykami i Medami dzień raptownie zmienił się na noc. Oba wojska zaprzestały boju i zawarły pokój. Ważną jest uwaga, że Tales miał być przewidzieć zjawisko, a nawet jakoby wskazał dzień, w którym wystąpi. Nasze tablice astronomiczne mówią, że podanie dotyczy zaćmienia z r. 585 przed Chr., które zaszło podczas bitwy nad rzeką Halys. Wszelako ściśle obliczenia wskazują, że cień księżyca nie mógł dobiec pola bitwy przed zachodem słońca. W danym przypadku zachodzi więc, oczywiście, jakieś niewyjaśnione jeszcze dotąd nieporozumienie.

Przewidywanie zaćmień.

Tales, przewidując zaćmienie z r. 585 przed Chr., opierał się, oczywiście, nie na bezpośrednich obliczeniach, lecz na zadziwiającem prawie powrotów zaćmień wogóle, które już wówczas oddawna było znane. Podstawą tego prawa jest fakt, że słońce i księżyc po upływie 6585 dni i 8 godzin, czyli, w liczbach zaokrąglonych, po upływie 18 lat i 11 dni, zajmują na niebie prawie to samo stanowisko w stosunku do węzłów i punktu najbliższego ziemi do drogi księżyca. W tym okresie czasu, zwanym słowem chaldejskiem *saros*, powtarzają się wszystkie zaćmienia.

Wszelako powtarzające się w ten sposób zaćmienia nie są widzialne w tych samych miejscowościach ziemi, ponieważ okres *saros* zawiera nie całkowitą liczbę dni, lecz z dodatkiem jeszcze ośmiu godzin.

W ciągu owych ośmiu godzin ziemia dokonywa trzeciej części obrotu dokoła swej osi; po upływie więc całego okresu inne okolice jej powierzchni znajdują się pod cieniem księżyca. Każde nowe zaćmienie, po upływie okresu *s a r o s*, pada na okolicę, położoną o $\frac{1}{3}$ okręgu ziemi, czyli o 120 stopni dalej na wschód względnie do miejsca poprzednio objętego zaćmieniem. Po upływie 3 cyklów *s a r o s*, t. j. dokładnie po upływie 19756 dni, albo 54 lat i 34 dni, zaćmienia powracają do tych samych dzielnic ziemi. Lecz w tym czasie bieg księżyca o tyle się zmienia, że jego cień przebiega nieco na północ lub nieco na południe od dzielnicy, w której poprzednio zaćmienie było widzialne. Przez jedno i to samo miejsce ziemi cień księżyca przechodzi zatem nader rzadko, przeciętnie w okresach czasu obejmujących mniej więcej dwieście lat. Z zaćmień całkowitych najbliższych lat dwudziestu w Europie będą widzialne jedynie zaćmienia 17 kwietnia 1912 r., 21 sierpnia 1914 r. i 29 czerwca 1927 r.

W cyklu *s a r o s* istnieją dwa szeregi zaćmień, wyróżniające się niezwykłą długością fazy całkowitego pokrycia. Do jednego z tych szeregów należy pamiętne zaćmienie z r. 1868. Podobne zaćmienie ponowiło się w r. 1886 i 1904. Niestety, w obu przypadkach cień księżyca przebiegł ponad oceanami Atlantyckim i Spokojnym, i zjawisko nie mogło być wyzyskane pod względem naukowym. Takież zaćmienie ponowi się dopiero dnia 1 września 1922 roku ponad północną Australią, i faza całkowitości trwać będzie 4 minuty.

Do drugiego szeregu, jeszcze więcej interesującego, należą zaćmienia z dnia 7 maja 1883 roku i z dnia 18 maja 1901 roku. W ciągu następnych ponowień

tegoż zjawiska przez całe bieżące stulecie faza całkowitości będzie co raz dłuższą o pewną liczbę sekund. W 1937, 1955 i 1973 r. faza całkowitości trwać będzie dłużej, niż 7 minut; zjawiska będą zatem świetniejsze, niż w ubiegłym stuleciu, i wywołają zapewne szczególne zainteresowanie w świecie naukowym.

7. Okolica słońca.

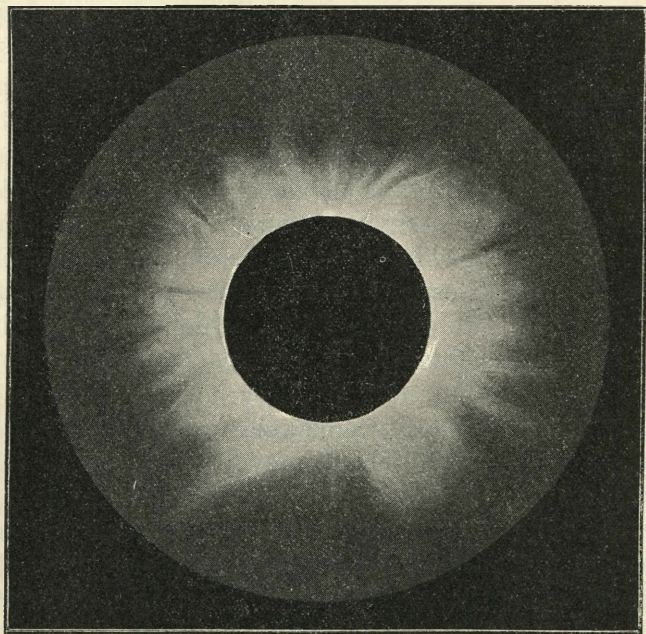
W połowie szóstego dziesiątka lat ubiegłego stulecia do badania ciał niebieskich zaczęto stosować spektroskop. W pierwszych jednak latach zdawało się, że na tej drodze nie osiągnie się ważniejszych wyników. Lecz nadszedł rok 1868 z zaćmieniem całkowitem dnia 18 sierpnia, widzialnem w Indyach w osobiwie sprzyjających warunkach. Szerokość pasa całkowitości przenosiła 200 kilometrów, faza trwała przeszło 6 minut. Francya wysłała jednego z wybitniejszych ówczesnych badaczy fizyki słońca, Jansena, aby obserwował zjawisko przy pomocy spektroskopu. Czerwonawe protuberancje, których właściwości były tajemnicą w ciągu dwóch stuleci, wykazały w chwili całkowitego zaćmienia jasne linie wodoru. Oczywiście były to olbrzymie masy rozżarzonego wodoru; widziano je właśnie w owym dniu w różnych miejscach na brzegu tarczy słonecznej, o rozmiarach tak wielkich, że ziemia w porównaniu z niemi jest tylko drobną plamką. Niedosć na tem: Janssen zdołał widzieć linie protuberancyi i obserwować je przez spektroskop w dalszym ciągu, chociaż słońce wychyliło się po przejściu fazy całkowitości, a nawet po zaćmieniu wogóle, kiedy słońce błyszczało

już w pełnym swym blasku. I oto dokonano odkrycia, że wysoki słoneczne, widzialne dotychczas wyłącznie podczas całkowitego zaćmienia, można obserwować dowolnie każdego pogodnego dnia, kiedy słońce jest ponad poziomem.

Przypadkowym zbiegiem okoliczności zdarzyło się, że to samo odkrycie dokonane zostało w Londynie, zgoła niezależnie od zaćmienia. W owym czasie wyróżnić się zaczął jako zapalony badacz spektroskopowy Norman Lockyer. Wspólnie z Hugginsem wpadł on na myśl, że żar w sąsiedztwie słońca musi być tak wielki, iż istniejące tam materye, w ich liczbie i protuberancje, muszą być w stanie gazowym i dawać widmo z jasnemi liniami. Oba badacze starali się dostrzec protuberancje za pomocą widma w spektroskopie, lecz dopiero w dniu 20 października, w dwa miesiące po zaćmieniu w Indjach, udało się szczęśliwie Lockyerowi zdobyć spektroskop dostatecznie silnie rozpraszający światło; przy najbliższej sposobności stwierdził, że wysoki można widzieć istotnie każdej chwili przy pomocy spektroskopu niezależnie od zaćmień. Przypadkowo oba komunikaty, Janssena o zaćmieniu i Lockyera o jego odkryciu, ukazały się równocześnie i doszły do wiadomości francuskiej Akademii Nauk. Aby upamiętnić odkrycie, wybito medal, na którym wizerunki obu badaczy są umieszczone obok siebie. Od tego czasu astronomowie dzień w dzień regularnie spozstrzegają, rysują i fotografują protuberancje na brzegu tarczy słonecznej.

O protuberancjach mamy więc już zebrany bogaty materiał obserwacyjny; brak go natomiast w stosunku do korony, najzewężniejszej warstwy at-

mosfery słońca. Istota zjawiska jest dotąd zagadkowa. Przed wprowadzeniem fotografii do badań astronomicznych budowa korony była zupełnie nieznaną. Obserwatorowie opisywali ją, jako smugę bladego światła, otaczającego tarczę słońca podczas zaćmienia całkowitego. Kiedy zaczęto stosować zdjęcia fo-



Rys. 40. Chromosfera, wyskoki i korona słońca podczas całkowitego zaćmienia 12 grudnia 1872 r.

tograficzne i badać zjawisko starannie, wyszła na jaw promienista budowa korony, składającej się jak gdyby z oddzielnych włókien, jak widać na dołączonem zdjęciu (rys. 40). Korona najszerszej rozprzestrzenia

się w okolicy równika słonecznego, nieco zaś zwięża w okolicach bieguna. W okresie minimum plam w okolicach bieguna i w okresie maximum plam w okolicach równika słonecznego korona nader przypomina dobrze znany obraz, jaki układem swoim tworzą opilki żelazne, rozsypane na kawałku papieru, pod którym mieści się magnes. Jest rzeczą bardzo prawdopodobną, że każdoczesny kształt korony jest w jakiś sposób spowodowany oddziaływaniem sił magnetycznych, których siedlisko na powierzchni słońca nie jest stałe, lecz zmienne i okresowo przesuwa się z okolic równikowych do okolic biegunowych.

Również prawdopodobna, że korona składa się z materji wyrzucanej ze słońca i utrzymującej się w przestrzeni jakąś siłą odpychającą. W ten sposób promienie korony miałyby zastanawiające podobieństwo do warkoczów komet, które również przez słońce są wstecz odrzucane.

Nader ważne jest pytanie, czy korona błyszczy światłem odbitem, czy też własnem. Niewątpliwie, oba źródła działają; światło korony jest więc częściowo światłem odbitem, częściowo zaś, jak wskazują zauważone w widmie jasne linie, pochodzi od rozżarzonych gazów; wzajemny wszelako stosunek ilościowy obu źródeł światła nie jest znany.

Część czwarta.

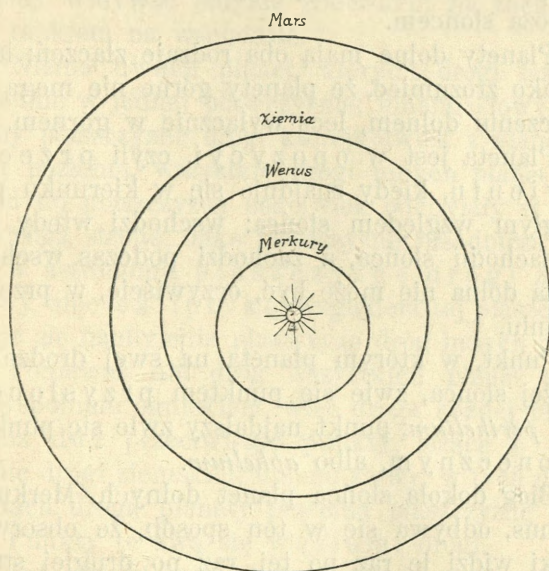
PLANETY I ICH KSIĘŻYCE.

1. Wzajemny układ planet i ich drogi.

Drogi, po których krążą planety dokoła słońca jako ciała centralnego, są elipsami, tak dalece zbliżonymi do kół, że ich odchylenie od kształtu kołowego nie daje się rozpoznać bez pomocy pomiarów. Słońce znajduje się nie pośrodku owych elips, lecz w jednym z ich ognisk; niektóre planety mają ogniska dość wyraźnie oddalone od środkowego punktu drogi. Położenie ogniska daje miarę t. zw. ekscentryczności drogi, która w orbitach planet rzuca się w oczy wyraźniej, niż ich odchylenie od kształtu kołowego. Tak nap. Merkury biegnie po nader ekscentrycznej orbicie, chociaż spłaszczenie tej elipsy wyraża się zaledwie liczbą $\frac{1}{50}$, t. j. gdybyśmy średnicę większą drogi wyrazili liczbą 50 cm., średnica mniejsza mierzyłaby 49 cm. Tymczasem przy tej samej skali odległość słońca od punktu środkowego tej prawie kołowej elipsy wynosi okrągłe 10 cm.

Aby te stosunki uwydatnić, podajemy na rys. 41 drogi planet wewnętrznych, odtwarzając możliwie dokładnie ich istotny kształt i układ. Dość rzucić okiem na rysunek, aby zauważyć, że drogi planet w niektórych punktach są więcej zbliżone, niż w innych.

Przy obliczeniach, mających na celu wykreślenie istotnych lub pozornych wzajemnych układów planet i ich biegów, używa się pewnych wyrażeń technicznych; te więc przedewszystkiem wyjaśnić musimy.



Rys. 41. Drogi czterech planet wewnętrznych.

Planetami dolnymi nazywać będziemy te, których drogi leżą wewnątrz drogi ziemi. Do tej grupy należą Merkury i Wenus.

Planetami górnymi nazywamy wszystkie, obiegające słońce nazewnątrz drogi ziemskiej; tu należą: Mars, małe planety lub asteroidy, Jowisz, Saturn, Uran i Neptun.

Kiedy planeta zdaje się przebiegać w bliskości słońca, a zatem widzimy ją na jednej z niem linii, albo nieco wyżej lub niżej, mówimy, że jest w złączeniu, albo konjunkcyi ze słońcem. Złączenie dolne jest wtedy, kiedy planeta znajduje się pomiędzy słońcem a ziemią; złączenie górne — kiedy jest poza słońcem.

Planety dolne mają oba rodzaje złączeń; łatwo wszelako zrozumieć, że planety górne nie mogą być w złączeniu dolnem, lecz wyłącznie w górnem.

Planeta jest w opozycyi, czyli przeciwstawieniu, kiedy znajduje się w kierunku przeciwnym względem słońca; wschodzi wtedy podczas zachodu słońca, a zachodzi podczas wschodu. Planeta dolna nie może być, oczywiście, w przeciwstawieniu.

Punkt, w którym planeta na swej drodze jest najbliżej słońca, zwie się punktem przysłonecznym, *perihelium*; punkt najdalszy zwie się punktem odsłonecznym, albo *aphelium*.

Bieg dokoła słońca planet dolnych, Merkurego i Wenus, odbywa się w ten sposób, że obserwator ziemski widzi je raz po tej, raz po drugiej stronie słońca, jak gdyby wahające się względem niego. Pozorna ich odległość kątowna od słońca zwie się *elongacją*.

Największa pozorna odległość kątowna, t. j. największa *elongacja* Merkurego wynosi przeciętnie 23° ; czasami mniej, czasami więcej, z przyczyny znacznej ekscentryczności drogi tej planety. Wenus w największej *elongacji* dosięga przeciętnie 45° , ma zatem pozorną odległość od słońca prawie dwa razy większą, niż poprzednia planeta.

Jeżeli którakolwiek z tych planet ma elongację wschodnią, mieści się zatem na lewo od słońca, możemy ją obserwować na stronie zachodniej nieba po zachodzie słońca; jeżeli ma elongację zachodnią, czyli jest na prawo od słońca, widzimy ją na wschodzie nieba porannego. A więc Merkurego i Wenus możemy widywać jedynie wieczorem na zachodzie, albo rankiem na wschodzie.

Niema dwóch planet, których drogi leżałyby dokładnie w jednej płaszczyźnie; innymi słowy, gdybyśmy płaszczyznę drogi którejkolwiek z planet nazwali poziomą, wszystkie drogi innych planet będą się od tej płaszczyzny cokolwiek odchylały w jedną lub drugą stronę. Jako płaszczyznę zasadniczą przyjęto w astronomii płaszczyznę drogi ziemskiej, albo ekliptykę; względem tej płaszczyzny podaje się nachylenie płaszczyzn dróg innych planet.

Ponieważ dla dróg wszystkich planet słońce jest wspólnym ogniskiem, więc droga każdej planety posiada dwa przeciwległe punkty, leżące w płaszczyźnie drogi ziemskiej; innymi słowy, w tych dwóch punktach droga planety przecina płaszczyznę ekliptyki. Punkty te zwań się węzłami drogi.

Kąt, pod którym płaszczyzna drogi planety jest pochylona względem płaszczyzny drogi ziemskiej, ekliptyki, nazywa się *pochyleniem drogi*. Z dróg planet wielkich droga Merkurego posiada największe pochylenie, dochodzące 7° . Droga Wenus jest pochylona na 3.4° ; planety górne mają jeszcze mniejsze pochylenia, wahające się między 0.8° dla Urana i 2.5° dla Saturna.

here you

2. Odległości planet.

Odległości planet, z wyjątkiem Neptuna, wykazują wzajemną zależność, znaną pod nazwą szeregu Bodego. Jeżeli do liczb z szeregu 0, 3, 6, 12 i t. d., z których każda, z wyjątkiem drugiej, jest liczbą podwojoną poprzedzającej, dodamy po 4, otrzymamy z dość znacznym przybliżeniem względne odległości planet od słońca; tylko do odległości Neptuna szereg ten nie stosuje się.

Mamy więc:

☿	Merkury	$0 + 4 = 4$,	odległość istotna =	4
♀	Wenus	$3 + 4 = 7$,	„ „ =	7
♁	Ziemia	$6 + 4 = 10$,	„ „ =	10
♂	Mars	$12 + 4 = 16$,	„ „ =	15
	Planetoidy	$24 + 4 = 28$,	„ „ =	20–40
♃	Jowisz	$48 + 4 = 52$,	„ „ =	52
♄	Saturn	$96 + 4 = 100$,	„ „ =	95
♅	Uran	$192 + 4 = 196$,	„ „ =	192
♆	Neptun	$384 + 4 = 388$,	„ „ =	301.

Dodać tu musimy uwagę, że astronomowie, do wyrażenia odległości pomiędzy ciałami niebieskimi, nie używają miar ziemskich, jak mile, kilometry i t. d. Pochodzi to z dwóch przyczyn: przedewszystkiem, miary ziemskie są zbyt drobne; stosując je do przestworzy nieba, postępowałibyśmy podobnie, jak ktoś, co odległości ziemskie, naprz. pomiędzy dwoma miastami, chciałby wyznaczyć w centymetrach; powtóre, odległości niebieskie nie dają się tak dokładnie wyznaczyć, jak ziemskie; niewarto więc podawać je w kilometrach. Wszelako, skoro za jednostkę podstawową przyjmujemy odległość ziemi od słońca, będziemy mogli względne odległości pomiędzy plane-

tami uwydatnić w przejrzystych, stosunkowo niewielkich liczbach. Ponieważ wyżej podana odległość ziemi od słońca jest wyrażona liczbą 10, tedy, aby odległości innych planet podać w jednostkach astronomicznych, dość jest podzielić powyższe liczby przez 10, innymi słowy, dość położyć przecinek przed ostatnią cyfrą we wszystkich powyższych liczbach. W zestawieniu podanych przed chwilą odległości rzeczywistych opuściliśmy dziesiętne części, aby nie nużyć czytelnika. W istocie odległość naprz. Merkurego wynosi 0.387; podaliśmy zaś tylko 0.4 pomnożone przez 10, w celu ułatwienia porównania z szeregiem Bodego.

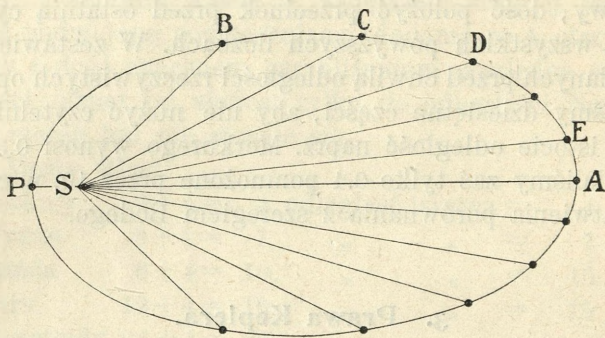
3. Prawa Keplera.

Stosunek odległości planet według szeregu Bodego jest tylko przypadkową, jeżeli można tak się wyrazić, grą liczb, która zresztą do odległości Neptuna nie daje się już stosować. Lecz bieg planet po orbitach odbywa się istotnie według pewnych ściśle określonych praw, które, jako wykryte przez Keplera, znane są pod nazwą praw Keplera.

O pierwszym prawie już wspominaliśmy: drogi planet są elipsami; w jednym z ognisk elipsy znajduje się słońce.

Prawo drugie mówi, że planeta tem prędzej biegnie, im bliżej znajduje się słońca; wyrażając się ściślej, mówimy, że pola zakreślane w ciągu jednakowych okresów czasu, nap. w ciągu miesiąca (rys. 42, *PSB* lub *BSC*, *CSD*, *ESA* i t. d.), przez linię łączącą słońce z planetą, czyli przez tak zwane promienie wodzące (*ra-*

dius vector, PS lub SB , SC , SA i t. d.), mają powierzchnie tej samej wielkości we wszystkich częściach drogi, zarówno w pobliżu punktu przysłonecznego (P), jak i odsłonecznego (A).



Rys. 42, ilustrujący drugie prawo Keplera.

Według prawa trzeciego, sześciiany średnich odległości planet od słońca mają się do siebie, jak kwadraty z okresów obiegu. Przypuśćmy, że jedna z planet jest cztery razy odleglejszą od słońca, niż ziemia; okres jej obiegu będzie więc osiem razy większy. Liczbę tę otrzymamy, biorąc sześcián 4, co daje liczbę 64; wyciągając pierwiastek kwadratowy z tej liczby, znajdujemy 8, czyli okres obiegu.

Ponieważ jednostką, używaną przez astronomów do wyznaczania odległości w układzie słonecznym, jest średnia odległość ziemi od słońca, więc średnie odległości planet wewnętrznych stanowią, oczywiście, części tej jednostki, czyli są prawidłowymi ułamkami; odległości zaś planet zewnętrznych zmieniają się

od 1.5 tychże jednostek dla Marsa do 30 dla Neptuna. Jeżeli weźmiemy sześciangy tych odległości i z otrzymanych stąd liczb wyciągniemy pierwiastki kwadratowe, otrzymamy okresy obiegu planet, wyrażone w latach.

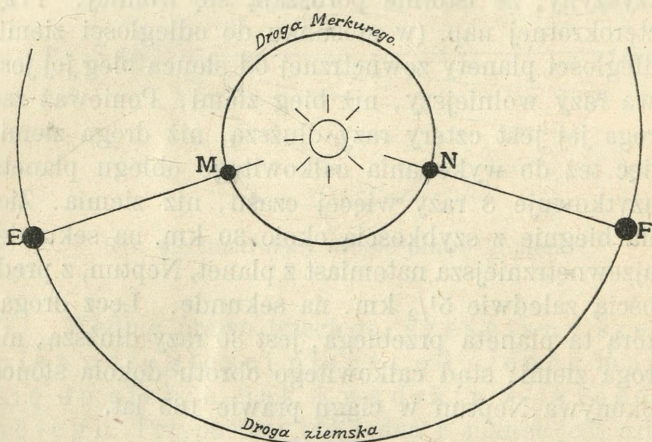
Planety zewnętrzne dokonywają obiegu w okresach czasu dłuższych, niż wewnętrzne, nie tylko dlatego, że ich drogi są dłuższe, lecz również i z tej przyczyny, że istotnie poruszają się wolniej. Przy czterokrotnej nap. (w stosunku do odległości ziemi) odległości planety zewnętrznej od słońca bieg jej jest dwa razy wolniejszy, niż bieg ziemi. Ponieważ zaś droga jej jest cztery razy dłuższą, niż droga ziemi, więc też do wykonania całkowitego obiegu planeta zużytkowuje 8 razy więcej czasu, niż ziemia. Ziemia biegnie z szybkością około 30 km. na sekundę, najzewnętrzniejsza natomiast z planet, Neptun, z prędkością zaledwie $5\frac{1}{2}$ km. na sekundę. Lecz droga, którą ta planeta przebiega, jest 30 razy dłuższą, niż droga ziemi; stąd całkowitego obrotu dokoła słońca dokonywa Neptun w ciągu prawie 165 lat.

4. Merkury.

W zamierzonym wykładzie o wielkich planetach opowiemy wszystko, co wiadomo o tych ciałach niebieskich, w porządku ich odległości od słońca. Pierwszą zatem planetą jest **M e r k u r y**. Jestto nie tylko najbliższa słońca planeta, lecz zarazem najmniejsza ze wszystkich ośmiu wielkich ciał układu; w istocie Merkury jest tak mały, że tylko dzięki miejscu, które zajmuje w układzie planetarnym, został zaliczony

do planet wielkich. Średnica Merkurego jest przybliżenie o $\frac{1}{3}$ większa od średnicy księżyca; ponieważ objętości ciał są w stosunku prostym do sześcianów ich średnic, więc objętość Merkurego jest około $2\frac{1}{2}$ razy większą od objętości księżyca.

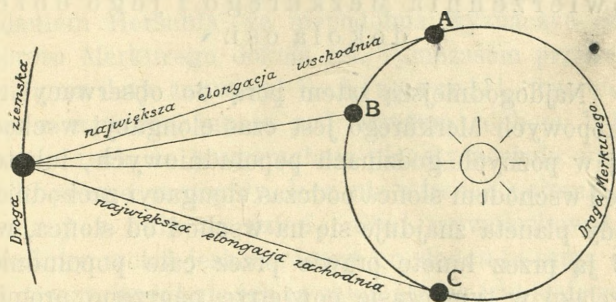
Z pośród wielkich planet Merkury ma orbitę z najznaczniejszym mimośrodem, jakkolwiek niektóre małe planety, jak niebawem podamy, przewyższają



Rys. 43. Złączenie dolne Merkurego ze słońcem.

pod tym względem Merkurego. Stąd odległość jego od słońca waha się w szerokich granicach. W punkcie przysłonecznym zbliża się on na 46 milionów km., w punkcie odslonecznym oddala do 69 milionów. Merkury obiega słońce w niespełna 3 miesiące, raczej w 88 dni. W ciągu roku zatem obiega słońce przeszło 4 razy. Zjawiska, jakie wówczas zachodzą przed oczami obserwatora ziemskiego, są podane na rys. 43.

Kiedy ziemia znajduje się w punkcie E , Merkury zaś w punkcie M , jest on dokładnie w złączeniu dolnym ze słońcem. Po upływie trzech miesięcy wraca ponownie do punktu M , wszelako nie będzie ponownie w złączeniu, gdyż ziemia przez ten czas posunie się naprzód po swej orbicie. Dopiero, gdy ziemia dosięgnie pewnego punktu F , Merkury zaś punktu N , planety ponownie znajdą się w złączeniu dolnym. Okres czasu pomiędzy jednym złączeniem dolnym a następnym dolnym zwie się synodycz-



Rys. 44. Elongacje Merkurego.

nym obiegiem planety. Okres ten dla Merkurego wynosi 116 dni, czyli około $\frac{4}{3}$ istotnego obiegu, a więc łuk MN jest nieco mniejszy od $\frac{1}{3}$ pełnego koła.

Założmy teraz, że w chwili, kiedy ziemia znajduje się w punkcie E lub F (rys. 43), Merkury zajmuje punkt A , najwyższy punkt na swej orbicie, jak wskazuje rys. 44. Wówczas z ziemi ujrzymy go w największej odległości kątowej od słońca, czyli w jego największej elongacji wschodniej. Na wieczornym niebie ujrzymy go ponad słoń-

cem, zachodzić będzie późno, prawie w $1\frac{1}{2}$ godziny po zachodzie słońca. Jestto najodpowiedniejsza chwila do obserwowania planety; o zmroku, przy pogodnym niebie łatwo zazwyczaj dostrzec planetę gołym okiem. Podczas elongacyi przeciwległej, największej elongacyi zachodniej, planeta będzie w punkcie C, na zachód od słońca; wówczas wschodzić będzie przed słońcem, i szukać jej trzeba o świcie na wschodnim niebie.

Powierzchnia Merkurego i jego obrót dokoła osi.

Najdogodniejszą zatem porą do obserwacyi teleskopowych Merkurego jest czas elongacyi wschodniej w późnych godzinach popołudniowych, lub też przed wschodem słońca podczas elongacyi zachodniej. Kiedy planeta znajduje się na wschód od słońca, widać ją przez lunetę prawie przez całe popołudnie; wszelako w tym czasie powietrze nagrzane promieniami słońca jest nader niespokojne, i dokonanie dobrej obserwacyi jest bardzo wątpliwe. Ku wieczorowi powietrze uspokaja się, obserwacya więc łatwiejsza. Po zachodzie jednak słońca grubość warstwy powietrza, przez którą oglądamy planetę, co raz to wzrasta (jak wiemy z ustępu o refrakcyi), i obraz znów się psuje. Stąd też badanie planety jest nader trudne, i ostatecznie zdania obserwatorów co do szczegółów widzialnych na jej powierzchni są nader rozbieżne. Pierwszym obserwatorem, który zauważył szczegóły na powierzchni Merkurego, albo raczej, któremu wydawało się, że coś widzi, był astronom niemiecki Schroeter. Obserwując Merkurego, kiedy ten przed-

stawiał się w postaci wąskiego sierpa, Schroeter zauważył, że rózek południowy jest nieco stępiony. Zjawisko przypisywał cieniowi wysokiej góry u brzegu planety; obserwując okresy czasu, pomiędzy którymi zauważył stępienie, wywnioskował, że planeta wiruje dokoła swej osi w ciągu 24 godzin i 5 minut. Dodać wszelako należy, że William Herschel, obserwujący planetę prawie równocześnie, nic podobnego nie dostrzegł, jakkolwiek miał do rozporządzenia znacznie potężniejsze narzędzia.

Do niedawna ogół obserwatorów zgadzał się ze zdaniem Herschla, że niepodobna wyznaczyć czasu obrotu Merkurego dokoła osi. Tymczasem przed niewieloma laty zauważył Schiaparelli, obserwując przez wyborną lunetę pod czystym niebem Włoch północnych, że powierzchnia planety posiada wprawdzie pewne szczegóły, lecz nie zdradza najmniejszej zmiany z dnia na dzień. Stąd wywnioskował, że Merkury wciąż jest zwrócony ku słońcu tą samą stroną tarczy, podobnie jak tą samą stroną jest stale zwrócony ku ziemi nasz księżyc. Na ten pogląd zgadza się również Lowell z obserwatorium w Flagstaff. Dowieść wszelako faktu niepodobna, gdyż — jak już wspomnieliśmy powyżej — obserwacje Merkurego są zbyt utrudnione. Ostrożny astronom jedno tylko powiedzieć może — że nic zgoła pewnego nie wiemy o okresie wirowania Merkurego.

W ostatnich czasach wielu astronomów usiłowało odrysowywać nader subtelne szczegóły na powierzchni planety. W zwykłych wszelako warunkach nic tam nie widać. Wybitnie pod tym względem różni się obserwacje astronoma amerykańskiego, Lowella. Na jego rysunkach powierzchni Merkurego

widzimy pokrzyżowane ciemne linie. Lecz nikt więcej linii tych nie dostrzegł, i dopóki ktoś jeszcze spostrzeżeń nie potwierdzi, astronomowie wątpić będą w istnienie podobnych utworów na powierzchni planety. Wątpliwości tego rodzaju rozważymy niżej, rozpatrując planetę Marsa.

Zajmując rozliczne położenia względem słońca, Merkury ukazuje nam różne fazy, na podobieństwo odmian księżyca. Fazy zależą od położenia półkuli ciemnej i oświetlonej przez słońce względem linii widzenia planety z ziemi. Półkula odwrócona od słońca, zatem nieoświetlona, jest całkowicie dla nas niewidzialna. W złączeniu górnem półkula oświetlona przez słońce jest zwrócona wprost ku nam, widzimy przeto okrągłą oświetloną tarczę, jak księżyc w pełni. W miarę biegu Merkurego od elongacji wschodniej ku złączeniu dolnemu, co raz więcej ku nam zwraca się półkula nieoświetlona, półkula zaś oświetlona co raz więcej się kryje. Lecz z drugiej strony planeta co raz bardziej zbliża się ku ziemi, co raz lepiej przeto dają się rozpatrzeć widzialne części tarczy. Zmiany kształtu i wielkości Merkurego w różnych czasach podczas całkowitego obiegu synodycznego zupełnie przypominają zmiany, jakim ulega Wenus, o czem wkrótce będzie mowa.

W sprawie istnienia atmosfery na Merkurym zdania są podzielone; większość astronomów jest zdania, że Merkury atmosfery nie posiada. W każdym razie atmosfera, o ile istnieje, musi być znacznie bardziej rozrzedzona, niż atmosfera ziemska.

Przejścia Merkurego przez tarczę słońca.

Każda planeta dolna musiałaby, oczywiście, przechodzić przez tarczę słońca podczas każdego złączenia dolnego, gdyby obiegała słońce dokładnie w tej samej płaszczyźnie, co ziemia. Niema wszelako nawet dwóch planet, któreby miały wspólną płaszczyznę obiegu. Zwłaszcza płaszczyzna orbity Merkurego posiada znaczne pochylenie względem płaszczyzny drogi ziemskiej. Zazwyczaj też w złączeniu dolnym przechodzi nieco na północ lub południe od słońca. Wszelako, jeżeli Merkury znajdzie się wówczas w pobliżu jednego z węzłów, dostrzeżemy go w postaci czarnej, okrągłej plamki, przesuwającej się przez tarczę słońca. Zjawisko to zwie się przejściem Merkurego; należy ono do zjawisk rzadkich, ponawiających się w okresie 46 lat. W ciągu takiego okresu jest sześć przejść, z których cztery przypadają w listopadzie, dwa w maju. Astronomowie z wielkiem zainteresowaniem obserwują przejścia, albowiem z czasu, w jakim planeta wchodzi na tarczę słońca i z niej schodzi, można wnioskować o prawach biegu planety.

Po raz pierwszy przejście Merkurego obserwował Gassendi 7 listopada 1631 roku. Nie miał jednak odpowiednich narzędzi, obserwacje więc jego nie mają dziś wartości naukowej. Nieco cyllko lepsze są obserwacje, dokonane przez Halleya w roku 1677, podczas jego pobytu na wyspie Śtej Heleny. Wszelako od tego czasu zajęcie zjawiskiem znacznie wzrosło, i następne przejścia były obserwowane dość dokładnie.

Poniżej dajemy spis przejść, widzialnych w cią-

- gu najbliższych 50 lat; wskazane są również okolice ziemi, w których zjawisko można będzie obserwować.
- 1914 r., 7. XI. Widzialne w Europie i Ameryce.
- 1924 r., 8. V. Początek widzialny na zachodnim wybrzeżu Ameryki Północnej; przejście całkowite—na oceanie Spokojnym i na wschodnim wybrzeżu Azji.
- 1927 r., 10. XI. Widzialne w Azji i Europie wschodniej. Merkury przejdzie prawie przez środek tarczy słońca.
- 1937 r., 11. V. Merkury dotknie południowego brzegu słońca; widzialne w Europie i na oceanie Atlantyckim.
- 1940 r., 11. XI. Widzialne w zachodnich częściach Ameryki Północnej.
- 1953 r., 14. XI. Widzialne w Ameryce Północnej.
- 1957 r., 6. V. Warunki widzialności, jak w r. 1924.
- 1960 r., 7. XI. Widzialne na oceanie Atlantyckim i w Ameryce w warunkach niesprzyjających.

Obserwacya przejścia z r. 1677 dała poznać zaskakujący fakt. Okazało się mianowicie, że orbita Merkurego powolnie zmienia położenie w ten sposób, że punkt przystoneczny przesuwają się w ciągu stulecia o 43 sekundy więcej, niż wynosić może przesunięcie wywołane wpływem przyciągania wszystkich znanych planet. Odchylenie to odkrył w r. 1845 Leverrier, wsławiony wyznaczeniem miejsca na niebie Neptuna, wcześniej, zanim planeta została dostrzeżona przez lunetę. Leverrier przypisał odchylenie wpływowi przyciągania nieznaney planety lub grupy planet, znajdujących się, według jego przypuszczenia pomiędzy Merkurym a słońcem. Zaczęto więc usilnie

poszukiwać domniemanej planety. Około r. 1866 pewien lekarz francuski, *Lescarbault*, przez niewielki teleskop dostrzegł jakoby plamkę, przechodzącą przez tarczę słońca. Wkrótce wszelako udowodniono, że było to jedynie złudzenie. Inni astronomowie, więcej doświadczeni, tegoż dnia obserwując słońce, nic nie zauważyli, oprócz niewielkiej, zwykłej plamy słonecznej. Dziś, od pół wieku, słońce codziennie w wielu miejscowościach bywa oglądane i fotografowane, ale nie zauważono przejścia poszukiwanej planety.

Niemniej jednak możliwą jest rzeczą, że w tej okolicy słońca znajdują się jakieś drobne ciała, tak małe, że niepodobna ich dostrzec podczas przejść przez tarczę słoneczną. Blask ich ginie może na jasnym tle nieba, tak iż w zwykłych warunkach są całkiem niewidzialne. Wszelako podczas całkowitego zaćmienia słońca, kiedy tło nieba staje się ciemne, planeta lub planety powinnyby wystąpić dość wyraźnie. Rozpoczęto więc poszukiwania podczas zaćmień całkowitych; raz nawet przypuszczano, że zostały odkryte. Podczas zaćmienia z r. 1878 *Watson* z *Ann Arbor* i *Swift*, dwaj doświadczeni obserwatorowie, przypuszczali, że udało się im dostrzec kilka ciał tego rodzaju. Po krytycznym wszakże rozpatrzeniu spostrzeżeń, przekonano się w sposób nie pozostawiający wątpliwości, że *Watson* widział dwie gwiazdy stałe, istniejące niezmiennie w tej okolicy nieba. Co do spostrzeżenia *Swifta* pytanie pozostało nierozstrzygnięte, ponieważ miejsca przypuszczalnych ciał wyznaczył był dość pobieżnie.

Pomimo niepowodzeń astronomowie w dalszym ciągu poszukiwali planety lub planet podczas zaćmień

całkowitych. Autor tej książki również zajmował się tem zagadnieniem podczas zaćmienia z r. 1869 i następnie z r. 1878 przy pomocy niewielkiej lunety, lecz bez skutku. W ostatnich czasach podczas zaćmień z r. 1900, 1901 i 1905 Pickering, Campbell i inni zużytkowali nowy potężny środek — fotografię. Wyniki otrzymane z obserwacji tych zaćmień są decydujące. Przy pomocy teleskopu do fotografowania ciał niebieskich dokonano zdjęć licznych gwiazd, przyczem niektóre były ósmej wielkości; wszystkie wszelako były gwiazdami stałymi, znanymi oddawna. Rzecz więc pewna, że planeta przedmerkurowa z blaskiem większym od blasku gwiazdy ósmej wielkości nie istnieje. Zresztą trzebaby tysięcy podobnych planet, aby obserwowane przemieszczanie się punktu przysłonecznego Merkurego można było uważać za wyjaśnione.

Wnosimy więc, że punkt przysłoneczny Merkurego przesuwają się z innej przyczyny. Przypuszczano nawet, że, może, prawo ciężenia powszechnego Newtona nie jest ściśle dokładne, lecz w ostatnich czasach Seeliger z Monachium okazał, że pozorna sprzeczność daje się wyjaśnić, jeżeli przypuścimy, że na bieg Merkurego wpływa mnóstwo drobnych ciałek, tworzących tak zwane światło zwierzyńcowe, albo zodyakalne, o którym później obszerniej pomówimy. Na potwierdzenie nowej hipotezy niema ścisłego dowodu, wszelako jest ona prawdopodobniejszą od innych.

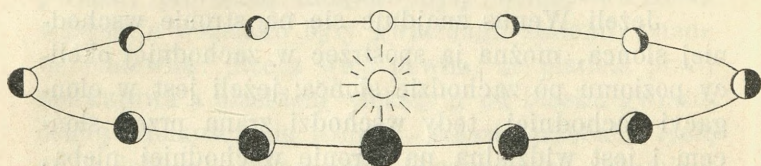
5. Wenus.

Ze wszystkich ciał niebieskich, mających postać gwiazd, planeta W e n u s jest najświetniejsza. Przewyższają ją blaskiem tylko słońce i księżyc. W jasną, bezksiężycową noc daje się nawet zauważyć cień, rzucony przez planetę. Wiedząc, w którym miejscu znajduje się na niebie, możemy ją dostrzec w biały dzień gołym okiem, o ile nie jest w zbyt blizkiem sąsiedztwie ze słońcem.

Jeżeli Wenus znajduje się na stronie wschodniej słońca, można ją spostrzec w zachodniej okolicy poziomu po zachodzie słońca; jeżeli jest w elongacji zachodniej, tedy wschodzi zrana przed słońcem i jest widzialna na stronie wschodniej nieba. Stąd też planetę tę nazywają gwiazdą wieczorną lub gwiazdą poranną, Jutrzenką. Grecy nazywali ją Hesperos, jeżeli była gwiazdą wieczorną, Fosforos, gdy świeciła na niebie porannem. W pierwszych wiekach cywilizacji podobno wogóle nie wiadano, że Hesperos i Fosforos są tą samą gwiazdą.

Oglądana przez najslabszą nawet lunetę, Wenus zdradza fazy podobne do faz księżyca. Zjawisko to zauważył już Galileusz, kiedy skierował swój pierwotny, własną ręką zbudowany teleskop na planetę; otrzymał przez to pierwszy ścisły dowód prawdziwości teorii K o p e r n i k a o układzie słonecznym. Zgodnie z ówczesnym zwyczajem, wiadomość o odkryciu ogłosił w postaci kryptogramu, t. j. szeregu liter, które po właściwym ułożeniu zawiadamiły o odkryciu. Kryptogram w przekładzie mówił: „Matka miłości naśladowuje fazy Cyntii“ (księżyca).

Wszystko, co mówiliśmy o obiegu synodycznym Merkurego, stosuje się bez zmiany i do planety Wenus; nie powtarzamy przeto szczegółów. Dołączony rysunek przedstawia zresztą postać i pozorne rozmiary planety w różnych miejscach jej drogi w ciągu obiegu synodycznego. W miarę jak planeta przechodzi od złączenia górnego do złączenia dolnego, staje się stopniowo co raz większą; wszelako cała tarcza nie jest widzialna. Część oświetlona tarczy maleje; stop-



Rys. 45. Fazy Wenus w różnych punktach orbity.

niowo przybiera postać księżycy w kwadrze, dalej postać sierpa, który staje się co raz węższy, aż do punktu złączenia dolnego, kiedy planeta jest ku nam zwrócona ciemną stroną półkuli i oko nasze jej nie dostrzega. Najsilniejszy blask posiada Wenus, kiedy znajduje się mniej więcej pośrodku pomiędzy punktem złączenia dolnego a największą elongacją wschodnią lub zachodnią. Wówczas planeta, jeżeli jest na lewo od słońca, zachodzi w dwie godziny po słońcu; jeżeli zaś na prawo od niego, tedy wschodzi na dwie godziny przed słońcem.

Ruch wirowy Wenus.

Pytanie, dotyczące wirowego ruchu Wenus, od czasów Galileusza wciąż zajmuje astronomów i ogół.

Wszelako, wobec silnego blasku planety, trudno coś decydującego powiedzieć: żadnych ostrych i wyraźnych szczegółów niepodobna na niej dostrzec; co najwyżej w różnych okolicach jej błyszczącej powierzchni widzimy lekkie odcienie; przez teleskop planeta wydaje się niby kulą z polerowanego metalu, z lekka tylko przyblakłego. Niemniej jednak różni obserwatorowie przypuszczali, że rozróżniają jaśniejsze i ciemniejsze plamy. W r. 1667 Cassini z obserwacyi takich plam wnioskował, że okres ruchu wirowego planety dokoła osi wynosi nieco mniej, niż 24 godziny. W następnem stuleciu włoski obserwator Bianchini ogłosił obszerny traktat w tej sprawie, ilustrowany wielu rysunkami planety. Jako wynik ostateczny podał, że planeta wiruje dokoła osi w okresie czasu większym, niż 24 dni. Schroeter usiłował rozwiązać pytanie w sposób podobny, jak przy Merkury. Zwracał więc uwagę na rogi Wenus, kiedy przedstawia się w postaci sierpa, a więc kiedy planeta znajduje się przybliżenie między ziemią a słońcem. Otóż wtedy wydawało mu się chwilami, że jeden z rogów jest nieco przytępiony. Zjawisko przypisywał, jak u Merkurego, obecności wysokiej góry, rzucającej cień, i stąd wywnioskował, że planeta wiruje w ciągu 23 godzin 21 minuty. Po Schroeterze nikt nie starał się dorzucić światła do zagadnienia wirowania Wenus. Dopiero w roku 1832 de Vico z Rzymu oświadczył, że widzi ponownie plamy, które niegdyś obserwował Bianchini. Obserwując plamy, orzekł, że twierdzenie Schroetera odpowiada rzeczywistości, t. j., że planeta wiruje w ciągu 23 godzin 21 minuty.

Zgodność wyników, otrzymanych przez Cassi-

niego, Schroetera i de Vico, sprawiła, że ogólnie za okres obrotu Wenus dokoła osi przyjęto 23 godz. 21 min. Wszelako znalazły się liczne zarzuty przeciwko podobnemu wynikowi. W. Herschel, przy pomocy najsilniejszych swego czasu narzędzi, nie mógł wykryć śladu stałej plamy na powierzchni planety. Jeżeli nawet zjawiały się jakieś odcienie przypominające plamy, to ginęły lub zmieniały się tak szybko, że trudno było myśleć o wyznaczeniu okresu obrotu. Znaczna większość obserwatorów potwierdziła ujemny wynik spostrzeżeń Herschla.

Nową i zadziwiającą teorię podał przed 20 laty Schiaparelli, a potwierdził ją Lowell. Polega ona na tem, że Wenus wiruje dokoła swej osi w tym samym czasie, w jakim obiega dokoła słońca; innymi słowy, Merkury i Wenus stale zwrócone są tą samą stroną ku słońcu, jak nasz księżyc jest zwrócony stale tą samą stroną ku ziemi. Do tego wyniku doszedł Schiaparelli, zauważywszy na południowej półkuli planety pewną liczbę nader słabych plam, które w tem samym położeniu trwały przez szereg dni. Schiaparelli obserwował planetę codziennie przez kilka godzin, przyczem zauważona stałość plam wykluczała przypuszczenie, że planeta dokonywa jednego całkowitego obrotu w czasie krótszym, niż doba. Ten sam wniosek wyprowadził również Lowell po starannych obserwacjach planety we własnym obserwatorium w Arizonie.

Najnowszych danych co do obrotu planety dostarczył nam spektroskop. Już raz objaśnialiśmy, w jaki sposób przy pomocy tego narzędzia można określić, czy ciało niebieskie biegnie ku nam, czy też oddala się od nas. Ta sama metoda stosuje się zarów-

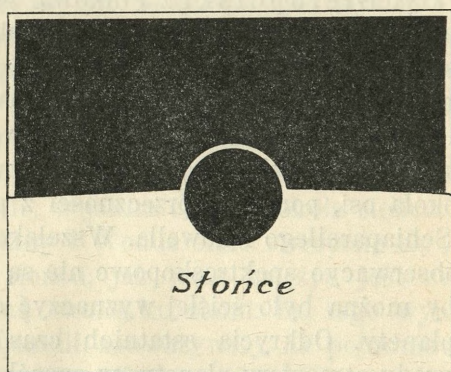
no do planety, błyszczącej światłem odbitem, jak i do gwiazdy, świecącej własnem światłem. Otóż, skoro Wenus wiruje, tedy jedna część jej tarczy biegnie ku nam, druga zaś w kierunku przeciwnym. Przez porównanie ciemnych linii w widmach, otrzymanych z dwóch przeciwległych brzegów tarczy Wenus, można wyznaczyć, w jakim kierunku w stosunku do ziemi będą różne punkty tarczy. Na tej drodze wykrył Biełopolski z Pułkowa, że planeta posiada nader szybki ruch obrotowy. Wszelako obserwacja jest nader trudna, przemieszczenie linii nader nieznaczne, nie więc decydującego powiedzieć niepodobna; naogół jednak nader jest prawdopodobny wynikający z tych obserwacji krótki czas obrotu Wenus dokoła osi, pomimo sprzeczności z przypuszczeniami Schiaparellego i Lowella. Wszelako dotychczasowe obserwacje spektroskopowe nie są dość dokładne, aby można było ściślej wyznaczyć okres wrowania planety. Odkrycia ostatnich czasów, dotyczące przyrody atmosfery planety, w sposób niezbity wskazują, że wszyscy obserwatorowie, którzy mieli jakoby cośkolwiek dostrzegać na powierzchni planety, ulegali zapewne złudzeniu.

Atmosfera Wenus.

Dziś ustalono, że Wenus jest otoczona atmosferą, prawdopodobnie gęstszą, niż atmosfera ziemską. Zjawisko zostało wykryte w sposób niezwykle i ciekawy podczas przejścia Wenus przez tarczę słoneczną w r. 1769 i potwierdzone w r. 1882 podczas podobnych obserwacji, dokonanych przez autora tej książki na przylądku Dobrej Nadziei. Kiedy planeta

niedco więcej, niż w połowie, weszła na tarczę słoneczną, zewnętrzny jej brzeg zajaśniał świetlistym pierścieniem, jak wskazuje rysunek 46.

Powstanie tego pierścienia świetlnego można wyjaśnić tylko na podstawie hipotezy istnienia na planecie atmosfery, przypominającej ziemską; atmosfera taka, w porównaniu z naszą, musi posiadać bardzo silną zdolność załamywania promieni (refrak-



Rys. 46. Wpływ atmosfery Wenus podczas przejścia przez tarczę słońca w r. 1882.

cyę). Jeżeli jednocześnie weźmiemy pod uwagę silny blask tarczy planety, dojdziemy do wniosku, że wydawane przez nią światło, pochodzi z odbicia nie od powierzchni planety, lecz od warstwy chmur lub oparów, zawieszonych w jej atmosferze. A wobec tego trudno mieć nadzieję, abyśmy kiedykolwiek zdołali ujrzeć trwale jądro planety poprzez ową warstwę obłoków. Zauważone przez astronomów przypuszczalne plamy na tarczy były prawdopodobnie grupami o białoków.

Jak dalece wzrok nawet wytrawnych obserwatorów podlega złudzeniom, wskaże fakt, że niektórzy zauważyli jakoby całkowitą półkulę Wenus, kiedy planeta znajdowała się w pobliżu złączenia dolnego. Zatem w teleskopie miała ona dobrze nam znaną postać wąskiego sierpa księżyca na nowiu. W tym przypadku dostrzegamy, jak wiadomo, ciemną półkulę księżyca, nieco rozjaśnioną światłem, które odrzuca ziemia. W stosunku wszakże do Wenus niemożna przypuścić, aby to było światło odbite od ziemi lub jakiegoś innego ciała. Niektórzy objaśniali zjawisko właściwością powierzchni Wenus wydawania blasku fosforyzującego. Wszelako jest rzeczą prawdopodobniejszą, że wszystko polega na złudzeniu optycznym. Obserwowano zazwyczaj podczas dnia, przy silnym blasku nieba, a więc w warunkach, kiedy światło fosforyzujące byłoby niewidzialne. Jakakolwiek zresztą byłaby przyczyna tego światła, zawsze jednak powinnyby ono być widzialnem lepiej z nadejściem nocy, niż w dzień. Ponieważ zaś w nocy właśnie światła nie obserwowano, mamy więc stanowczy dowód, że zjawisko nie było istotne. Tego rodzaju złudzenia dobitnie ilustrują dobrze znane zjawisko psychiczne, że obraz, do którego przyzwyczailiśmy się, może wystąpić w wyobraźni bez udziału przedmiotu. Tak dalece przyzwyczailiśmy się do znanego widoku księżyca na nowiu, że, patrząc na Wenus, pomimowoli wskutek podobieństwa w ogólnych zarysach, uzupełniamy obraz zwykłym dodatkiem.

Czy Wenus posiada księżyc?

W ciągu ostatnich dwóch wieków kilku obserwatorom zdawało się, że czasami widywali księżyc przy Wenus. Wszelako mnóstwo innych obserwatorów, z dobrymi narzędziami, nic podobnego nie mogło zauważyć. Z całą stanowczością możemy więc stwierdzić, że Wenus nie posiada księżycy, któryby można było dostrzec za pomocą najsilniejszych refraktorów społecznych. Owe przypuszczalne księżycy były, najprawdopodobniej, dobrze znanymi astronomom „złudnymi obrazami“. Dają się one widzieć, gdy luneta jest skierowana na ciało nader błyszczące, z przyczyny podwójnego odbicia światła pomiędzy soczewkami obiektywu lub okularu.

Przed kilkoma laty autor tej książki odebrał listowne zawiadomienie od pewnego właściciela wielkiego refraktora w Anglii, że ten, starannie obserwując, widzi dokoła planety Marsa słabą, okrągłą, wyraźnie zakreśloną aureolę świetlną. Prosi zarazem o zawiadomienie, czy zjawisko jest istotne i jak je należy wyjaśnić. Odpowiedziano mu, że zjawisko pochodzi z podwójnego odbicia światła pomiędzy obu wewnętrznymi soczewkami obiektywu, których krzywizny nie są ściśle jednakowe. Radzono mu, aby skierował lunetę na Syryusza w celu przekonania się, że podobna aureola otacza również i tę gwiazdę.

Przejścia Wenus.

Przejście Wenus przez tarczę słoneczną należy do najrzadszych zjawisk astronomicznych; przeciętnie przejścia pojawiają się co sześćdziesiąt lat. Najbliższe

przeszłe i najbliższe przyszłe przejścia tworzą cykl prawidłowy, obejmujący cztery przejścia w ciągu 243 lat. Przerwy czasu pomiędzy poszczególnymi przejściami wynoszą: 8 lat, $121\frac{1}{2}$, 8 i $105\frac{1}{2}$ lat; w następnym cyklu ponownie 8, $121\frac{1}{2}$ i t. d. Daty przejść ostatnich i dwóch następnych podajemy poniżej:

7 grudnia 1631 r.	9 grudnia 1874 r.
4 grudnia 1639 r.	6 grudnia 1882 r.
6 czerwca 1761 r.	8 czerwca 2004 r.
3 czerwca 1769 r.	6 czerwca 2012 r.

Widzimy więc, że niewiele z dziś żyjących ludzi zdoła zaobserwować zjawisko, gdyż najbliższe zajdzie dopiero w r. 2004. Wszelako chwila wejścia Wenus na tarczę słoneczną w dniu 8 czerwca owego roku daje się już obecnie przewidzieć dla wszystkich miejscowości na ziemi z błędem nie przenoszącym jednej lub dwóch minut.

Zajęcie, jakie wzbudzały przejścia w ubiegłym stuleciu, polegały na tem, że zjawisko poczytywano za najodpowiedniejsze do wyznaczenia odległości słońca od ziemi. Ten wzgląd oraz rzadkość zjawiska sprawiały, że cztery ostatnie przejścia obserwowano nader gorliwie. W r. 1761 i następnie w r. 1769 główne mocarstwa morskie porozysłały obserwatorów do różnych miejscowości świata, aby dokładnie zauważyli chwilę wejścia planety na tarczę słoneczną i chwilę zejścia. W r. 1874 i 1882 Stany Zj. A. P., Anglia, Francya i Niemcy rozesłały bogato zaopatrzone ekspedycje naukowe przeważnie na południową półkulę ziemi. Zdobyte obserwacje okazują się nader cennym materiałem do wyznaczenia w przyszłości biegu planety Wenus; równocześnie wszelako

wyjaśniono, że inne metody używane do wyznaczania odległości słońca prowadzą do wyników dokładniejszych.

6. Mars.

W ostatnich czasach planeta Mars więcej, niż każda inna, przyciąga ogólną uwagę. Podobieństwo jej do naszej ziemi pod względem klimatu, przypuszczalne na jej powierzchni oceany i kanały, przestronie śniegami pokryte i t. d., wszystko to pomimowoli naprowadza na myśl o domniemanych mieszkańcach planety.

Bez względu na to, że czytelnicy nasi doznają może rozczarowania, ponieważ radziłyby tu znaleźć bezsporne dowody istnienia istot rozumnych na naszym sąsiedzie Marsie, zastanowimy się jednak wyłącznie nad tem, co istotnie wiemy o planecie, oddzielimy fakty od mnóstwa złudnych mniemań i bezpodstawnych rozumowań, które w ciągu ostatnich lat przez pośrednictwo prasy popularnej przedostały się do wiadomości ogółu.

Zacniemy od niektórych szczególnych właściwości i przy ich pomocy postaramy się poznać planetę.

Czas obiegu dokoła słońca, inaczej rok Marsa, wynosi 687 dni, a więc prawie 2 lata ziemskie. Gdyby ten okres wynosił dokładnie 2 lata, Mars dokonywałby całkowitego obrotu dokoła słońca w czasie dwóch obrotów ziemi, i moglibyśmy obserwować Marsa w opozycji dokładnie co dwa lata. Wszelako Mars biegnie nieco prędzej; aby go więc dogonić,

ziemia potrzebuje jeszcze jednego lub dwóch miesięcy, tak że opozycje wydarzają się co dwa lata i jeden miesiąc lub co dwa lata i dwa miesiące. Ta nadwyżka jedno lub dwumiesięczna w ciągu 8 opozycji wynosi cały rok. Stąd wynika, że po upływie 18 lat Mars ponownie znajduje się w opozycji w tym samym miesiącu roku i w bliskości tegoż miejsca swej drogi, co na początku okresu.

Różnica miesiąca lub dwóch w okresie czasu między dwiema kolejnymi opozycjami pochodzi stąd, że ekscentryczność, inaczej mimośród Marsa jest względnie duży; ze wszystkich planet wielkich tylko mimośród orbity Merkurego jest większy, niż orbity Marsa. Mimośród Marsa wynosi około $\frac{1}{10}$; to znaczy, że w punkcie przysłonecznym odległość jego od słońca jest o $\frac{1}{10}$ mniejsza od odległości średniej; w punkcie zaś odslonecznym jest o $\frac{1}{10}$ większa. Odległość Marsa od ziemi zmienia się w nader szerokich granicach. Punkt przysłoneczny Marsa leży w tym miejscu, w którym znajduje się ziemia w dn. 27 sierpnia; jeżeli więc opozycja Marsa przypada w tym czasie (we wrześniu), odległość jego od ziemi wynosi tylko 55 mil. klm.; wszelako, gdy opozycja przypada w lutym lub marcu, a planeta jest w pobliżu punktu odslonecznego, odległość od ziemi dochodzi 100 mil. klm. Stąd jeszcze wynika, że podczas opozycji w punkcie przysłonecznym, co może zajść wyłącznie we wrześniu, planeta jest trzy razy jaśniejsza, niż podczas opozycji w punkcie odslonecznym, co znów zdarza się w marcu lub lutym. Podczas opozycji z września 1909 roku Mars znajdował się blisko punktu przysłonecznego, świecił przeto wyjątkowo silnie w końcu lata i na początku jesieni owego roku.

W pobliżu opozycji łatwo rozpoznać Marsa po jego czerwonym blasku, którym wybitnie się różni od większości gwiazd. Barwa czerwona ginie, jeżeli Marsa oglądamy przez lunetę; wydaje się wtedy żółtym, zwłaszcza przy silnem powiększeniu.

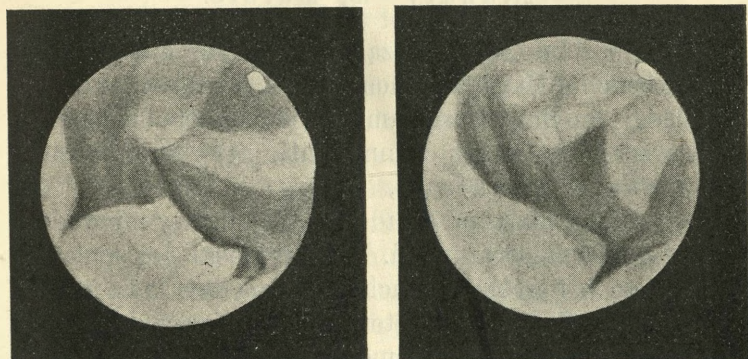
Powierzchnia Marsa i jego ruch wirowy.

Astronom holenderski, Huyghens, pierwszy badał Marsa przez lunetę, pierwszy też zwrócił uwagę na różnorodny charakter jego powierzchni i podał jej zarysy. Jakkolwiek były to tylko grube szkice, niemniej jednak odtwarzają ogólne zarysy Marsa o tyle, że dziś jeszcze wybitniejsze szczegóły rysunków Huyghensa dają się rozpoznać na powierzchni Marsa. Dalsze badania tych jaśniejszych i ciemniejszych okolic planety doprowadziły do wniosku, że Mars dokonywa obrotu dokoła swej osi w czasie nieco dłuższym, niż doba ziemska, mianowicie w ciągu 24 godzin i 37 minut.

Ten okres wirowania jest jedyny w całym układzie słonecznym, jeżeli pominiemy ziemię, której dał się dokładnie wyznaczyć. Już więcej, niż 200 lat wiruje Mars z tą samą szybkością, i niema powodu do przypuszczenia, aby ten okres cokolwiek się zmienił, zupełnie podobnie, jak ziemska doba. Nader wielka zgodność obrotu Marsa z obrotem naszej ziemi—różnica bowiem wynosi tylko 37 minut—sprawia, że Mars, obserwowany w ciągu kolejnych nocy, ukazuje nam w tym czasie prawie tę samą część swej powierzchni. Jednakże z przyczyny owych 37 minut w ciągu każdej następnej nocy daje się dostrzec nieco dalsza część jego powierzchni, tak

że w ciągu 40 kolejnych nocy, w tych samych godzinach, obserwator ziemski może oglądać całą powierzchnię planety.

Rys. 47 wyobraża, co w dogodnych warunkach widać na powierzchni Marsa, a więc ciemne i jasne plamy. Jeżeli szczegóły obrazu rozumieć, jak je zazwyczaj pojmują spostrzegacze, a mianowicie, jaś-



Rys. 47. Ruch wirowy Marsa w ciągu czterech godzin.
Rysował K. Graff w r. 1909.

niejsze, żółtawe okolice pocztywać za lądy, ciemniejsze zaś, szaro-brunatne, za oceany, tedy $\frac{3}{4}$ powierzchni Marsa pokrywałby ląd, $\frac{1}{4}$ zaś tylko woda. Dają się też zauważyć okolice, które tworzą jak gdyby dziedzinę przejściową, pośrednią pomiędzy powierzchnią lądu a wody. Naogół można powiedzieć, że północna (dolna) część półkuli ma znaczną przewagę lądu, południowa zaś (górna) przewagę wody.

Oprócz powyższych szczegółów, dawno już rozpoznano, że dokoła każdego z biegunów Marsa jest

zarysowana biała plama. W miarę, jak biegun zwraca się ku słońcu, plama powoli zmniejsza się; kiedy biegun odwraca się od słońca, plama się zwiększa. Obie plamy są poczytywane za pola śniegowe, tworzące się w zimie dokoła biegunów, zmniejszające się częściowo lub topniejące całkowicie podczas lata.

„Kanały“ na Marsie.

W roku 1877 począł swe słynne obserwacje powierzchni Marsa astronom włoski, Schiaparelli. Między innymi szczegółami w jasnych okolicach powierzchni zauważył ciemne linie, zazwyczaj proste, i nazwał je kanałami.

Niefortunny przekład włoskiej nazwy spowodował wiele nieporozumień. Wyraz włoski bez zmiany przyjęto w innych językach, i do dziś dnia trwa mniemanie, że Schiaparelli istotnie linie te poczytywał za kanały, które na wzór ziemskich przeprowadziły przez łądy Marsa istoty rozumne.

Do dziś dnia panuje niezgoda pomiędzy badaczami co do właściwego znaczenia owych „kanałów“. Pochodzi to przedewszystkiem z tej racji, że kanały nie są bynajmniej zupełnie wyraźne na jaśniejszej części powierzchni planety. Na całej powierzchni widać różne odcienie, jaśniejsze i ciemniejsze plamy; są one wszelako tak słabe i niewyraźne, z mnóstwem przejść pośrednich z odcienia w odcień, że niesłychanie trudno podać jakikolwiek zdecydowany obraz kształtu i przebiegu linii.

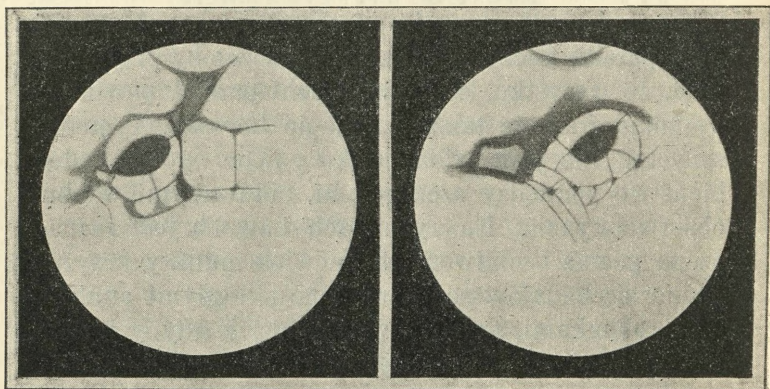
Obraz szczegółów zmienia się wraz z różnym oświetleniem tarczy Marsa, wraz z właściwościami naszej atmosfery; wszystko to sprawia, że obserwa-

torzy kanałów rozmaicie je pojmują i najrozmaiciej odrysowują. Mamy więc rysunki planety z obserwatorium Lowella, na których kanały występują w postaci wyraźnych, ostrych linii, przecinając, jak gdyby siecią, większą część powierzchni Marsa; natomiast na mapach Schiaparellego kanały są podane w postaci słabych smug, zgoła nie przypominających wyraźnych zarysów z mapy Lowella. Przytem Lowell znacznie więcej widzi kanałów, niż Schiaparelli. Lecz w takim razie należałoby przypuszczać, że wszystko, co widział Schiaparelli, powinno być znajdować się także na mapie Lowella. Tymczasem tak nie jest; widać tylko pewne ogólne podobieństwo pomiędzy szczegółami, notowanymi w obu obserwatoryach. Na rysunkach Lowella jest zaznaczona pewna osobliwość, mianowicie punkty krzyżowania się kanałów są odznaczone okrągłymi punkcikami, plamkami, przedstawiającymi jak gdyby jeziora. Tych plamek zgoła nie widać na mapach Schiaparellego.

Podczas dogodnej opozycji najwyraźniej zarysowuje się na powierzchni Marsa wielka, ciemna, prawie okrągła plama, zwana *Lacus solis*—Jezioro słońca. Co do tego szczegółu wszyscy obserwatorowie są w zgodzie. Do pewnego stopnia godzą się również na przyjęcie niektórych słabych smug, albo kanałów, wychodzących z jeziora. Wszelako nie zgadzają się ani na liczbę kanałów, ani też na szczegóły z najbliższego sąsiedztwa. Nader interesujące jest porównanie dwóch rysunków tejże okolicy Marsa, podanych przez Campbella i Husseya, wykonanych niezależnie jeden od drugiego w dniu

17 sierpnia 1892 roku. Oba te rysunki podajemy (rys. 48).

Widzimy tutaj, że bliższe i dalsze okolice podłużnej plamy na obu rysunkach tak dalece różnie są przedstawione, że tylko z trudnością wynajdujemy podobieństwo. A wiedzieć trzeba, że rysunki wykonali dwaj jednakowo wprawni obserwatorzy, po-



Rys. 48. *Lacus solis* na Marsie według rysunków C a m p e l l a i H u s s e y a.

siłkując się jednakowymi narzędziami w jednakich warunkach atmosferycznych!

I jeszcze jedna rzecz zastanawiająca: trzeci, wyjątkowo wprawny obserwator z Licke, Barnard, mógł potwierdzić tylko niewielką część szczegółów, podanych na mapach Schiaparellego i Lowella. Przy wyjątkowo spokojnem powietrzu zdołał zobaczyć mnóstwo drobnych, nader słabych plamek, które były niewidzialne dla innych obserwatorów z mniejszymi narzędziami. Szczegóły te tak dalece wyda-

wały się Barnardowi zawiłymi, że nie mógł ich przedstawić na rysunku. Dostrzeżone plamki występowały nietylko na jaśniejszych częściach powierzchni, poczytywanych za lądy, lecz i na ciemniejszych, na t. zw. morzach, nawet w większej liczbie. Przytem, jak twierdzi, nie dało się zauważyć owej prawidłowości w układzie plamek, jaka cechuje kanały, łączące jedną okolice z drugą. Wprawdzie oko mogło rozróżniać miejscami ciemne linie, niektóre nawet odpowiadające przypuszczalnym kanałom, linie te wydawały się wszelako nie tak prawidłowo zarysowane, jak na rysunkach Schiaparellego lub Lowella.

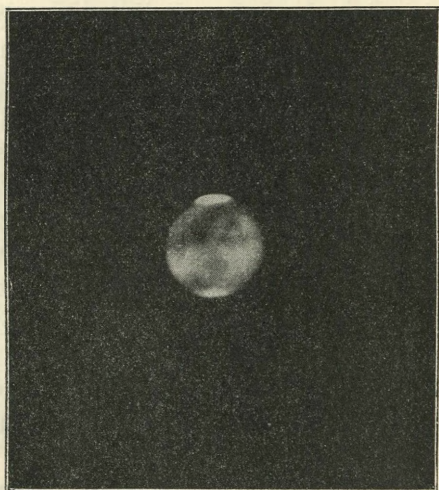
Właściciel prywatnego obserwatorium włoskiego w Teramo, Cerulli, podaje dość prawdopodobne wyjaśnienie przyrody kanałów, które zresztą rysuje i na własnej mapie. Otóż Cerulli powiada, że, rozpatrując księżyc przez zwykłą lornetkę teatralną, zdołał dostrzec na jego powierzchni takie szczegóły, takie plamy i linie, że przypominały mu szczegóły z powierzchni Marsa.

Zjawisko kanałów nie byłoby zatem prostem złudzeniem, lecz nie byłoby również odtworzeniem istotnych szczegółów. Zjawisko tłumaczyłoby się mimowolną właściwością oka, która pewnym słabym, nie dającym się pojedynczo rozróżnić, nie posiadającym przytem prawidłowych zarysów szczegółom stara się nadać taką właśnie prawidłowość.

Tymczasem podczas opozycji z roku 1907 właściciel prywatnego obserwatorium w Flagstaff (w Arizonie), Lowell, po raz pierwszy zdołał otrzymać dość dobre fotografie powierzchni Marsa (rys. 49), chociaż w nader drobnych rozmiarach. Na niektórych negatywach zagadkowe kanały istotnie są widzialne,

jakkolwiek nie stanowią linii prostych, lecz ciemne smugi o niewyraźnych zarysach.

Pomimo zasadniczych różnic w poglądach astronomów, w ostatnich czasach zaczęto skłaniać się ku przyjęciu ciemnych linii, wykrytych przez Schiaparelli.



Rys. 49. Zdjęcie fotograficzne Marsa z r. 1907 wykonane w obserwatorium Lowell.

parallel; prócz tego okazało się, że widzialność linii podlega pewnej właściwej im zmienności. Wyjaśnia to wiele różnic pomiędzy mapami Schiaparelli, Lowell i inn. Jeżeli weźmiemy naprz. dwa sąsiednie kanały, już to jeden, już drugi może być lepiej widzialny; zdarzy się więc może, że jeden obserwator lepiej zauważył i odpowiednio odrysował ten, drugi zaś tamten kanał.

Przypuszczalna przyroda kanałów.

Wszystko, cokolwiek o kanałach można powiedzieć pewnego, daje się streścić w następujących twierdzeniach:

1. Powierzchnia planety jest nader różnorodna, z mnóstwem subtelných szczegółów o niewyraźnych konturach.

2. Powierzchnia Marsa zawiera mnóstwo ciemnych smug, zajmujących rozległe przestrzenie planety; jedne z nich mają niewyraźne, zamazane kontury, inne postać cieniutkich, jak nitki, kresek.

3. Wiele z tych smug i linii składają się, prawdopodobnie, z ciemnych, pojedynczych plamek; jedynie przy najsilniejszych powiększeniach plamki te dają się rozdzielić.

Twierdzenie ostatnie, które zbiega się z poprzednio przytoczonym wyjaśnieniem Cerullego, można unaocznic następującym prostym doświadczeniem. Weźmy staloryt z portretem wykonanym punkcikami i patrzmy nań przez silnie powiększające szkło: dostrzeżemy tylko mnóstwo punkcików, tworzących proste i krzywe linie. Po odjęciu szkła powiększającego oko przestaje odróżniać pojedyncze punkciki i łączy je w pewne linie, które tworzą następnie zarysy twarzy ludzkiej. Coś podobnego dostrzegamy, patrząc przez lupę na rysunek wykonany przez siatkę, naprz. na nasz rys. 48. Jak na stalorycie oko z grupy punkcików otrzymuje wizerunek twarzy, tak mnóstwo drobnych plamek na Marsie może dać wrażenie długich, bez przerw ciągnących się linii.

Chwilami obserwowane, tak zwane dwojenie się kanałów należy do najbardziej zadziwiających

zjawisk na powierzchni Marsa. Spostrzegł to pierwszy Schiaparelli; wszelako później obserwowano zjawisko jeszcze kilku innych astronomów. Otóż znaleziono, że kanał, widywany przez jakiś czas pojedynczo, nagle zdawał się być złożonym z dwóch równoległych linii. Każdy obserwator wie, że podobne rozdawanie zachodzi, jeżeli naprz. cienka, ciemna linia o tyle jest zbliżona do oka, że na siatkówce nie może już powstać wyraźny obraz. Oko krótkowidza w pewnych warunkach widzi druty telegraficzne podwójnie. Zresztą nawet normalne oko widzi ciemną smugę na jasnym tle z pewnej odległości podwojoną, jeżeli zachodzi pewne osobliwe załamanie światła lub jeżeli powietrze znajduje się w ruchu pod wpływem nagrzania. Czy wogóle podobne złudzenia zachodzą przy oglądaniu kanałów Marsa — trudno zdecydować. Na korzyść złudzenia na tle fizyologicznem przemawia okoliczność, że na zdjęciach fotograficznych Marsa nigdy nie znajdujemy kanałów podwojonych.

Rozważając różne hipotezy co do przyrody kanałów, pamiętać należy, że linie, spostrzegane przez najlepsze narzędzia współczesne w odległości Marsa, muszą mieć w istocie co najmniej 50 do 150 km. szerokości. Już same te rozmiary przemawiają przeciwko przypuszczeniu, aby podobnie olbrzymie kanały mogły być wykonane przez mieszkańców planety. Nie wyłącza to wszakże możliwości, że owe „kanały“ są okolicami zabarwionemi na ciemno przez okrywającą je roślinność.

Należy jeszcze dodać, że w okolicach biegowych planety widywano kanały tylko wyjątkowo. Wszelako te okolice, nawet po stopieniu się powło-

ki śnieżnej, są widzialne z ziemi pod tak ostrym kątem, że szczegółów na ich powierzchni niepodobna wyraźnie rozeznaczyć.

Ważnem jest pytanie, czy owe białe plamy biegunowe są istotnie powłoką śniegu, który pada podczas zimy marsowej i następnie taje, kiedy słońce zaczyna ogrzewać okolice biegunów. Aby lepiej rzecz tę objaśnić, musimy rozważyć wyniki badań z ostatnich czasów, dotyczące atmosfery planety.

Atmosfera Marsa.

Wszyscy współcześni badacze zgadzają się, że atmosfera planety, jeżeli wogóle istnieje, musi być nader rozrzedzona w porównaniu z atmosferą ziemską. Stwierdzają to zgodnie i luneta, i spektroskop. Obserwując planetę przy pomocy lunety, widzimy, że szczegóły na powierzchni nigdy prawie nie są przysłonięte przez opary lub obłoki w jej atmosferze; spektroskop zaś daje widmo, które jest dokładną kopią widma słonecznego. Zdarza się wprawdzie, że szczegóły na powierzchni Marsa niezawsze są widzialne jednakowo dokładnie i ostro; lecz przyczyna tego kryje się przeważnie w naszej ziemskiej atmosferze, w zmiennej jej przejrzystości. Kanały na brzegu tarczy planety są mniej wyraźne, niż znajdujące się w jej środku; lecz i to zjawisko wyjaśnić można raczej ostrością kąta widzenia, pod jakim oglądamy brzeg planety, podobnie jak objaśnialiśmy już brak wyraźnych szczegółów w jej okolicach biegunowych. Coś podobnego można także obserwować, przyglądając się księżycowi gołym okiem lub przez lornetkę; jakkolwiek niema na nim nawet

śladów atmosfery, daje się jednak zauważyć pewne zmniejszenie wyrazistości w pobliżu brzegów tarczy. Pomimo to musimy przypuścić, że wspomniane zmniejszenie się wyrazistości w pobliżu brzegów Marsa w części przypisać należy wpływowi lekkiej warstwy atmosfery.

Badania spektroskopowe w ten sposób były prowadzone, że widmo Marsa porównywano z widmem księżycy, kiedy ten znajdował się w pobliżu. Oba widma nie wykazały najmniejszej różnicy. Gdyby Mars posiadał atmosferę, zdolną do wchłaniania promieni światła, w widmie planety dostrzegliśmyby nowe prążki absorbcyjne, a przynajmniej niektóre prążki widma słonecznego byłyby wzmożone. Ponieważ nic podobnego nie znaleziono, więc musimy przyjąć jako uzasadniony pogląd, że atmosfera Marsa, jeżeli wogóle istnieje, musi być nader rozrzedzona i zawierać bardzo mało pary wodnej. Śnieg spada wskutek zgęszczenia pary wodnej w atmosferze; stąd wydaje się mało prawdopodobnem, aby białe plamy biegunowe Marsa składały się istotnie z pól lodowych lub śnieżnych, jak to bywa w okolicach biegunów ziemskich. Z drugiej strony, jak wiadomo, nawet niewielka warstwa śniegu może pokryć białą powłoką całą okolicę; a więc białe plamy na biegunach Marsa mogą istotnie składać się ze śniegu. Nader więc prawdopodobna, że obie plamy powstają ze zgęszczenia pary wodnej na silnie oziębionej powierzchni planety, że są czemś w rodzaju naszego szronu, czyli zamarznętej rosy. Tem się łatwo tłumaczy często spostrzegane szybkie znikanie topniejącej plamy biegunowej. Wyrażone przez niektórych badaczy przypuszczenie, że plamy

biegunowe są zgęszczonym dwutlenkiem węgla, nie jest niemożliwe, chociaż mało prawdopodobne.

Na zakończenie, po rozważeniu wszystkich szczegółów, jakich dostarcza nam obserwacja Marsa, musimy zaznaczyć, że wiele przemawia przeciwko przypuszczeniu istnienia mieszkańców na tej planecie, niewiele tylko na korzyść. Pomiedzy astronomami co raz więcej jest stronników poglądu pierwszego. Zdanie to zdziwi zapewne wielu naszych czytelników, gdyż jest w sprzeczności z tem, co skądinąd słyszeli i czytali; powtarzamy wszelako, że odpowiada ściśle temu, co nam dały dotychczasowe obserwacje. Wszelkie w jakikolwiek sposób rozpowszechniane wiadomości o mieszkańcach Marsa są płonnemi przypuszczeniami, z którymi badania naukowe nie mają wspólnego.

Księżycy Marsa.

Niewiele odkryć ubiegłego stulecia tak dalece poruszyło umysły astronomów, co znalezienie dwóch księżyców Marsa, dokonane przez A. Halla z Washingtonu w r. 1877.

Oba księżycy są tak małe, że nie mogły być dostrzeżone pomimo starannych obserwacji Marsa w ciągu przeszło dwóch stuleci. Zgoła nawet nie przypuszczano, aby mogły istnieć podobnie drobne ciała jako towarzysze planet, i nie zadawano sobie trudu, aby przy pomocy wielkich lunet starannie przeszukać okolice planety. Po znalezieniu, jak to często bywa, okazało się, że oba ciała niebieskie nie są znów tak bardzo nieprzystępne; większa lub mniejsza ich widzialność zależy głównie od stanowiska Marsa wzglę-

dem ziemi. W zwykłych warunkach, aby dostrzec księżyc Marsa, potrzebna jest luneta przynajmniej o 40 centymetrach otworu. Wszelako podczas opozycji, kiedy Mars jest w bliskości punktu przysłonecznego, wystarcza znacznie mniejszy teleskop, a już od wprawy obserwatora i jego umiejętności przysłaniania rażącego światła samej planety zależy, czy zobaczy księżyc. Właśnie z przyczyny blasku planety łatwiej jest dostrzegalny księżyc zewnętrzny, jakkolwiek, prawdopodobnie, jest słabszy, niż wewnętrzny.

Hall nazwał księżyc zewnętrzny *Deimos*em, wewnętrzny *Fobos*em, tak bowiem według mitologii greckiej zwali się satelici boga Marsa. Księżyc wewnętrzny, *Fobos*, zadziwia tem, że dokonywa obiegu dokoła Marsa w ciągu 7 godzin 39 minut; jestto najmniejszy czas obiegu w całym układzie planetarnym. Podczas całego obiegu *Fobosa* planeta główna nie dokonywa nawet $\frac{1}{3}$ części swego obrotu dokoła osi; wskutek tego przypuszczalny mieszkanić Marsa widzi pierwszy, bliższy księżyc wschodzącym na zachodzie, zachodzącym na wschodzie. *Deimos* dokonywa obiegu dokoła Marsa również w nader krótkim czasie, gdyż w ciągu 30 godzin i 18 minut. Planeta więc główna wiruje szybciej, niż obiega ją *Fobos*; ruch pozorny *Deimosa* ponad widnokregiem Marsa jest tak wolny, że pomiędzy jego wschodem a zachodem upływają dwa dni.

Odległość obu księżyców od Marsa wynosi 9000 i 30000 km. Średnica ich jest tak niewielka, że bezpośrednio nie daje się wymierzyć i oceniana jest tylko w przybliżeniu. *Pickering*, na zasadzie pomiarów fotometrycznych blasku, podaje liczbę około 11 km.

Pozorna ich wielkość daje się porównać z rozmiarem jabłka o średnicy 5 cm., oglądanego przez lunetę z odległości 300 km. Pewną analogię z księżycami Marsa przedstawiają jedynie planetoidy i malutkie, w ostatnich czasach odkryte księżyce Jowisza i Saturna, o których w następnych rozdziałach będzie mowa. Wszystkie te słabo świecące ciała są jednak znacznie dalej od nas położone, prawdopodobnie więc znacznie też przewyższają księżyce Marsa swymi istotnymi rozmiarami.

7. Grupa małych planet.

Pozorna przerwa w układzie słonecznym pomiędzy drogami Marsa i Jowisza od dawna zwracała uwagę astronomów. Szereg ośmiu liczb, podany przez Titiusa, a później przez Bodego, dokładnie odpowiadał miejscom siedmiu planet w ich różnych odległościach od słońca. Zostawało wszelako jedno próżne miejsce pomiędzy Marsem a Jowiszem. Zjawiało się więc pytanie, czy tam jest istotna przerwa, czy też istnieje planeta tak mała, że nie zdołano jej dostrzec.

Pytanie rozwiązał astronom włoski, Piazzzi z Palermo, w pierwszym dniu 19-go stulecia. Piazzzi był pilnym obserwatorem i zajmował się właśnie układaniem katalogu gwiazd. Podczas roboty w dniu 1 stycznia 1801 roku udało mu się znaleźć gwiazdę, która była właśnie ową poszukiwaną planetą w przerwie między Marsem i Jowiszem. Planeta otrzymała miano Ceres.

Niewielkie rozmiary planety wywołały zdziwie-

nie; droga planety, po jej wyznaczeniu przez Gaus-
sa, wykazywała znaczny mimośród. Po pierwszym od-
kryciu wkrótce nastąpiło drugie. Jeszcze Ceres nie
zdołała dokonać jednego obiegu dokoła słońca, gdy
lekarz z Bremy, Olbers, chwile wolne od zajęć
fachowych poświęcający obserwacyom i badaniom
astronomicznym, znalazł drugą planetę, zakreślającą
drogę dokoła słońca prawie w tym samym pasie nie-
ba. Przerwa zapełniła się zatem dwiema planetami
mniejszymi, zamiast jednej wielkiej. Olbers wpadł
na przypuszczenie, czy nie są to przypadkiem szczątki
jakiejś rozbitej planety. Gdyby tak było, to mię-
dzy Marsem a Jowiszem powinnyby się znaleźć znacz-
nie więcej małych planet. Wkrótce hipoteza zna-
lazła potwierdzenie. W ciągu następnych trzech lat
znaleziono jeszcze dwa nowe ciała niebieskie, tak że
w r. 1807 w zagadkowej przerwie znano już cztery
planety, mianowicie Cererę, Palladę, Juno-
nę i Westę.

Teraz ustały na pewien czas odkrycia. Dopiero
w r. 1845 miłośnik astronomii, Hencke z Drezna,
znalazł piątą planetę. Następnego roku odkryto szóstą.
Odtąd zaczął się osobliwy szereg odkryć, tak że
z roku na rok liczba planet co raz się zwiększała, i dziś
liczymy małych planet, albo planetoid, około 700.

Oblawa na planetoidy.

Do r. 1890 poszukiwaniem tych małych ciał nie-
bieskich zajmowała się niewielka liczba obserwato-
rów. Przeważnie postępowano w ten sposób, że na
obszarze nieba z pobliza ekliptyki notowano wszyst-
kie gwiazdy i oznaczano ich miejsca na mapie; po

upływie kilku tygodni lub miesięcy powtórnie badano ten pas nieba przy pomocy lunety. Znalazłszy nową gwiazdkę, poprzednio nienotowaną, i przekonawszy się, że zmienia swe położenie wśród gwiazd są-



Rys. 50. Zdjęcie fotograficzne planetoidy Swea i jej ruch pośród nieruchomych gwiazd stałych.

siednich, astronomowie ogłaszali o odkryciu nowej planetoidy.

W obławie uczestniczyło wielu amatorów astronomii, skądinąd w tej nauce zupełnie nieznanych.

Tak naprz. w pięćdziesiątych latach ubiegłego stulecia wyróżnił się z pośród innych jubiler paryski, Goldsmidt, który znalazł 14 planetoid. Rekord wszakże wzięli dwaj fachowi astronomowie, Palisa z Wiednia i Peters z Clinton, z których pierwszy odkrył 83 planetoidy, drugi 48.

Kiedy do obserwacji astronomicznych zaczęto stosować fotografię, okazało się niebawem, że metoda ta jest o wiele pewniejsza i dogodniejsza do wyszukiwania i obserwowania planetoid od bezpośredniej obserwacji ocznej za pomocą lunety. Wystarcza skierować kamerę fotograficzną na niebo i przy dość długiej ekspozycji, w ciągu jednej godziny lub dwóch, dokonać zdjęcia gwiazd. Na kliszy gwiazdy występują w postaci małych, okrągłych punkcików; jeżeli wszelako znajdzie się pomiędzy nimi planeta, to, jako ciało obdarzone ruchem własnym, da obraz nie w postaci punktu, lecz niewielkiej kreski (rys. 50). Zamiast więc wodzić uporczywie lunetą po niebie, obserwator, po dokonaniu względnie krótkiego zdjęcia, rozpatruje kliszę. Metoda jest tem dogodniejsza, że nie potrzeba już robić porównywań z mapą nieba; planetę, jako kreskę, można rozpoznać na kliszy na pierwszy rzut oka.

Nader czynny kierownik obserwatorium w Heidelbergu, Max Wolf, pierwszy na tej drodze odkrył planetoidę w r. 1891. Od tej chwili, rok rocznie, całymi dziesiątkami zaczęto odnajdywać te ciała. Oczywiście, z czasem, poszukiwania i odkrycia stają się co raz trudniejsze, chociaż dotąd przypuszczalnej, ostatecznej liczby planetoid nie da się jeszcze określić. Większość odnalezionych w ostatnich czasach ma rozmiary nader nieznaczne, liczba zaś

nowoodkrytych wzrasta w tym samym stosunku, w jakim wielkość maleje. Nawet najświetniejsze z odkrytych, zatem najwcześniejsze znalezione, są już tak małe, że oglądane przez zwykłe lunety mają postać pyłków gwiazdzistych; przez najsilniejsze nawet narzędzia niepodobna wykryć śladów tarczy. W podobnych warunkach trudno powiedzieć coś określonego o ich istotnych rozmiarach; przypuszcza się, że najświetniejsze mają około 500 lub 600 km. w średnicy. Co do najmniejszych, to, szacując wielkość jedynie według blasku, można im przypisać średnicę od 10 do 50 km.

Drogi planetoid.

Drogi planetoid mają przeważnie znaczny mimośród. Mimośród *Polyhymnii* wynosi około 0.33, co znaczy, że w punkcie przysłonecznym jest ona o $\frac{1}{3}$ bliżej słońca w porównaniu ze średnią odległością, w punkcie zaś odsłonecznym o $\frac{1}{3}$ dalej. Przypadkowo zdarzyło się, że średnia odległość *Polyhymnii* wynosi trzy jednostki astronomiczne (t. j. odległości ziemi od słońca); najmniejsza jej zatem odległość od słońca wynosi dwie jednostki, największa cztery; a więc w punkcie odsłonecznym planetoida ta jest dwa razy odleglejszą od słońca, niż w punkcie przysłonecznym.

Płaszczyzna dróg przeważnej liczby planetoid jest znacznie pochylona względem płaszczyzny ekliptyki. W niektórych przypadkach pochylenie przewyższa 30° ; droga *Pallady* nap. jest pochylona o 34° .

Hypoteza *Olbersa*, że te drobne ciała niebieskie są odłamkami wielkiej planety rozsadzonej wy-

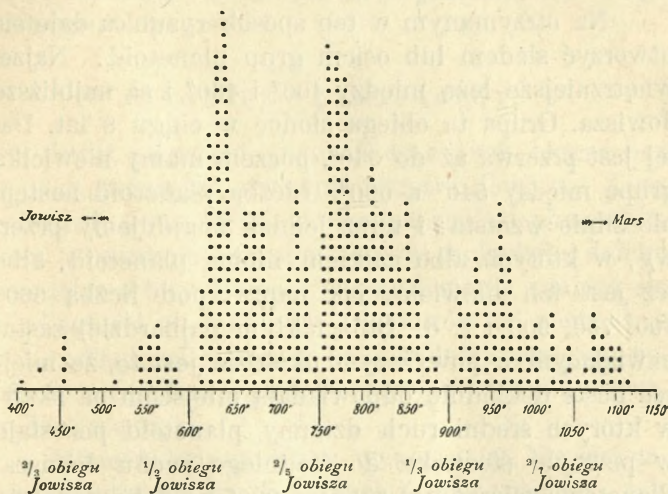
buchem, dziś, przynajmniej dla większości małych planet, nie da się podtrzymać. W istocie, orbity planetoid zajmują w przestrzeni zbyt szeroki pas, aby mogły być nigdy przecinać się w jednym punkcie. A tak musiałyby być, gdyby planetoidy stanowiły nigdy jedno ciało. Dziś przeważa pogląd, że ciała te od samego początku istnienia były takimi, jak widzimy je dziś na niebie.

Również zadziwiającym jest rozkład orbit planetoid w przestrzeni między Marsem a Jowiszem, gdyż nie jest równomierny. Drogi te, narzucone na mapę, utworzyłyby nie dającą się rozwikłać płataninę linii; aby móc wykryć prawo ich rozkładu, należy drogi w inny sposób uporządkować.

Już poprzednio wyjaśniliśmy, że orbity planet są zbliżone do kół; lecz środki tych kół znajdują się na zewnątrz słońca. Odrysowane na mapie, koła te płaczą się wzajemnie i przecinają w postaci nader złożonej siatki, zajmując szeroki pierścień, którego średnica zewnętrzna jest dwa razy, mniej więcej, większą, niż wewnętrzna. Otóż wyobraźmy sobie, że wszystkie te kółka przedstawiające drogi planetoid możemy pooddzielać jedne od drugich, jak gdyby były zrobione z drutu, i poukładać każde z osobna, w porządku wielkości, dokoła słońca jako środka. Otrzymamy tedy szeroki pierścień, złożony z pojedynczych kółek biegnących dokoła słońca; wszelako cała szerokość pierścienia nie będzie równomiernie wypełniona kołami: niektóre grupy wyraźnie się uwydatnią.

Jeszcze dobitniej wyjaśnić może te stosunki rys. 51, który w następujący sposób należy rozumieć: każda planeta dokonywa obiegu dokoła słońca w pewną liczbę dni ziemskich; liczba dni tem jest więk-

sza, im dalej od słońca leży planeta. Całkowity obwód koła drogi liczy 360° , czyli 1296000 sekund; dzieląc powyższą liczbę sekund przez liczbę dni ziemskich, w których ciągu planeta obiega słońce, otrzymujemy w ilorazie łuk, jaki zakreśla planeta po swej drodze w ciągu naszej doby. Ten łuk zwie się s r e d -



Rys. 51. Układ planetoid według ich średniego ruchu dziennego.

nim ruchem dziennym planety. Planetoidy, o których tutaj wyłącznie mówimy, mają średni ruch dzienny od 400 do 1100 sekund łuku; liczba sekund jest, oczywiście, tem większa, im czas obiegu jest krótszy, im planeta bliżej leży słońca.

Nakreśliśmy teraz linię prostą (rys. 51), podzieloną na jednakowe odcinki po 10 sekund, ze skalą od 400 do 1150 sekund. Pomiedzy dwiema kolejne-

mi kreskami umieścimy tyle punktów, ile jest planetoid, posiadających odpowiednio do podziałki pewien średni ruch dzienny. Między $550''$ i $560''$ mamy nap. 5 punktów, t. j. 5 planetoid, co oznacza, że średni ruch dzienny tych 5 planetoid wynosi $550''$ do $560''$. Dalej, między $560''$ i $570''$ znajdujemy 6 planetoid; między $570''$ i $580''$ trzy i t. d.

Na otrzymanym w ten sposób rysunku daje się utworzyć siedem lub osiem grup planetoid. Najzewnętrniejsze leżą między $400''$ i $460''$ i są najbliższe Jowisza. Grupa ta obiega słońce w ciągu 8 lat. Dalej jest przerwa aż do $540''$, poczem mamy niewielką grupę między $540''$ a $590''$. Liczba planetoid następnie silnie wzrasta; i teraz jednak znajdujemy przerwy, w których albo całkiem niema planetoid, albo też jest ich niewiele, jak naprz. pod liczbą 600, 700, 750, 900 i t. d. Otóż faktem najbardziej zastanawiającym w powyższym układzie jest to, że miejsca puste dokładnie odpowiadają miejscom na skali, w których średni ruch dzienny planetoid pozostaje w pewnym stosunku do średniego ruchu Jowisza. Planetoida ze średnim ruchem $900''$ na dobę dopełnia obiegu dokoła słońca w $\frac{1}{3}$ część czasu, w ciągu którego Jowisz obiega słońce; planetoida ze średnim ruchem dziennym $600''$ dopełnia obiegu w połowie czasu obiegu Jowisza; z ruchem $750''$ w $\frac{2}{5}$ roku Jowiszowego. Innemi słowy, wszystkie te planetoidy co pewną liczbę dokonanych obrotów zajmują względem Jowisza to samo położenie. Prawa mechaniki nieba mówią, że drogi planet, pozostające w podobnie prostym stosunku jedna do drugiej, z biegiem czasu ulegają silnym zmianom wskutek wzajemnego przyciągania. Pierwszy Kirkwood wskazał tego

rodzaju przerwy w szeregu planetoid, przypuszczając, że przerwy pochodzą stąd, iż planetoida na tem miejscu nie mogła trwale zachować swej drogi. Pogląd wszakże Kirkwooda nie jest zupełnie bez zarzutu, co najmniej wymaga pewnych ograniczeń; przy 450" bowiem, t. j. przy obiegu rocznym wynoszącym $\frac{2}{3}$ roku Jowiszowego niema przerwy; przeciwnie, jest wyraźna grupa planetoid.

Osobliwe planetoidy.

Setki planetoid, znanych do r. 1898, bieżą bez wyjątku pomiędzy drogami Marsa i Jowisza. Lecz w lecie r. 1898 Witt z Berlina znalazł planetoidę, która w punkcie przysłonecznym zachodziła daleko wewnątrz orbity Marsa i czasami mogła znaleźć się w odległości 20 milionów kilometrów od ziemi, t. j. w $\frac{2}{5}$ odległości Marsa, w najdogodniejszym jego położeniu względem ziemi. Osobliwą planetoidę nazwano Eros em.

Mimośród drogi Erosa wynosi 0.22. Nie jest zatem wyjątkowo wielki, chociaż dość znaczny, tak że podczas opozycji w punkcie przysłonecznym Eros względnie blisko podchodzi ku ziemi; podczas opozycji w punkcie odsłonecznym znajduje się daleko poza drogą Marsa, co zresztą nie ma dla nas szczególnego znaczenia. Drogi więc Erosa i Marsa zachodzą jedna na drugą, jak ogniwa łańcucha lub dwa połączone ze sobą kółka druciane.

Z naukowego punktu widzenia Eros jest wyjątkowo interesujący, ponieważ od czasu do czasu tak dalece zbliża się do ziemi, że jego odległość można dokładnie bezpośrednio wymierzyć; to znów daje moż-

ność wyznaczenia z wielką dokładnością odległości ziemi od słońca i, co za tem idzie, wyznaczenia rozległości całego układu słonecznego na podstawie trzeciego prawa Keplera. Niestety, dogodna opozycja Erosa zdarza się nader rzadko. Ostatnie największe zbliżenie się Erosa do ziemi było w r. 1892, zatem na krótko przed odkryciem planety. Jak się później okazało, Eros był w owym czasie wielokrotnie fotografowany w obserwatorium Harvarda; nie rozpoznano go jednak wśród otaczających gwiazd. Odległość jego od ziemi wynosiła wtedy 0.16 jednostek astronomicznych, t. j. 24 miliony kilometrów. W czasie najbliższej dogodnej opozycji, w r. 1931, odległość będzie jeszcze mniejsza, wyniesie 20 milionów kilometrów. Przyszłe pomiary położenia Erosa na sklepieniu nieba pozwolą nam zatem wyznaczyć niezwykle dokładnie odległość ziemi od słońca; nadzieja jest uzasadniona przez to, że podczas mniej dogodnej opozycji z r. 1900, lecz dzięki korzystnemu położeniu planety na naszym niebie północnem i dzięki licznym i starannym obserwacjom, udało się jednak wyznaczyć odległość słońca w liczbach nie tylko zgodnych pomiędzy sobą, lecz zgodnych nawet z liczbami osiągniętymi przedtem na innej drodze.

Pod względem właściwości fizycznych Eros osobliwie zainteresował astronomów, gdyż podczas po raz pierwszy przewidzianej opozycji 1900—1901 roku okazał okresową zmienność blasku. Zmiany blasku zachodziły w okresie $2\frac{1}{2}$ godzin. Aby wyjaśnić to zjawisko, przypuszczano, że Eros składa się z dwóch ciał, wirujących jedno dookoła drugiego, albo też, że jest ciałem wydłużonem lub kanciastem, obdarzonem ruchem wirowym. Więcej prawdopodobnem wydaje

się wszelako, że przyczyną tych zmian są ciemniejsze i jaśniejsze miejsca na powierzchni planetoidy, której blask zmienia się więc zależnie od tego, czy na zwróconej ku ziemi półkuli przeważają plamy jaśniejsze, czy ciemniejsze. Zagadkowość zjawiska wzrosła jeszcze, kiedy zauważono, że zmiany jasności pozornie bez przyczyny zaczęły zanikać i nie ponowiły się podczas następnych opozycji. W budowie planetoid kryje się zatem jeszcze coś zagadkowego.

W czasach najnowszych udało się Wolfowi rozszerzyć nasze wiadomości o rozkładzie planetoid w przestrzeni w kierunku wprost przeciwnym do poprzedniego. W roku 1906 i 1907 odkryto w Heidelbergu w liczbie innych trzy planetoidy, które biegną dokoła słońca w pobliżu drogi Jowisza, wychodząc częściowo poza tę drogę. Te trzy ciała otrzymały nazwy Achillesa, Hektora i Patrokla; są one jak gdyby przeciwwagą Erosa. Na pierwszy rzut oka wydaje się rzeczą nader dziwną, że tak małe ciała mogą ostać się samodzielnie w bezpośrednim sąsiedztwie największej z planet. Tymczasem pytanie nie daje się rozwiązać; prawdopodobnie wiele lat upłynie, zanim zdołamy w tym względzie powiedzieć coś określonego i rozstrzygnąć, czy orbity tych planet ulegają poważnym zmianom, czy też, jak reszta planetoid, przez czas dłuższy zachowują pewne cechy zasadnicze.

8. Jowisz.

Po słońcu Jowisz jest największym ciałem niebieskim układu planetarnego. Objętością przewyż-

sza trzykrotnie wszystkie inne planety pospołu złączone. Masa słońca jest tak jednak wielka, że masa Jowisza nie wynosi nawet $\frac{1}{1000}$ masy słońca. Jowisz obiega słońce w ciągu 11 lat 315 dni.

√ Planeta była w opozycji w końcu stycznia r. 1908, w końcu lutego r. 1909, w końcu marca r. 1910, w końcu kwietnia r. 1911. Czasy zatem najdogodniejszego położenia zjawiają się z roku na rok co raz później o miesiąc. W okresie widzialności łatwo odróżnić Jowisza po blasku i po barwie. Blaskiem ustępuje jedynie Jutrzence (Wenus), najświetniejszemu ciału gwiazdzistemu na niebie; prawie białą barwą światła różni się od czerwonego Marsa, który czasem dorównywa blaskiem Jowiszowi. Oglądając Jowisza przez niewielki teleskop, a nawet przez zwykłą lunetę polową, spostrzegamy natychmiast, że nie mamy przed sobą punktu świetlnego, na podobieństwo gwiazdy, lecz tarczę. Przy dość znacznem powiększeniu różniamy na tarczy wyraźne smugi równoległe, po raz pierwszy spostrzeżone przed 200 laty przez Huyghensa. Po udoskonaleniu narzędzi optycznych rozpoznano w smugach utwory podobne do chmur, tak dalece przytem zmienne, że ich obraz przekształca się nietylko w ciągu miesięcy, lecz nieledwie z dnia na dzień. Przez staranne obserwacye tych chmur na tarczy Jowisza wykryto, że planeta wiruje dokoła osi w ciągu 9 godzin 55 minut. Ten bieg wirowy jest tak szybki, że przy dogodnem położeniu planety astronom w ciągu jednej nocy zimowej może oglądać całą jej powierzchnię.

Uważny obserwator natychmiast spostrzeże dwie właściwości planety. Dostrzeże przedewszystkiem, że tarcza planety nie jest jednostajnie jasna, gdyż blask

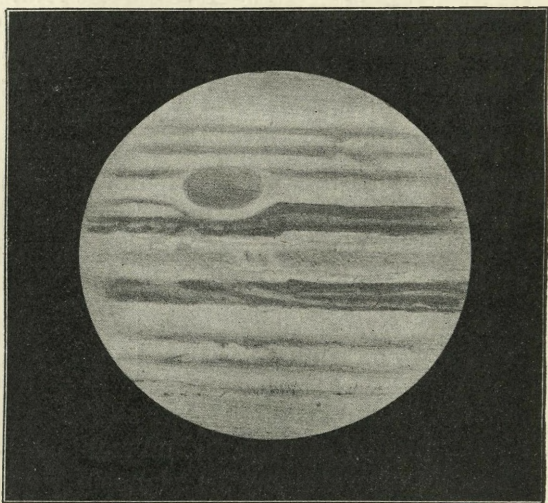
słabnie powoli w kierunku ku brzegom; brzegi więc są przyćmione i mętne w porównaniu z wnętrzem tarczy. To słabnięcie światła ku brzegom jest ogólnie przypisywane gęstej atmosferze, która prawdopodobnie otacza planetę. Drugą właściwością, którą mamy na myśli, jest kształt eliptyczny tarczy planety. Nie jest ona bowiem dokładnie okrągła, lecz jest spłaszczona u biegunów, jak nasza ziemia, tylko w wyższym stopniu. Nawet najbystrzejszy obserwator, oglądając ziemię z innej planety, nie mógłby dostrzec jej odchylenia od kształtu kulistego, tymczasem spłaszczenie Jowisza rzuca się wprost w oczy. Spłaszczenie wynosi $\frac{1}{16}$, t. j. średnica biegunowa jest o $\frac{1}{16}$ mniejsza, niż średnica równikowa. Tak silne spłaszczenie powstało, niewątpliwie, wskutek nader szybkiego ruchu wirowego planety.

Powierzchnia Jowisza.

Zjawiska na powierzchni Jowisza tak są zmienne, jak jest zmienny stopień zachmurzenia na naszej ziemi. Zazwyczaj widzimy na planecie wydłużone smugi obłoków; powstają one, prawdopodobnie, z tejże przyczyny, co ziemskie obłoki warstwowe, mianowicie, wskutek prądów atmosferycznych. Wśród ciemnych obłoków widać czasami okrągłe białe plamy. Nieraz pasy chmur mają różowawy odcień, zwłaszcza w pobliżu równika planety. W średnich szerokościach Jowiszowych, po obu stronach pasa równikowego, chmury są najsilniej uwydatnione; one to dają się dostrzegać przez małe lunety i sprawiają wrażenie ciemnych pasem.

Obraz ogólny Jowisza pod wieloma względami

różni się od Marsa i Wenus. W porównaniu z Marsem zasadnicza różnica Jowisza polega na braku trwałych szczegółów. Z powierzchni Marsa można zdjąć mapę i dokładność spostrzeżeń sprawdzać dowolnie w ciągu szeregu lat. Na powierzchni Jowisza natomiast brak stałych punktów wytycznych, a od-



Rys. 52. Jowisz z czerwoną plamą w r. 1889.

rysowana mapa służyć może dla jednej tylko obserwacji z pod wskazanej daty.

Pomimo ogólnego charakteru niestałości utworów na powierzchni Jowisza, obserwowano tam pewne szczegóły przez szereg lat. Do takich najosobliwszych szczegółów należy wielka czerwona plama na południowej półkuli planety, nagle spostrzeżona w r. 1878. Przez szereg lat była ona nader

wybitnym utworem, łatwo widzialnym z przyczyny swej barwy. W r. 1890 plama po pewnych wahanach zaczęła blednąć; czasami zdawała się ginać całkowicie, poczem ponownie stawała się wyraźniejszą. Zjawisko trwało prawie do r. 1902, poczem plama stała się nader niewyraźną. Nie zginęła jeszcze dotychczas, wszelako z roku na rok co raz jest słabszą.

Budowa fizyczna Jowisza.

Zagadnienie co do budowy fizycznej Jowisza nie jest jeszcze rozwiązane. Niema dotąd hipotezy, któraby zdołała objaśnić wszystkie zjawiska na jego powierzchni.

Najwięcej interesującą właściwością planety jest jej niewielka gęstość, czyli ciężar gatunkowy. Średnica planety 11 razy przewyższa średnicę ziemi. Stąd wynika, że objętość jej jest 1300 razy większa od objętości ziemi. Masa wszelako jest większa od masy ziemi tylko 300 razy. A więc gęstość planety nie dochodzi $\frac{1}{4}$ gęstości ziemi; jeżeli zaś za gęstość tę przyjmiemy liczbę 5.5, okaże się, że gęstość Jowisza jest, przybliżenie, o $\frac{1}{3}$ większa, niż gęstość wody. Prosty rachunek wykazuje, że siła ciężenia na powierzchni Jowisza jest dwa do trzech razy większa, niż na powierzchni ziemi. Wobec tak wielkiego przyciągania wnioskujemy, że wewnątrz planety jest silnie stłoczone i posiada gęstość względnie wielką. Takby być powinno, gdyby planeta składała się z materii płynnych lub stałych, jak nasza ziemia. Ponieważ zaś, jak widzieliśmy wyżej, średnia jej gęstość jest mała, wnioskujemy więc, że co najmniej górne warstwy planety są w stanie gazowym. Teraz pytanie, jak

to pogodzić ze stałością plamy czerwonej, obserwowanej przez 30 lat.

Musimy wszelako przyjąć hipotezę gazowego stanu planety bez wielkich ograniczeń. Potwierdza ją obecność par wodnych w atmosferze planety, zmienność obrazów powierzchni, a przedewszystkiem badania spektroskopowe. Najważniejszym wszelako potwierdzeniem powyższej hipotezy jest prawo jej wirowania dokoła osi. Znaleziono mianowicie, że na Jowisz, podobnie jak na słońcu, okolica równikowa wiruje w krótszym czasie, niż szerokości średnie. Wydaje się więc, że Jowisz pod względem właściwości fizycznych jest mniej lub więcej zbliżony do słońca. Pogląd ten pod każdym względem odpowiada obrazowi planety, oglądanej przez lunetę.

Różnica pomiędzy czasem obrotu okolicy równikowej a okolic średnich szerokości wynosi, o ile dziś wiemy, około pięciu minut; mianowicie, pod równikiem obieg trwa 9 godzin 50 minut, w szerokościach średnich 9 godzin i 55 minut. Temu czasowi odpowiada różnica w szybkości około 400 km. na godzinę; taka różnica jest niemożliwa do przyjęcia nawet w założeniu, że powierzchnia planety jest płynną.

Jeżeli opierać się na wynikach dotychczasowych spostrzeżeń nad wirowaniem Jowisza, należałoby wnioskować, że różnica w okresie wirowania nie wzrasta tu powoli, stale w kierunku od równika ku biegunom, jak na słońcu, lecz, przeciwnie, pod pewną szerokością występuje raptownie. Tego rodzaju skok byłby zbyt dziwny; zanim więc zjawisko przyjmiemy za rzeczywiste, musimy czekać jeszcze na dalsze, liczniejsze obserwacje.

Podobieństwo w budowie powierzchni słońca i Jowisza naprowadziło na przypuszczenie, że Jowisz jest, może, całkowicie lub przynajmniej częściowo ciałem świecącym własnym światłem. Przypuszczenie to jest jednak sprzeczne z faktem, że księżyce Jowisza całkowicie znikają, kiedy zanurzają się w jego cień. Możemy więc z całą stanowczością twierdzić, że Jowisz nie wydaje dość światła, aby księżyce mogły być przy nim widzialne. Gdyby księżyce otrzymywały z powierzchni planety chociażby jeden procent tego światła, jaki otrzymują od słońca, już musiałyby świecić w cieniu Jowisza. Dokładne pomiary okazały dalej, że światło, jakie Jowisz wysyła, jest nieco słabsze od światła, jakie otrzymuje od słońca. Stąd wynika, że wszelkie światło, jakie planeta ta wydaje, może być wyłącznie światłem odbitem, do czego dostateczną jest już taka zdolność odbijająca powierzchni planety, jaką mają ciała białe na powierzchni ziemi.

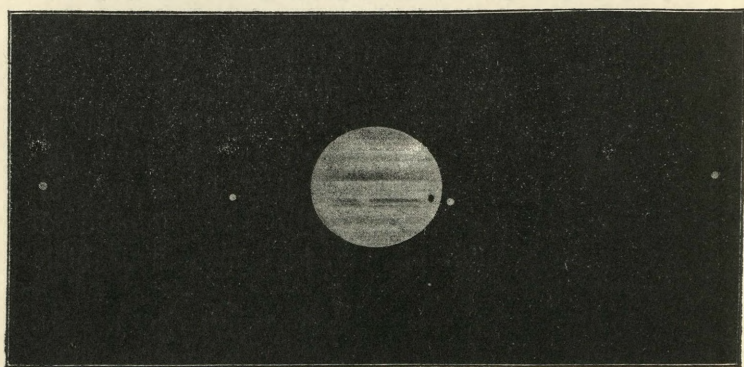
Do objaśnienia wszystkich opisanych faktów najwięcej nadaje się hipoteza, że planeta posiada jądro stałe; niewielka zaś przeciętna gęstość całej planety pochodzi z właściwości materii otaczającej owe stałe jądro. Prawdopodobnie jądro posiada nader wysoką temperaturę, którą nawet można porównywać z temperaturą na powierzchni słońca. Temperatura zniża się wszakże stopniowo w kierunku nazewnątrz, tak że materye, z których składają się warstwy zewnętrzne planety, nie posiadają już tak wysokiej temperatury, aby mogły wypromieniowywać znaczną ilość światła i ciepła.

W najkrótszych tedy słowach można scharakteryzować Jowisza, jako niewielkie słońce, o tyle wy-

studzone, że nie może już wypromieniowywać własnego światła.

Księżyce Jowisza.

Kiedy Galileusz po raz pierwszy skierował na Jowisza swą małą lunetę, z zachwytem ujrział cztery księżyce, towarzyszące planecie. Badając je przez szereg nocy, zauważył, że księżyce obiegają ciało cen-



Rys. 53. Jowisz ze swymi czterema wielkimi księżycami.

tralne, zgodnie z nieuznaną wówczas jeszcze Kopernika teorią układu słonecznego. Szczególne podobieństwo układu świata Jowiszowego z układem słonecznym było poważnym dowodem na korzyść twierdzeń Kopernika.

Cztery wielkie księżyce Jowisza można widzieć przez najmniejsze lunety, a nawet przez dobre lornetki teatralne. Przypuszczano nawet, że silny wzrok może je dostrzec bezpośrednio, bez pomocy środków

optycznych. Istotnie, księżyce są tak jasne, jak słabe gwiazdy, które można jeszcze rozpoznać gołym okiem, lecz blask sąsiedniej planety stanowi niepokonalną przeszkodę dla najbystrzejszego oka. Wiele dawniejszych podań o dostrzeganiu jakoby księżyców okiem nieuzbrojonym należy zaliczyć do kategorii złudzeń, poczęści nawet rozmyślnych. Może się jednak zdarzyć, że dwa księżyce zewnętrzne, znalazłszy się przypadkowo obok siebie, tak dalece wzmocnią wspólne światło, że gołe oko dostrzeże je.

Łatwe do obserwowania cztery główne księżyce Jowisza zainteresują niewątpliwie czytelnika szczegółami, dotyczącymi ich dróg i wielkości. Oto liczby:

Księżyce	Odległość od Jowisza	Czas obiegu	Średnica
I	429000 klm.	1 dzień 18 godzin	4000 km.
II	683000 „	3 dni 13 „	3300 „
III	1089000 „	7 „ 4 „	5700 „
IV	1915000 „	16 „ 17 „	5400 „

Co do wielkości, to księżyce pierwszy i drugi dają się porównać z naszym ziemskim towarzyszem; trzeci i czwarty przewyższają wielkością Merkurego, którego średnica mierzy 4800 km. Pomimo że wszystkie cztery ciała są znacznie odleglejsze od Jowisza, niż nasz księżyc od ziemi, to jednak pod wpływem znacznie potężniejszego przyciągania wielkiej planety, dużo prędzej ją obiegają, niż nasz księżyc ziemię.

Do r. 1892 tylko te cztery księżyce były znane, lecz w owym roku *Barnard* przy pomocy wielkiego refraktora obserwatorium *Licka* odkrył piątego towarzysza, położonego znacznie bliżej planety, niż cztery dawniejsze. Nowy księżyc obiega planetę w cią-

gu niecałych 12 godzin. Z wyjątkiem wewnętrznego księżyc Marsa, jestto najkrótszy czas obiegu w całym układzie słonecznym. Okres ten jest jednak dłuższy, niż okres wirowania planety głównej, gdy tymczasem wewnętrzny księżyc Marsa kończy swój obrót, jak już wiemy, przed upływem obrotu planety dookoła osi.

Piąty księżyc należy do najsłabiej świecących ciał układu słonecznego; przez niektóre tylko z najsilniejszych na świecie lunet można go oglądać. Droga jego obiegu jest wyjątkowo silnie ekscentryczna. Wskutek spłaszczenia tarczy Jowisza orbita piątego księżyc posiada tę osobliwą właściwość, że jej oś wielka, a zatem i punkt drogi najbliższy Jowisza dokonywają w ciągu roku całkowitego obrotu.

Szósty i siódmy księżyce Jowisza, liczone w porządku, w jakim je wykryto, znalezione zostały zimą 1904—1905 roku przez Perrine w obserwatorium Licka; ósmy księżyc odnalazł Melotte z Greenwich w styczniu 1908 roku. Odkryć dokonano przy pomocy fotografii, która jedna tylko może dać wizerunek podobnie słabo świecącego ciała, jakkolwiek szósty księżyc przez wielkie narzędzia widywano bezpośrednio. Te nowe księżyce są położone znacznie dalej od Jowisza, niż pięć pierwszych, zatem odbywają całkowity obieg w dość długim okresie czasu; szósty i siódmy księżyce obiegają planetę w ciągu $8\frac{1}{3}$ i $8\frac{2}{3}$ miesięcy, ósmy zaś dopiero w ciągu $2\frac{1}{2}$ lat.

Z przyczyny silnego pochylenia orbit, jak również z przyczyny znacznych mimośrodów nowe księżyce zajmują względem poprzednich szczególnie stanowisko, podobne do stanowiska planetoid względem

wielkich planet. Podobieństwo to jest tak znaczne, że wielu astronomów podało hipotezę, że owe księżyce nie należały niegdyś do układu Jowisza, lecz z czasem zostały pochwycone z pośród planetoid przez olbrzyma - planetę. Odkrycie małych planet Achillesa, Hektora i Patrokla przesunęło granice pasa tych ciał poza drogę Jowisza; nader zatem prawdopodobna, że mogło zajść tego rodzaju uwięzienie planetoidy, jakkolwiek nie mamy bezpośrednich na to dowodów.

Podczas biegu dokoła planety cztery stare księżyce Jowisza dają ciekawe zjawiska, łatwo dostrzegalne przez niewielkie lunety. Opiszemy tutaj ich zaćmienia i przejścia przez tarczę planety.

Jowisz, jak każde ciało nieprzezroczyste, rzuca cień. Księżycy, obiegając planetę, muszą więc przechodzić przez cień w tej części swej drogi, która leży poza planetą (w stosunku do słońca). Księżyc, wchodząc w cień, słabnie stopniowo i wreszcie staje się niewidzialny. Księżyc czwarty, najwięcej oddalony, stanowi pod tym względem wyjątek, może bowiem przechodzić powyżej lub poniżej cienia planety, zupełnie podobnie, jak nasz księżyc, zazwyczaj mijający cień ziemi.

Podobnie przechodzą księżycy przez tarczę planety w tej części swej drogi, która leży po stronie ziemi. Osobliwie ciekawy jest widok przejścia, kiedy cień księżycy także pada na tarczę planety; widzimy wtedy na Jowiszu czarny punkcik, przesuwany się razem z księżycem (rys. 53).

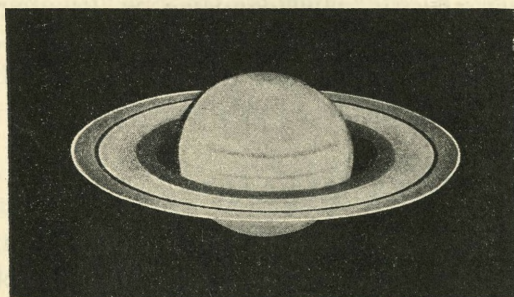
Zjawiska, dotyczące księżyców Jowisza, łącznie z przejściami ich cieni, są podawane w kalendarzach astronomicznych, tak iż obserwator jest uprzedzony

o mającem nastąpić zjawisku zaćmienia lub przejścia. Tego rodzaju zawiadomienie uprzednie jest bardzo ważne, ponieważ obserwacya chwili zniknięcia i pojawienia się księżycy w nieznanych miejscowościach ziemi pozwala oznaczyć długość geograficzną owych miejsc łatwiej, niż innymi sposobami. Należy wszelako znać poprawkę zegara względem czasu miejscowego, co dokonywa się przy pomocy pewnych obserwacyi astronomicznych i obrachowań, z którymi astronomowie i żeglarze są dostatecznie obcyi. Mając dany czas miejscowy, przez obserwacyę określamy moment zaćmienia księżycy. Po porównaniu z czasem według obserwatoryum w Greenwich, dla którego jest przewidziane zaćmienie w kalendarzu, znajdujemy różnicę, i ta jest różnicą długości geograficznej miejsca obserwacyi, podanej w jednostkach czasu.

Wadą tej metody jest jej niedostateczna dokładność. Obserwowana chwila początku i końca zaćmienia jest wątpliwa o dość znaczny ułamek minuty. Minuta czasu odpowiada pod równikiem, jak to już widzieliśmy, 15 minutom łuku, albo 28 kilometrom. W okolicach podbiegunowych błąd w obserwacyi jest znacznie mniejszy, ponieważ tam południki zbiegają się; stąd też w krajach i na morzach położonych w pobliżu biegunów metoda wyznaczania długości z zaćmień księżyców Jowisza jest i dziś jeszcze ważnym środkiem pomocniczym.

9. Saturn.

Po Jowiszu Saturn jest największą planetą układu słonecznego. Drogi dokoła słońca dokonywa w ciągu $29\frac{1}{2}$ lat. Kiedy Saturn jest widzialny na niebie, łatwo go rozpoznać po żółtawym, przyćmionym blasku. W latach najbliższych będzie w opozycji jesienią, każdego roku o 11 lub 13 dni później. W r. 1909 do 1910 opozycja przypadała w paź-



Rys. 54. Saturn według rysunku Keelera.

dzierniku, w r. 1912 i 1913 przesunie się na listopad i grudzień i t. d.

Jakkolwiek blask Saturna jest znacznie słabszy, niż Jowisza, to jednak przez układ swych pierścieni Saturn jest najbardziej zajmującym ciałem niebieskiem. Tego rodzaju układu nie spotykamy więcej na niebie, nie też dziwnego, że pierwsi obserwatorowie przy pomocy lunet znaleźli się wobec zagadki. Galileusz przypuszczał, że widzi planetę z dwoma wyrostkami; został też mocno poruszony, kiedy po roku, czy dwóch owych dodatków nie znalazł. Dziś

wiemy, że podobne znikanie pierścieni występuje peryodycznie, ponieważ w niektórych miejscach drogi Saturna do nas jest zwrócony tylko wązki brzeg płaskiego pierścienia. Lecz owo zniknięcie tak dalece zaniepokoiło Galileusza, że przestał obserwować Saturna, przypuszczając, że stał się sam ofiarą jakiegoś złudzenia. Oczywiście, dodatki przy planecie wkrótce pojawiły się ponownie, wszelako na określenie, czem są istotnie, nie umiano się zdobyć. Dopiero w 40 lat potem zagadkę rozwiązał astronom i fizyk holenderski, Huyghens, zawiadamiając w kryptogramie, że „planeta jest otoczona cienkim, płaskim pierścieniem, który jej nigdzie nie dotyka i jest pochylony względem ekliptyki“.

Budowa fizyczna Saturna.

Pomiędzy Saturnem i jego sąsiadem, Jowiszem, zachodzi zadziwiające podobieństwo. Obie planety mają gęstość małą; gęstość Saturna jest nawet mniejsza, niż gęstość wody. Obie planety bardzo szybko wirują; Saturn dokonywa obrotu dokoła osi w ciągu 10 godzin 14 minut, zatem w czasie nieco dłuższym, niż Jowisz. Saturn posiada również silne spłaszczenie u biegunów, wynoszące $\frac{1}{12}$. Powierzchnia Saturna jest również pokryta obłokami, przypominającymi smugi na Jowiszu. Nie są one wszelako równie łatwo dostrzegalne, jak tamte; owszem, trudno zazwyczaj je dojrzeć. Z obrotu pojedynczych jaśniejszych plam, które występują czasami na powierzchni, wywnioskowano, że na Saturnie, podobnie jak na słońcu i na Jowiszu, warstwy powierzchniowe wirują z różną szybkością względnie do odległości od rów-

nika planety. Wszelako obserwacje te są tak trudne, że niepodobna wyprowadzić stąd uzasadnionych wniosków co do obrotu Saturna.

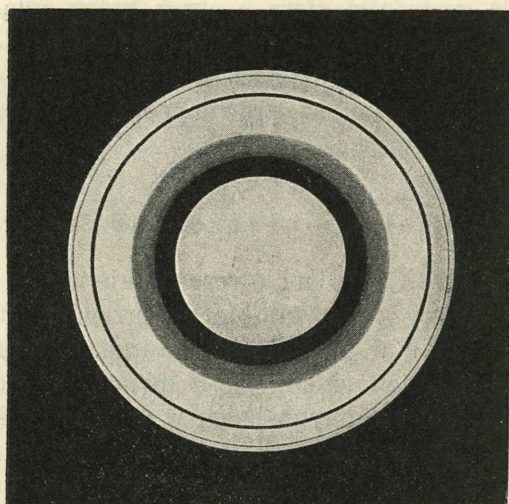
Wszystko, co mówiliśmy o prawdopodobnej przyczynie małej gęstości Jowisza, w równej mierze stosuje się także do Saturna. Prawdopodobnie więc planeta posiada niewielkie stałe jądro, otoczone olbrzymią gęstą atmosferą, a obraz, który oglądamy, jest tylko zewnętrzną warstwą atmosfery. Jasne, białe plamy, tu i owdzie czasami raptownie występujące na planecie, są prawdopodobnie rozległymi masami obłoków.

Zmienny obraz pierścieni Saturna.

W r. 1675 Cassini, ówczesny kierownik obserwatorium paryskiego założonego przed 9 laty, odkrył przerwę w pierścieniu Saturna. Stwierdzono więc, że pierścień składa się z dwóch oddzielnych pierścieni, umieszczonych jeden w drugim i leżących w jednej płaszczyźnie. Pierścień zewnętrzny zdaje się być również rozdwojony, a widoczna na nim przerwa nosi miano przerwy Enckego od nazwiska astronoma, który ją pierwszy zauważył. Ta druga przerwa nie jest wszakże jeszcze dostatecznie wyjaśniona; nie jest również tak wyraźnie zarysowana, jak przerwa Cassiniego, lecz wydaje się raczej subtelnym cieniem, którego przebieg wzdłuż pierścienia jedynie z trudnością daje się spostrześć.

Rys. 55 wskazuje, jak wyglądałby Saturn z pierścieniami, gdybyśmy widzieli je z góry — co zresztą jest niemożliwe. Zauważylibyśmy więc przedewszystkiem ciemną przerwę Cassiniego, która dzieli układ

na dwa pierścienie, wewnętrzny i zewnętrzny. Na mniejszym zewnętrznym pierścieniu wystąpiłaby szara przerwa Enckego. Nie wyczerpuje to wszelako, jak widzimy, całego układu pierścieni. Na pierścieniu wewnętrznym, od strony planety widać szary obwód, zwany pierścieniem mglistym. Zauważył



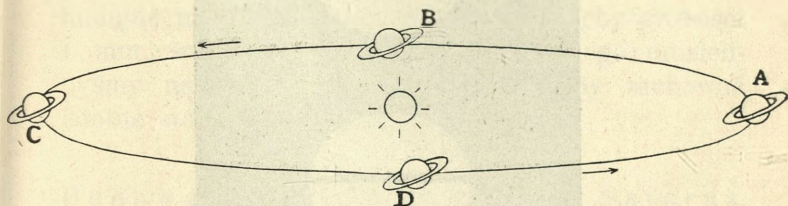
Rys. 55. Układ pierścieni Saturna, oglądanych od góry.

go pierwszy Galle z obserwatorium berlińskiego, a opisał dokładniej Bond. Przez długi czas przypuszczano, że jestto oddzielny pierścień; atoli staranne obserwacje przekonały, że tak nie jest; pierścień mglisty jest spojony z wewnętrznym, gdyż między nimi niema przerwy.

Pierścienie Saturna są pochylone pod kątem 28° względem płaszczyzny jego drogi i podczas obie-

gu planety dokoła słońca zachowują swe położenie w przestrzeni. Wynik takiego niezmiennego położenia wyjaśnia rys. 56, gdzie droga Saturna dokoła słońca jest nakreślona w perspektywicznym skróceniu.

Kiedy planeta znajduje się w punkcie *A*, słońce oświetla północną (górną) stronę pierścieni. Po siedmiu latach, kiedy planeta przejdzie do punktu *B*, pierścienie zwrócą się krawędzią ku słońcu; następnie, po przejściu punktu *B*, słońce będzie oświetlało południową (dolną) stronę pierścieni. W punktach *A* i *C* pochylenie pierścieni względem słońca jest



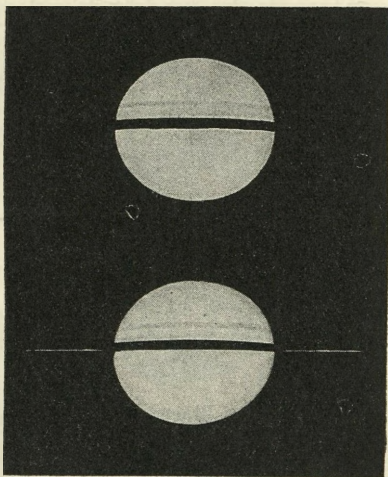
Rys. 56. Niezmienny kierunek płaszczyzny pierścieni Saturna podczas obiegu planety dokoła słońca.

największe. W punkcie *D* znowu jest oświetlona jedynie wążka krawędź pierścieni. Po przejściu punktu *D* i dalej, przez *A* aż do punktu *B*, słońce ponownie oświetla północną stronę układu.

W porównaniu z odległością Saturna, ziemia jest tak blisko słońca, że pierścienie dają nam ten sam obraz, jak gdybyśmy obserwowali je ze słońca. W ciągu zatem okresu 15 lat widzimy tylko północną stronę pierścieni; w innym czasie podczas takiego okresu widzimy stronę tylko południową. W epokach przejściowych pomiędzy tymi okresami widzi-

my płaszczyznę pierścieni coraz ukośniej, aż w końcu spostrzegamy je w postaci ciemnej, prawie całkowicie niedostrzegalnej linii. Po pewnym czasie pierścienie zaczynają się roztwierać, aby po 15 latach znowu zniknąć.

Znając już istotny kształt pierścieni, możemy



Rys. 57. Znikanie pierścieni Saturna.

łatwo zrozumieć ich wygląd pozorny w teleskopie i częste zmiany. Rys. 54 wyobraża pierścienie w ich położeniu przeciętnym; najlepiej wszakże możemy je widzieć, kiedy są najczęściej rozwarłe, a więc kiedy planeta jest w miejscach *A* lub *C* według rys. 56. Wtedy najlepiej widać przerwy i t. zw. pierścień mglisty.

Cień jądra planety pada na pierścień w postaci ciemnego łuku; z drugiej zaś strony pierścień

zarysowuje się na jądrze planety w postaci smugi cienia.

Bardzo ciekawe są rzadkie przypadki, kiedy płaszczyzna pierścienia przechodzi między ziemią a słońcem, co na rys. 56 jest oznaczone jako położenia *B* i *D*. W tych położeniach, co po raz ostatni zdarzyło się w r. 1891 i 1907, pierścień przez kilka dni jest niedostrzegalny nawet przez najsilniejsze teleskopy (rys. 57). Obserwacje te wskazują, że pierścień jest nader cienki. Według Holdena szerokość jego nie przekracza 80 km. Ponieważ średnica pierścienia zewnętrznego mierzy 278000 km., więc, budując model pierścieni Saturna z blachy grubości 1 mm., średnicy pierścienia zewnętrznego musieliśmy nadać długość $3\frac{1}{2}$ metra, ażeby zachować istotne stosunki układu.

Budowa fizyczna pierścieni Saturna.

Od kiedy zrozumiano, że pomiędzy prawami ruchu ciał na ziemi a prawami ruchu ciał niebieskich niema różnicy, zaczęto zastanawiać się nad zagadkowymi pierścieniami Saturna. Co utrzymuje pierścienie w przestrzeni? Co powstrzymuje planetę od zetknięcia z pierścieniem wewnętrznym, od rozsypiania całej budowy?

Czas jakiś przypuszczano, że pierścień w stanie płynnym byłby zabezpieczony od podobnej katastrofy; wszelako później udowodniono, że tak nie jest. Maxwell np. już w r. 1856 wyjaśnił, że pierścienie nie mogą się składać z ciał w jakikolwiek sposób ściśle z sobą spojonych, że zatem muszą być gęstem skupieniem pojedynczych drobnych ciałek, w rodzaju

obłoku pyłu. Dowód bezpośredni podał w r. 1895 Keeler przy pomocy spektroskopu. Keeler fotografował widmo Saturna, przyczem szczelinę spektroskopu skierował na oś wielką układu pierścieni. Wynik zdjęcia był zadziwiający: ciemne linie w widmie wystąpiły nie w postaci linii prostych, jak zwykle, lecz w postaci linii zgiętych i połamanych. Otrzymano więc dowód, że materye pierścieni obiegają planetę z różnemi szybkościami; w szczególności jasno wystąpił fakt, że ruch obrotowy na zewnętrznym brzegu pierścienia jest najpowolniejszy i wzrasta stopniowo w kierunku do wnętrza, dokładnie w ten sposób, w jaki, według trzeciego prawa Keplera, powinienby obracać się dokoła planety w danem miejscu znajdujący się księżyc. Podobnie nierównomiernym może być wszakże czas obiegu jedynie w tym przypadku, jeżeli pierścień składa się z oddzielnych cząsteczek; gdyby zaś był ciałem ściśle spójnym, otrzymalibyśmy wynik wprost przeciwny: szybkość na zewnętrznym brzegu powinna być największą. Jeszcze przed Keelerem hipotezę meteorycznego składu pierścieni poparł na innej drodze Seeliger z Monachium. Liczne pomiary blasku (t. zw. fotometryczne) Saturna dały szereg wielkości zmiennych, zależnie od większej lub mniejszej rozwartości pierścienia. Otóż przebieg tej zmienności nie daje się pogodzić z hipotezą składu pierścienia z materyi stałej lub płynnej; jest natomiast w zgodzie z założeniem, że pierścień, w myśl teorii Maxwella, składa się z oddzielnych cząstek, pokrywających się wzajemnie cieniami.

Księżycy Saturna.

Oprócz pierścienia, otacza jeszcze Saturna czterdzieści księżyców; jestto największa liczba księżyców w całym układzie planetarnym. Pod względem wielkości towarzysze Saturna są nader niejednakowe. Najświeźszego, Tytana, można obserwować przez małą lunetę; najslabszy z ośmiu dawnych księżyców, Hyperion, jest widzialny wyłącznie przez najsilniejsze narzędzia; księżycy dziewiąty i dziesiąty występują tylko na płycie fotograficznej.

Tytana odkrył Huyghens w r. 1655, nakrótka przed rozwiązaniem tajemniczej sprawy pierścienia planety. Wiadomość o odkryciu podał w zagadkowym układzie liter, w postaci kryptogramu, w którym w krótkich słowach zawiadamiał odgadującego, że istnieje towarzysz Saturna z 15-dniowym okresem obiegu. Odpis kryptogramu posłał matematykowi angielskiemu, Wallisowi. Ten, dziękując Huyghensowi za uprzejmość, w odpowiedzi przesłał również kryptogram z wiadomością o pewnym odkryciu. Odgadłszy kryptogram, Huyghens ze zdziwieniem przekonał się, iż zawiera wiadomość o tem samym odkryciu, w innych tylko słowach podaną. Wkrótce wyjaśniło się wszelako, że Wallis nader szybko odgadł układ liter Huyghensa i, aby wykazać bezużyteczność tego rodzaju korespondencji, w podobny sposób odplacił się przyjacielowi.

Ogłaszając o swem odkryciu Tytana w r. 1655, Huyghens zawyrokował, że liczba ciał w układzie słonecznym wyczerpała się; jest bowiem 7 ciał wielkich i 7 ciał małych—liczba mistyczna! W niespełna jed-

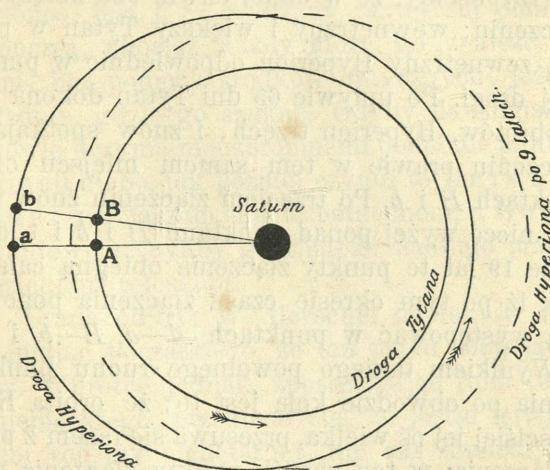
nak 30 lat potem mistyczny ten pogląd zniweczył Cassini, odnajdując cztery następne księżyce Saturna. W 100 lat potem, w r. 1789, W. Herschel odkrywa dwa nowe księżyce, wreszcie ósmy znajduje Bond w r. 1848 w obserwatoryum Harvarda.

Na zdjęciu fotograficznem nieba, dokonaniem w r. 1897 na oddziale obserwatoryum Harvarda w Arequipa, w Ameryce Południowej, znaleziono w pobliżu Saturna gwiazdkę, położoną od planety znacznie dalej, niż ostatni ze znanych księżyców; gwiazdka ta co wieczór zmieniała swe miejsce. Z późniejszych spostrzeżeń przekonano się, że jestto dziewiąty księżyc Saturna. Na fotografiach, dokonywanych w celu badania biegu dziewiątego księżycza, W. H. Pickering w r. 1905 znalazł dziesiąty księżyc, obiegający planetę prawie po drodze Hyperiona.

Następująca tablica zawiera zestawienie wszystkich dziesięciu księżyców. Podane jest nazwisko odkrywcy, data odkrycia, odległość od Saturna wyznaczona w jego promieniach jako jednostce miary, wreszcie czas obiegu.

Nazwa księżycza	Odkrywca	Data	Odległość od Saturna	Czas obiegu
Mimas	W. Herschel	1789	3.1	0 dni 23 godz.
Enceladus	"	1789	3.9	1 dzień 9 "
Thetys	Cassini	1684	4.9	1 " 21 "
Dione	"	1684	6.2	2 dni 18 "
Rhea	"	1672	8.7	4 " 12 "
Tytan	Huyghens	1655	20.2	15 " 23 "
Themis	W. H. Pickering	1905	24.2	20 " 20 "
Hyperion	Bond	1848	24.5	21 " 7 "
Japetus	Cassini	1671	58.9	79 " 8 "
Phoebe	W. H. Pickering	1897	214.4	550 " 11 "

W powyższym zestawieniu najbardziej uderzają przerwy pomiędzy księżycami, mianowicie pomiędzy Rhea a Tytanem, dalej między Hyperionem, Japetem i Phoebą. Pięć księżyców wewnętrznych tworzą jak gdyby osobną grupę; potem następuje przerwa, szerokością przewyższająca odległość między Rhea a Saturnem; z kolei mamy grupę, złożoną z Tytana, Hy-



Rys. 58. Związek pomiędzy drogami księżyców Tytana i Hyperiona.

periona i Themis; znów następuje przerwa, szersza, niż odległość Hyperiona. Phoebe zaś przeszło trzy razy jest odleglejsza, niż Japetus.

Czasy obiegów czterech wewnętrznych księżyców są w zadziwiającym wzajemnym stosunku. Czas obiegu trzeciego księżycy jest prawie dwa razy większy, niż czas obiegu pierwszego; okres czwartego dwa razy większy od okresu drugiego. Pozatem okres czte-

rech obrotów Tytana prawie równa się okresowi trzech obiegów Hyperiona.

Stosunek ostatni jest spowodowany przez nader ciekawy wpływ prawa przyciągania na drogi obu ciał niebieskich: droga Hyperiona, księżycy więcej zewnętrznej, jest wybitnie ekscentryczna, jak wskazuje rys. 58.

Przypuścimy, że w danej chwili oba księżyce są w złączeniu; wewnętrzny i większy Tytan w punkcie *A*, zewnętrzny Hyperion odpowiednio w punkcie *a* swej drogi. Po upływie 65 dni Tytan dokona czterech obrotów, Hyperion trzech, i znów spotkają się w złączeniu prawie w tem samym miejscu drogi, w punktach *B* i *b*. Po trzecim złączeniu znów znajdą się nieco wyżej ponad punktami *B* i *b* i t. d. Po upływie 19 lat te punkty złączenia obiegną całe koło, tak iż po tym okresie czasu złączenia ponownie zaczną występować w punktach *A—a*, *B—b*, i t. d.

Wynikiem takiego powolnego ruchu punktów złączenia po obwodzie koła jest to, że orbita Hyperiona, ściślej jej oś wielka, przesuwa się razem z punktem złączenia; w ten sposób punkty złączenia przypadają zawsze tam, gdzie odległość między orbitami jest największa. Linia zakreślona punkcikami wskazuje przemieszczenie drogi Hyperiona w ciągu 9 lat. Podobne stosunki mamy pomiędzy księżycami: pierwszym i trzecim, drugim i czwartym.

Wzajemne przyciąganie pomiędzy materią pierścieni a księżycami sprawia, że wszystkie te ciała, z wyjątkiem najzewnętrzniejszych księżyców, leżą w jednej płaszczyźnie, a mianowicie w płaszczyźnie pierścieni. Dzięki temu przyciąganiu utrzymuje się

wspólna płaszczyzna, jak gdyby pierścienie i księżycy tworzyły układ ściśle ze sobą spojony.

10. Uran.

Siódmą wielką planetą, w porządku odległości od słońca, jest *Uran*, zwany zazwyczaj planetą teleskopową, chociaż każdy może go znaleźć gołym okiem, bez pomocy środków optycznych, jeżeli wie dokładnie, gdzie go szukać. Gdyby dawniejsi astronomowie oczyma nieuzbrojonymi podobnie pilnie przeszukiwali niebo, jak później czynili to *Heis* i *Argelander* na naszym niebie północnem, a *Gould* na południowem, byłiby go znaleźli nadługo przed wynalezieniem teleskopu.

Urana odkrył *W. Herschel* dopiero w r. 1781, mniemając początkowo, że ma przed sobą jądro komety. Wkrótce jednak, spostrzegając ruch tego ciała niebieskiego, przekonał się, że jestto nowy człon naszej rodziny planetarnej, nie zaś kometa. Przez wdzięczność dla swego protektora, króla angielskiego *Jerzego III*, *Herschel* nazwał planetę *Georgium sidus* (gwiazdą *Jerzego*), i ta nazwa utrzymała się w Anglii przez lat 70. Dopiero w r. 1850, na propozycję *Bodego*, zgodzono się na miano *Urana*. W Niemczech zresztą nazwa ta była już w użyciu.

Kiedy po raz pierwszy wyznaczono dokładnie drogę *Urana* i podano pozorne jego położenia za szereg lat wstecz, przekonano się ze zdziwieniem, że nowa planeta była obserwowana już dawniej, prawie na sto lat przed jej odkryciem. *Astronom angielski, Flamsteed*, przygotowując swój katalog gwiazd,



pomiędzy r. 1690 i 1715 pięciokrotnie obserwował planetę, uważając ją za gwiazdę stałą; astronom francuski, *L e m o n n i e r* z obserwatorium paryskiego, w grudniu 1768 r. i w styczniu 1769 osiem razy wyznaczył miejsce planety. Spostrzeżeń swoich wszelako nie opracował, ani nie zestawiał i dopiero, kiedy *Herschel* ogłosił wiadomość o odkryciu, przekonał się, jaki klejnot miał ukryty przez lat przeszło 10 w swoich spostrzeżeniach.

Niemniej jednak nauka skorzystała z owych dawniejszych spostrzeżeń; posłużyły one do dokładnego wyznaczenia pierwiastków drogi planety, a przede wszystkim czasu jego obiegu dokoła słońca, który obliczono na 84 lata. Z trzeciego prawa Keplera wynika, że odległość Urana od słońca jest dwa razy większa, niż odległość Saturna; wynosi mianowicie 19.2 jednostek astronomicznych, albo 2870 milionów kilometrów.

Średnica Urana mierzy 50000 km., t. j. zaledwie połowę średnicy Saturna. Wobec dwa razy większej odległości od słońca, pozorna średnica tarczy Urana w lunecie wydaje się cztery razy mniejszą od Saturna. Niepodobna więc dostrzec coś wyraźnego na powierzchni planety. Kilku obserwatorów widziało jakoby słabe ślady plam na planecie, zdaje się wszelako, że było to złudzenie optyczne. Za rzecz pewną uważać można, że Uran posiada ruch wirowy dokoła osi, jakkolwiek bezpośredniego dowodu na to nie mamy. *B a r n a r d* wykrył przez pomiary lekkie spłaszczenie tarczy Urana; jeżeli tak jest, to dość szybki obrót wirowy planety jest prawdopodobny.

Badania spektroskopowe wskazują, że Uran nad się różni właściwościami fizycznymi od wszyst-

kich innych planet, krążących pomiędzy nim a słońcem. Wszystkie te planety dają widmo niewiele różniące się od widma słońca. Natomiast światło Urana daje w widmie pewną liczbę mniej lub więcej ciemnych smug, nie przypominających zgoła ciemnych linii widma słońca. Czy smugi te są istotnie smugami absorbcyjnymi, twierdzić stanowczo niemożna; albowiem mogą one być tylko skupieniami znacznej liczby cienkich linii, których, wskutek nikłości widma, wzrok oddzielnie nie dostrzega. Naogół jednak spektroskop wskazuje, że odbite od planety światło musi przebyć gęstą warstwę jej atmosfery, znacznie różniące się składem od naszej.

Księżycyce Urana.

Cztery księżycyce towarzyszą Uranowi w jego obiegu dokoła słońca. Dwa zewnętrzne można dostrzec przy pomocy lunety o 40 centymetrach otworu, wewnętrzne zaś wyłącznie przy pomocy najsilniejszych narzędzi spółczesnych. Trudność spostrzegania ostatnich wywołują nie zbyt małe rozmiary księżyców, gdyż wielkość ich jest, prawdopodobnie, prawie takąż, jak zewnętrznych, lecz zbyt silne światło planety, w którym poblizkie księżycyce toną.

Historya odkrycia księżyców jest nader zajmująca. W r. 1787 W. Herschel znalazł oba zewnętrzne, Tytanię i Oberonę; prócz tego przypuszczał, że, od czasu do czasu, widzi świetlny ślad czterech innych ciał w poblizku planety; stąd dłużej, niż przez pół wieku, przyjmowano, że Uran ma sześć księżyców. Błędne złudzenie trwało tak długo, ponieważ przez ten czas nie zbudowano lunety, która-

by siłą rozpoznawczą przewyższała teleskop Herschla. Przyjęto więc odkrycie Herschla bez sprawdzania.

Dopiero w r. 1845 Lassell zbudował równie silne narzędzia, z których jeden reflektor miał otwór mierzący więcej, niż 1 metr w średnicy. Pod czystym niebem wyspy Malty między innymi badał Lassell również układ Urana. Okazało się niebawem, że przypuszczalne cztery słabsze księżyce zgoła nie istnieją. Natomiast w r. 1851 dostrzegł Lassell dwa nowe księżyce Urana, położone tak blisko planety, że żaden z dawniejszych obserwatorów, nie wyłączając Herschla, nie mógł ich widzieć. W ciągu następnych 20 lat nowe księżyce, nazwane *Arielem* i *Umbrielem*, usiłowano dostrzec przez inne najlepsze narzędzia ówczesne, lecz zawsze napróżno; w końcu astronomowie wręcz wątpić zaczęli o ich istnieniu. Dopiero zimą 1873 r. dostrzeżono je przez niedawno wykończony wielki refraktor obserwatorium w Washingtonie; ruch ich okazał się zupełnie zgodnym z obserwacjami Lassella.

Drogi tych księżyców wyróżniają się pewną osobliwością: są, mianowicie, prawie prostopadłe do płaszczyzny drogi planety. Stąd na orbicie planety znajdują się dwa przeciwległe miejsca, w których orbity księżyców są widzialne tylko kaniem. Kiedy Uran dochodzi do tego miejsca, wtedy z ziemi dostrzegamy księżyce, jak gdyby wahające się z góry na dół, od północy na południe, po obu stronach planety. Następnie, w miarę dalszego biegu planety orbity księżyców powoli otwierają się; po latach dwudziestu widzimy je pod kątem prostym, i wtedy księżyce zakreślają całe koła; poczem z roku na rok drogi ich co raz bardziej się zwązają, w miarę biegu planety.

Ostatni raz drogi księżyców widzialne były katem w r. 1882 i będą podobnie widzialne w r. 1924. W r. 1903 znajdowały się pod kątem prostym, i ten okres był nader dogodny do obserwowania księżyców i ich ruchów.

II. Neptun.

O ile do dziś dnia wiemy, Neptun jest najzewężniejszą planetą układu słonecznego. Pod względem masy i objętości niewiele różni się od Urana, ze względu wszelako na znacznie większe oddalenie od słońca—30 jednostek astronomicznych w porównaniu z 19.2—jest znacznie od Urana słabszy, o wiele trudniejszy przeto do obserwowania. Neptun stoi daleko poza granicami widzialności gołym okiem; przez niewielką lunetę może być jednak dostrzeżony, o ile zdołamy go odróżnić wśród mnóstwa gwiazd tejże wielkości, rozsianych po niebie. Do tego celu służą różne subtelne sposoby, przedewszystkiem zaś dokładne mapy nieba.

Tarcza Neptuna jest dostrzegalna tylko przez największe teleskopy. Wówczas planeta ma odcień błękitnawy lub ołowiany; różni się tem wybitnie od zielonawo zabarwionego Urana. Bezpośrednie wyznaczenie czasu wirowania planety jest, oczywiście, podobnie niemożliwe, jak u Urana. Widmo Neptuna jest zbliżone do widma Urana, posiada nawet jeszcze wyraźniejsze smugi absorbcyjne; nader więc prawdopodobna, że oba ciała mają prawie jednaki skład chemiczny.

Historia odkrycia Neptuna.

Odkrycie Neptuna w r. 1846 słusznie jest po-
czytywane za tryumf astronomii teoretycznej. Szczegóły, które prowadziły do odkrycia, są tak dalece zajmujące, że w krótkich słowach musimy je przytoczyć.

W ciągu pierwszych dwóch dziesiątków lat 19-go stulecia opracował był Bouvard z Paryża nowe tablice ruchu Jowisza, Saturna i Urana, trzech wówczas kresowych planet układu słonecznego. Obliczony bieg Jowisza i Saturna był dość zgodny z biegiem obserwowanym; natomiast daremnymi okazały się wszelkie usiłowania, aby podobnie uzgodnić bieg Urana. O ile dotyczyło to spostrzeżeń, dokonanych po odkryciu planety przez Herschla, zgodność była jeszcze jako tako dostateczna; natomiast nie dało się osiągnąć zgodności pomiędzy spostrzeżeniami a rachunkiem ze wszystkich dawniejszych pomiarów Flamsteeda i Lemonniera. Bouvard odrzucił więc spostrzeżenia dawniejsze, swoje tablice dostosował do nowych obliczeń i wyniki ogłosił. W niedługim wszelako czasie okazało się, że Uran stopniowo uchyla się od miejsc wskazanych mu rachunkiem; sprawą tą zaczęto się poważnie interesować. Wprawdzie obserwowane odchylenia miejsca planety od miejsca przewidzianego były niewielkie, dla oka nieuzbrojonego wprost niedostrzegalne, jednakże w polu widzenia lunety występowały wyraźnie.

Trwało to do r. 1845. W tym czasie żył w Paryżu młody matematyk, Leverrier, nieznanym jeszcze w kołach specjalistów, który jednak już wówczas cennymi pracami zwrócił był na siebie uwagę dyrektora obserwatorium paryskiego, Arago.

Arago, poznawszy zdolności Leverriera, zwrócił uwagę młodego uczonego na bieg Urana i zaproponował mu podjęcie zagadnienia. Leverrier wziął się do pracy i niebawem wpadł na myśl, wcześniej już zresztą wypowiedzianą przez Bessela, że wspomniane odchylenia w biegu Urana mogą być spowodowane przez przyciąganie nieznaney planety, znajdującej się poza drogą Urana. Zaczął więc obliczać, po jakiej orbicie powinnyby poruszać się pewna planeta i gdzie znajdować się na niebie, aby mogła wywołać spostrzeżone odchylenia w drodze Urana. Wyniki swoich poszukiwań złożył Akademii Nauk już w lecie 1846 r.

Przypadkowym zbiegiem okoliczności, jeszcze przed rozpoczęciem tej pracy we Francyi tę samą myśl podjął Adams, student uniwersytetu w Cambridge. Wyniki otrzymał wcześniej, niż Leverrier, i udzielił ich Airy'emu, ówczesnemu dyrektorowi obserwatorium w Greenwich. Ten początkowo zainteresował się sprawą, wkrótce jednak o niej zapomniał. Adams zwrócił się więc do Challisa, astronoma z Cambridge, z prośbą o rewizyę okolicy nieba, w której, według obliczeń, powinnyby znajdować się nowa planeta.

Należy jednak pamiętać, że niedoskonałemi narzędziami ówczesnemi, zwłaszcza wobec braku dokładnej mapy nieba, niełatwo było rozróżnić drobną planetę pośród mnóstwa sąsiednich gwiazd. Prócz tego, ponieważ przypuszczalna planeta posiadaćby z pewnością powinna ruch własny nader nieznaczny, należało więc koniecznie po w i e l k r o ć wyznaczać miejsca wszystkich gwiazd z całej okolicy nieba, aby następnie, po zestawieniu spostrzeżeń, przeko-

nać się, czy któraś z tych gwiazdek istotnie zmieniła położenie.

Kiedy Challis zajęty był jeszcze tą robotą, Leverrier przypomniał sobie, że astronomowie berlińscy pracowali właśnie nad przygotowywaniem mapy nieba. Napisał więc do Gallego, obserwatora z Berlina, prosząc, aby szukał przypuszczalnej planety. Zdarzyło się tak szczęśliwie, że właśnie dopiero co ukończona była mapa tej części nieba, gdzie planeta miała się znajdować. Tegoż wieczora, po otrzymaniu listu, Galle przedsięwziął porównanie mapy bezpośrednio z niebem. W istocie, w pobliżu przewidzianego miejsca znajdowała się nieznana gwiazda, która jeszcze w ciągu wieczora zdawała się zdradzać pewien nieznaczny ruch własny. Ostrożny wszelako Galle czekał do następnego wieczoru i przekonał się wreszcie, że badany przedmiot przesunął się tak znacznie, iż omyłka była wykluczona. Teraz mógł już zawiadomić Leverriera, że planeta rzeczywiście istnieje.

Kiedy wiadomość nadeszła do Anglii, Challis przejrzał natychmiast swoje spostrzeżenia i przekonał się, że planetę istotnie dwa razy obserwował. Zaniedbał tylko, jak niegdyś Lemonnier przy Uranie, opracować i porównać spostrzeżenia. Później przekonano się jeszcze, że wśród spostrzeżeń Lalandes'a z r. 1795 w obserwatorium paryskim znajdują się dwa przypadkowo dokonane określenia miejsca Neptuna, które okazały się nader pożytecznymi przy wyznaczaniu drogi nowej planety.

Pytanie, w jakim stopniu, obok Leverriera, przypada Adamsowi zaszczytny udział w odkryciu Neptuna na drodze teoretycznej, wzbudziło bezużyteczne rozprawy, o tyle niemiłe, że wchodziły tu w grę

podrażnione ambicje narodowościowe. Ostatecznie późniejsi astronomowie rzecz rozstrzygnęli prawidłowo, przyznając obu badaczom, Leverrierowi i Adamsowi, jednakowe zasługi w dokonaniu wspaniałego i zaszczytnego dzieła.

Księżyc Neptuna.

Natychmiast po odkryciu nowej planety astronomowie całego świata gorliwie ją, oczywiście, obserwowali. Przy tej sposobności Lassell wkrótce wykrył, że planecie towarzyszy księżyc z okresem obiegu, wynoszącym sześć dni. Księżyc ten ma zaskakującą właściwość, mianowicie, że obiega planetę od wschodu na zachód, podobnie jak niektóre nowe księżycy Jowisza i Saturna. Byłoby rzeczą nader ciekawą dowiedzieć się, czy planeta wiruje dookoła osi również w tymże kierunku, jak jej księżyc. Niema jednak nadziei, aby sposób wirowania Neptuna dał się stwierdzić bezpośrednio; jest on zbyt odległy, a tarczę ma tak drobną, że niepodobna odkryć na niej nawet śladu cieniów. Jeżeli przypomnimy, że czas obiegu dokoła osi tak względnie blisko położonej planety, jak Wenus, jest dotychczas wątpliwy, to łatwo zrozumiemy, że niema najmniejszej nadziei, aby zdołano kiedykolwiek wyznaczyć bezpośrednio ruch wirowy odległego Neptuna. Istnieją wszakże dowody pośrednie, że planeta istotnie szybko wiruje. Okazało się mianowicie, że położenie orbity księżycy Neptunowego z roku na rok powolnie się zmienia. Jedyną przyczyną, na której podstawie możemy ten fakt wyjaśnić, polega prawdopodobnie na tem, że Neptun, podobnie jak ziemia oraz inne

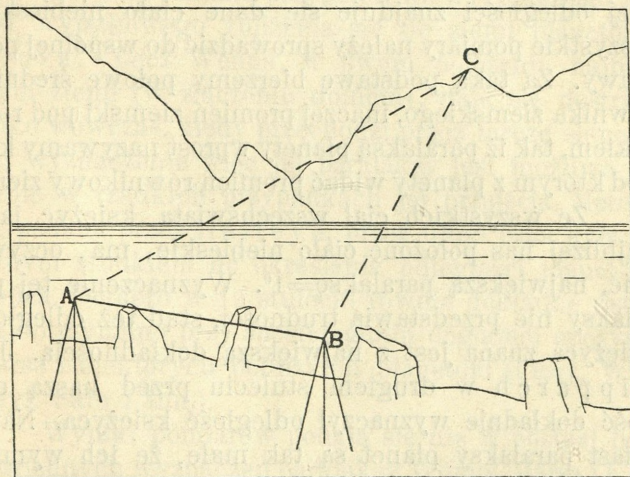
szybko wirujące planety, ma postać spłaszczonej u biegunów elipsoidy i że płaszczyzna równikowa planety nie zbiega się z płaszczyzną drogi jego księżyca. W przyszłości astronom na podstawie tego ruchu zdoła może wyznaczyć położenie biegunów i równika Neptuna; wszelako do tego konieczne są nader długotrwałe spostrzeżenia, rozłożone przypuszczalnie na wiele stuleci.

12. Pomiary odległości w przestrzeni.

Odległości ciał niebieskich można wyznaczać w sposób podobny, w jaki topografowie lub geometrzy wyznaczają odległości nieprzystępnych przedmiotów na powierzchni ziemi, naprz. szczytu górskiego, który na rys. 59 oznaczyliśmy przez C . W danym przypadku odległość dwóch punktów A i B , wymierzona z możliwą dokładnością, przyjmuje się za podstawę. Geometra w punkcie A umieszcza kątomiar i mierzy kąt pomiędzy kierunkiem AB a kierunkiem AC . Następnie przenosi narzędzie do punktu B i wymierza kąt ABC . Mając podstawę AB i oba kąty, można wyznaczyć inne części trójkąta, a więc boki AC i BC , o które w danym przypadku głównie chodzi.

Przy pomiarach odległościowych w przestworzach nieba główną rolę odgrywa przedewszystkiem kąt trzeci, w opisanym przypadku niewymierzony, a na rys. 59 oznaczony literą C . Ponieważ jednak suma trzech kątów w trójkącie wynosi 180° , otrzymamy więc wartość kąta C , jeżeli sumę obu wymierzonych kątów A i B odejmiemy od 180° . Otóż kąt C jest

kątem, pod którym obserwator z punktu C dostrze-
ga podstawę AB ; a więc kąt C , skoro mamy daną
podstawę, jest miarą odległości punktu C . Kąt ten
zwie się w ogólności p a r a l a k s ą. Paralaksa więc
punktu C , względnie do podstawy AB , równa się
różnicy kierunków punktu C , widzialnego z punk-
tów A i B .



Rys. 59. Pomiar odległości punktu nieprzystępnego za pomocą triangulacji.

Łatwo rozumiemy, że im większą jest odległość przedmiotu, tem mniejszą jest jego paralaksa, oczywiście, przy niezmienniej podstawie. Jeżeli odległości są bardzo wielkie, paralaksa może okazać się tak małą, że jej niepodobna wymierzyć; kierunki BC i AC pozornie zbiegają się, innymi słowy, biegną równolegle.

Opisana metoda dokonywania pomiarów daje bądź co bądź tylko wyobrażenie o zasadzie ogólnej, stosowanej przy wyznaczaniu odległości ciał niebieskich w przestrzeni wszechświata. W istocie rzeczy wyznaczenie paralaksy wymaga długich spostrzeżeń w dwóch miejscowościach ziemi, możliwie jak najbardziej oddalonych jedna od drugiej.

Aby z wielkości paralaksy móc osądzić, w jakiej odległości znajduje się dane ciało niebieskie, wszystkie pomiary należy sprowadzić do wspólnej podstawy. Za taką podstawę bierzemy połowę średnicy równika ziemskiego, inaczej promień ziemski pod równikiem, tak iż paralaksą planety wprost nazywamy kąt, pod którym z planety widać promień równikowy ziemi.

Ze wszystkich ciał wszechświata, księżyc, jako najbliżej nas położone ciało niebieskie, ma, oczywiście, największą paralaksę $= 1^\circ$. Wyznaczenie tej paralaksy nie przedstawia trudności, stąd też odległość księżycy znana jest z największą dokładnością. Już Hipparch w drugim stuleciu przed naszą erą dość dokładnie wyznaczył odległość księżycy. Natomiast paralaksy planet są tak małe, że ich wymiarzenie, nawet u najbliższych ciał układu słonecznego, wymaga najsubtelniejszych narzędzi i obliczeń.

Na szczęście, dość wyznaczyć bezpośrednio jedną odległość w układzie słonecznym, aby można było obliczyć odległości wszystkich innych ciał tegoż układu. Opieramy się tu na trzecim prawie Keplera; znając bowiem czas obiegu planety, mamy przez to daną jej względną odległość od słońca. Ponieważ czas obiegu planet daje się zupełnie dokładnie wyznaczyć z obserwacji ich położenia na niebie, więc i w z g l ę d n e i c h o d l e g ł o ś c i o d s ł o Ń c a m o że-

my uważać za znane. Stąd zaś nader łatwo obliczyć odległości bezwzględne w jakichkolwiek jednostkach ziemskich, skoro tylko jedna z odległości w układzie planetarnym będzie wyznaczona przez pomiar bezpośredni, t. j. przez wyznaczenie paralaksy jednego z ciał układu. Z najbliższego sąsiedztwa ziemi wchodzi więc w grę tylko Wenus i Mars, że pominiemy rzadkie przypadki niewyzyskanego dotąd, wyjątkowego zbliżenia się do ziemi planetoidy Erosa. Lecz Wenus, w swem położeniu najbliższem ziemi (w złączeniu dolnem), daje się dostrzec tylko wówczas, kiedy przechodzi przez tarczę słoneczną; wyznaczenie więc jej paralaksy jest możliwe jedynie w rzadkich przypadkach jej przejścia. Metoda ta, podana przez Halley'a, przez długi czas była jedynym środkiem do określania odległości planet od słońca. Dopiero w 19 stuleciu równie dokładne rezultaty otrzymano przy spostrzeganiu dogodnej opozycji Marsa i niektórych pobliskich planetoid (Flory, Wiktorji, Safo i inn.).

Wyniki pomiarów podają się nie w postaci bezwzględnych wyznaczeń paralaksy Wenus, Marsa i t. d., lecz oblicza się odpowiednią wartość na paralaksę słońca, t. j. kąt, pod którym promień ziemi jest widzialny ze słońca. Kąt ten, tak doniosły we wszelkich poszukiwaniach astronomicznych, wynosi, o ile dziś wiemy, $8.80''$. Ponieważ promień ziemi pod równikiem wyznaczono na 6378 km., więc przytoczonemu kątowi odpowiada odległość ziemi od słońca 23439 promieni ziemskich, albo 149501000 km.

Sposoby pośrednie wyznaczania odległości słońca.

Oprócz wymienionej metody pomiarów bezpośrednich, opartej na wyznaczeniu przynajmniej jednej odległości w układzie słonecznym bezpośrednio, istnieje szereg innych sposobów prowadzących pośrednio do tego samego celu.

Jeden z najprostszych i najdokładniejszych polega na zużytkowaniu szybkości światła. Przez obserwacje zaćmień księżyców Jowisza z różnych punktów drogi ziemi dokoła słońca znaleziono, że światło przebiega przestrzeń, równą odległości ziemi od słońca, przybliżenie w 8 minut 18 sekund. Liczbę powyższą wyznaczono także na podstawie t. zw. aberracji gwiazd. Nazywamy tak niewielką zmianę w położeniu gwiazd na niebie, wywołaną przez współdziałanie biegu ziemi i biegu promieni światła. Z pomiarów aberracji gwiazd obliczono, że światło przebiega odległość ziemi od słońca prawie dokładnie w ciągu 8 minut i 18.5 sekundy. Wiedząc zaś, jaką przestrzeń przebiega światło w ciągu jednej sekundy, łatwo obliczamy odległość słońca przez proste pomnożenie tej liczby przez 498.5 (=8 min. 18.5 sek.). Obliczenie szybkości światła stanowi jedno z najtrudniejszych zagadnień fizyki, ponieważ wymaga mierzenia tak drobnych okresów czasu, jak milionowe części sekundy. Ciekawych odsyłamy do działu fizyki, dotyczącego tego przedmiotu, tutaj zaś zaznaczamy, że światło przebiega w ciągu sekundy 299860 km.; po pomnożeniu tej liczby przez 498.5 otrzymujemy odległość słońca od ziemi.

Następny sposób pomiarów pośrednich polega

na uwzględnieniu wpływu przyciągania księżycy przez słońce. W ciągu miesięcznego obiegu dokoła ziemi księżyc, wskutek przyciągania słońca, opóźnia się w czasie pierwszej kwadry przeszło o 2 minuty względem swego położenia średniego, t. j. położenia, jakiego by zajmował, biegnąc z szybkością równomierną. W czasie pełni księżyc wraca do swego położenia średniego, a w ostatniej kwadrze wyprzedza je o 2 minuty; podczas nowiu ponownie wraca do położenia średniego. W ten sposób bieg księżycy dokoła ziemi jest połączony z pewnego rodzaju niewielkim ruchem wahadłowym. Wielkość tego ruchu wahadłowego jest w stosunku odwrotnym do odległości słońca. Skoro więc wymierzimy ten ruch, znajdziemy odległość słońca. Wszelako pomiary tego rodzaju wahań, jak zresztą wszystkie dotyczące księżycy, należą do bardzo trudnych. Poza to, samo zagadnienie wyznaczenia, jakie odchylenie powinnyby spowodować słońce z danej odległości, należy do najtrudniejszych zagadnień mechaniki nieba, zagadnień dotychczas jeszcze niedość zadowalająco rozwiązanych. Stąd też wyniki obliczeń nie są wolne od wątpliwości.

Istnieje jeszcze czwarty sposób pośredni, również oparty na prawie ciężenia powszechnego. Gdyby nam był znany stosunek pomiędzy masą ziemi a masą słońca, t. j. gdybyśmy mogli wyznaczyć dokładnie, ile razy słońce jest cięższe od ziemi, moglibyśmy obliczyć, w jakiej odległości od słońca powinna znajdować się ziemia, aby mogła dokonać obiegu dokoła niego w ciągu jednego roku. Otóż główną trudność stanowi tutaj porównanie ciężaru ziemi z ciężarem słońca. Względnie najdokładniej można to wykonać przez wyznaczenie zmian w położeniu orbity

Wenus, wywołanych wpływem przyciągania ziemi. Z porównania położenia drogi Wenus, po jej przejściach przez tarczę słońca w latach 1761, 1769, 1874 i 1882, wywnioskowano, że orbita planety istotnie posiada ruch, który wskazuje, że masa słońca jest 332600 razy większa, niż masa ziemi i księżyca razem wziętych.

Zestawienie poszczególnych pomiarów odległości słońca.

Opisaliśmy tutaj kilka sposobów, które umożliwiają wyznaczenie zasadniczej jednostki pomiarów odległościowych w astronomii; teraz przytoczymy wyniki poszczególnych wyznaczeń, aby czytelnik mógł się naocznie przekonać, jaki stopień ścisłości i pewności posiada owa jednostka zasadnicza.

W kolumnie pierwszej podany jest sposób wyznaczenia odległości słońca; w drugiej wielkość paralaksy, a zatem kąt, pod którym obserwator z odległości słońca widziałby promień równikowy ziemi; w trzeciej wreszcie kolumnie daną jest odległość właściwa, wyznaczona w promieniach ziemskich i kilometrach.

Sposób pomiarów	Paralaksa słoneczna	Średnia odległość słońca od ziemi	
		w promieniach ziemskich	w kilometrach
Pomiar bezpośredni paralaksy	8.800"	23439	149501000
Przez szybkość światła	8.803"	23431	149450000
Przez bieg księżyca	8.794"	23455	149603000
Przez masę ziemi	8.759"	23549	150201000

Różnice pomiędzy wynikami oddzielnych wyzna-

ezeń nie przewyższają wielkości, którą można uznać za błąd dopuszczalny, skoro się ma do czynienia z podobnie złożonymi i trudnymi obliczeniami i subtelnymi pomiarami. Przeciwnie, zadziwiająca zgodność wyników, otrzymanych tak zasadniczo różnymi sposobami, jest najlepszym stwierdzeniem prawidłowości współczesnych poglądów kosmicznych na podstawowe prawa astronomii, któremi tutaj się posilkowano. Z przytoczonych wielkości paralaksy w użyciu powszechnem jest pierwsza; niemniej odległość słońca jest jeszcze niepewną o jakieś 100000 km. Dłużej, niż tego wymaga konieczność, astronomowie z powyższą niepewnością godzić się nie będą.

13. Ciężenie powszechne.

Niema dzieła ducha ludzkiego, któreby podobnie przekraczało granice poznawalnego, pozornie zakreślone umysłowi ludzkiemu, jak matematyczne uzasadnienie i przewidywanie biegu ciał niebieskich na podstawie ciężenia powszechnego. Mówiliśmy już o orbitach planet dokoła słońca; nie sam wszelako bieg planet jest podstawowem prawem ruchu układu planetarnego; ruch ten jest rządzony prawem ciężenia powszechnego. Prawo to, jak je sformułował Newton, jest wysłowione tak dalece ściśle, że niepodobna nic dodać, ani ująć. Prawo, na którego mocy każda cząstka materii we wszechświecie przyciąga każdą inną cząsteczkę z siłą, zmieniającą się w stosunku odwrotnym do kwadratu z odległości między temi cząsteczkami, jest jedynem prawem

natury, o ile wiemy, bezwzględnie powszechnem i niezmiennem w swem działaniu. Wszelkie inne oddziaływania w przyrodzie mogą w pewien sposób zmieniać się i ograniczać swe skutki pod wpływem ciepła lub zimna, zmian w przestrzeni lub czasie, obecności lub nieobecności innego ciała. Wszelako wszystko, cokolwiek zdołalibyśmy uczynić z daną materją, w najmniejszym stopniu nie zmieni jej ciężenia. Dwa ciała ciężą wzajemnie bez zmiany, bez względu na to, czego z niemi dokonywamy, bez względu na przeszkody, stawiane między niemi, bez względu na mniejszą lub większą prędkość ich biegu. Wszelkie inne postacie energii we wszechświecie przechodzą jedna w drugą i są pod tym względem dostępne badaniom; jedno tylko ciężenie jest niezmienne. Napróżno filozofowie usiłowali je wyjaśnić lub wykryć jakiś związek przyczynowy; dotychczas wszelkie próby okazały się płonnemi; nie zdołano uzupełnić zakresu naszej wiedzy.

Zwichnięcia w biegu planet.

Biegiem planet rządzi ciężenie powszechne. Gdyby w naszym układzie istniała jedna tylko planeta krążąca dokoła słońca, działałaby na nią tylko jedna siła przyciągania słońca. Obliczenia czysto matematyczne wykazują, że planeta zakreślałaby drogę eliptyczną, przyczem słońce byłoby w jednym z ognisk elipsy, po której planeta krążyłaby wiecznie. Lecz, zgodnie z prawem ciężenia, planety wzajemnie się przyciągają. To ciężenie wzajemne jest, oczywiście, znacznie mniejsze, niż przyciąganie planety przez słońce, gdyż w naszym układzie masy planet znacz-

nie są mniejsze, niż masa ciała centralnego. Pomimo to jednak ciężenie pomiędzy planetami tak jeszcze jest znaczne, że pod jego wpływem drogi planet odchylają się od postaci eliptycznej; są zbliżone do elips, lecz ściśle elipsami nie są. Zagadnienie biegu planet pod wpływem wzajemnego ciężenia jest rozważaniem z dziedziny czystej matematyki. Zagadnieniem tem zajmowali się najgenialniejsi matematycy świata od czasów Newtona. Każde pokolenie rozważało i uzupełniało prace pokolenia poprzedniego. W sto lat po Newtonie wykazali Laplace i Lagrange, że elipsy, po których krążą planety, stopniowo zmieniają kształt i położenie. Zmiany te mogą być obrachowane z góry na tysiące, na dziesiątki tysięcy, nawet setki tysięcy lat naprzód. Wiemy, naprz., że mimośród drogi ziemskiej obecnie ustawicznie się zmniejsza i że będzie się jeszcze zmniejszał przybliżenie przez 40 tysięcy lat. Następnie zacznie wzrastać i, po wielu tysiącach lat, będzie znacznie większy, niż jest dzisiaj. To samo stosuje się także do wszystkich innych planet. Drogi ich ustawicznie zmieniają kształty i po upływie tysięcy lat wracają do kształtów poprzednich, niby „wielkie zegary wieczności, które wybijają wieki, jak nasze wybijają sekundy“.

Zwykły czytelnik miałby słuszne prawo sceptycznie zapatrywać się na owe przepowiednie, sięgające tysięcy lat naprzód, gdyby nie zadziwiająca dokładność, z jaką astronom-matematyk przewiduje bieg planet. Podobna dokładność osiągnięta została przez rozwiązanie nader zawilego zagadnienia, w jaki sposób wyosobnić oddziaływanie jednej planety na wszystkie inne. Wogóle przewidywanie położenia

tych ciał byłyby nader proste, gdybyśmy założyli, że każda planeta obiega słońce po niezmiennej elipsie; tak też byłyby w istocie, jak poprzednio zaznaczyliśmy, gdyby nie było wzajemnego przyciągania pomiędzy temi ciałami. Skoro jednak podobne przyciąganie istnieje, przewidziane przez nas miejsca byłyby obliczone błędnie, błąd zaś dochodziłby znacznej części jednego stopnia łuku, a nawet, z biegiem czasu, stałby się jeszcze większy. Aby uprzytomnić sobie wielkość podobnego błędu, powiemy, że jeden stopień łuku tworzy kąt, pod którym dostrzegamy szerokość ramy zwykłego okna z odległości 100 metrów. Przypuśćmy, że według naszych wyznaczeń planeta powinna się znajdować na linii prostej z jednym brzegiem ramy; tymczasem w rzeczywistości planeta może znaleźć się po drugiej stronie ramy lub w jej środku.

Jeżeli jednak uwzględnimy w obliczeniach wpływ przyciągania wszystkich innych planet, miejsce planety będzie przez nas przewidziane tak dalece ściśle, że najsubtelniejsze pomiary astronomiczne zaledwie zdołają wykryć wyczuwalne odchylenie. Gdybyśmy na ścianie odległego domu naznaczyli szereg 100 punktów, odległych jeden od drugiego, jak przeciętnie odległe są od siebie miejsca planety przewidziane i istotne, cały szereg punktów, oglądany nieuzbrojonym okiem, przedstawiłby się w postaci jednego punktu. Historia odkrycia Neptuna, opowiedziana w poprzednich rozdziałach, służyć może za przykład, że wszystkich najbardziej przekonywający, jak dalece dokładne są miejsca planet przewidziane przez obliczenie.

W jaki sposób zważono planety.

Damy teraz czytelnikowi niejakiępojęcie o drogach, po których kroczyć musi matematyk-astronom, aby osiągnąć podobnie zadziwiające wyniki. Przedewszystkiem więc musi wiedzieć, z jaką siłą jedna planeta przyciąga drugą. Siła owa jest w stosunku prostym do tego, co w fizyce i astronomii zwie się masą przyciągającej planety.

Wyraz masa znaczy tyleż, co ilość materii, a na powierzchni ziemi ma w przybliżeniu to samo znaczenie, co ciężar. Można zatem powiedzieć, że astronom, obliczając masę planety, waży ją. Czyni to, posilkując się tą samą zasadą, co kupiec, który odważa kawałek mięsa na wadze sprężynowej. Kiedy sprzedawca trzyma mięso w ręce, odczuwa jego ciężenie ku ziemi; kiedy zawiesi je na wadze, ciężenie przechodzi z ręki na sprężynę wagi. Im ciężar jest większy, tem więcej rozciąga się sprężyna; sprzedawca oblicza zatem wielkość rozciągnięcia. Otóż wiadomo, że ciężar ów jest tylko przyciąganiem kawałka mięsa przez ziemię. W myśl wszelako prawa powszechnego, że działanie równa się oddziaływaniu, kawałek mięsa przyciąga ziemię z tą samą siłą, z jaką ziemia przyciąga kawałek. W istocie więc sprzedawca wyznacza, z jaką siłą kawałek mięsa przyciąga ziemię, i to nazywa jego ciężarem. Opierając się na tej samej zasadzie, astronom wyznacza ciężar ciała niebieskiego, określając wielkość przyciągania, z jakim dane ciało przyciąga jakiegokolwiek inne.

Wszelako, gdy zasadę tę zechcemy stosować do ciał niebieskich, napotkamy przeszkodę, pozor-

nie niepokonalną. Przecież niepodobna zdjąć ciała z nieba i poddać je ważeniu! W jakież więc sposób zmierzyć jego ciężenie do innego ciała? Zanim odpowiemy na pytanie, musimy wyjaśnić przedewszystkiem różnicę pomiędzy ciężarem ciała a jego masą. Ciężar ciała nie jest wielkością niezmienną na całej kuli ziemskiej; przedmiot ważący we Włoszech 10 kg., przeniesiony do Grenlandyi, ważyć będzie o 20 gr. więcej, na równiku o 20 gr. mniej. Pocho-
dzi to stąd, że ziemia nie ma postaci dokładnej kuli, lecz jest nieco spłaszczona na biegunach i tutaj przyciąga przedmioty silniej, niż w okolicy równikowej. Również zmienia się ciężar przedmiotów, ważonych na powierzchni innych ciał niebieskich. Gdybyśmy kawał żelaza lub ołowiu o ciężarze 15 kg. przenieśli na księżyc i tam zważyli, ciężar jego wyniósłby tylko $2\frac{1}{2}$ kg., ponieważ księżyc dokładnie w tym stosunku jest mniejszy i lżejszy od ziemi. Tenże kawał metalu na Marsie miałby inny ciężar, na słońcu jeszcze inny, mianowicie około 400 kg. Ilość wszakże, czyli masa żelaza lub ołowiu pozostałaby we wszystkich tych miejscach bez zmiany. W astronomii nie mówi się więc o ciężarze planety, gdyż ten zależy od miejsca, gdzie się waży, lecz mówi się o masie planety, rozumiejąc przez to ilość materii, niezależną od miejsca ważenia.

Jednakże, bez obawy popełnienia nieściśłości, można się umówić, ażeby masę ciała niebieskiego wyrażać przez ciężar, jaki ciało miałoby w danym miejscu, naprz. w New-Yorku. Jakkolwiek do New-Yorku nie możemy przenieść planety, przypuszczalnie znacznie większej od naszej ziemi, możemy wszakże wyobrazić sobie, że podzieliliśmy ją na mi-

lion milionów jednakowych części i jedną z nich przenieśliśmy i zważyli w New-Yorku. Znaleźlibyśmy wówczas ciężar części w kilogramach. Mnożąc znaną liczbę przez milion milionów, otrzymalibyśmy ciężar planety. Tę wielkość możnaby przyjąć zamiast masy planety.

Po tem wyjaśnieniu zobaczymy, w jaki sposób można wyznaczyć ciężar ziemi. Skorzystamy w tym celu z twierdzenia, że ciało kuliste o jednostajnej gęstości przyciąga niewielkie ciała, znajdujące się na jego powierzchni, z siłą, będącą w stosunku prostym do średnicy przyciągającego ciała. Tak, naprz., ciało o średnicy 2 metrów przyciąga dwa razy silniej, niż ciało o średnicy 1 metra; ciało o średnicy 3 m. trzy razy silniej, i t. d. Lecz ziemia nasza ma średnicę mierzącą około 13 milionów metrów, t. j. 13 milionów razy większą, niż 1 metr. A zatem, gdybyśmy utworzyli mały model ziemi o średnicy 1 metra z materiału tej samej przeciętnej gęstości, co ziemia, model przyciągałby cząsteczkę, leżącą na jego powierzchni, 13 milionów razy słabiej, niż ziemia. W rozdziale o ziemi zaznaczyliśmy, w jaki sposób zdołano wyznaczyć przyciąganie, wywierane przez tego rodzaju model, i że w rezultacie wykryto, iż masa ziemi jest $5\frac{1}{2}$ razy większa, niż masa tejże objętości wody. Wyznaczenie masy ziemi nie przedstawia zatem trudności.

Zajmiemy się teraz planetami. Powiedzieliśmy już, że masę, albo ciężar ciała niebieskiego można wyznaczyć przez określenie przyciągania, jakie ono wywiera na inne ciała. Przyciąganie planety można wyznaczyć dwoma sposobami. Sposób pierwszy polega na wymierzeniu przyciągania, wywieranego przez

ziemię na pobliską planetę, którą ziemia odchyła z drogi, po jakiej biegłaby planeta, gdyby była samotną. Wymierzając odchylenia, wymierzamy przez to wielkość przyciągania i następnie już masę planety.

Czytelnik łatwo zrozumie, że rozważania i obliczenia matematyczne, prowadzące do celu, muszą być nader subtelne i skomplikowane. Upraszcza się to nieco dla planet, które posiadają księżyce, ponieważ przyciąganie, a więc i masę planety można wyznaczyć na podstawie biegu księżyca. Według jednego z zasadniczych praw fizyki, ciało, będące w biegu, jeżeli nie działa na nie żadna inna siła, porusza się po linii prostej. Skoro więc ciało porusza się po linii krzywej, wnioskujemy, że oddziaływa na nie jakaś siła w tym kierunku, w jakim bieg się odchyła. Ogólnie znanym przykładem jest ruch kamienia rzuconego ręką. Gdyby ziemia nie przyciągała kamienia, kamień trwale poruszałby się po linii, po której był rzucony, i wreszcie zupełnie odbiegłby od ziemi. Lecz przyciąganie ziemi podczas całej drogi rzutu pociąga go ku dołowi, dopóki nie zmusi go do zetknięcia się z powierzchnią gruntu. Im większą będzie siła rzutu, tem dalej, oczywiście, kamień polec i tem mniejszą będzie krzywizna jego drogi. Droga pocisku armatniego jest w pierwszej części linią prawie prostą. Gdybyśmy rzucili taki pocisk z wierzchołka wysokiej góry, nadając mu szybkość 8 km. na sekundę, i gdyby powietrze nie stawiało oporu, krzywizna drogi pocisku równałaby się krzywiznie powierzchni ziemi; pocisk nigdyby jej nie dotknął, lecz krążyłby dokoła ziemi po własnej orbicie, jako drobniutki księżyc. Gdyby tak się stało, astronom, mając daną szybkość pocisku, mógłby obliczyć przy-

ciąganie ziemi. Takim pociskiem, podobnie poruszającym się, jest nasz księżyc; obserwator z Marsa, wymierzywszy orbitę księżyca, mógłby zatem wyznaczyć przyciąganie ziemi równie dokładnie, jak my to czynimy dzisiaj, obserwując bieg padających dookoła nas ciał.

W ten sam sposób, jeżeli planeta, jak naprz. Mars lub Jowisz, posiada księżyc, astronom ziemski obserwuje wpływ przyciągania planety na ruch księżyca i oblicza stąd masę planety. Jeżeli zamierza otrzymać jedynie liczby przybliżone, wykonywa to łatwo: sześcian średniej odległości księżyca od planety dzieli przez kwadrat obiegu księżyca dookoła planety i otrzymuje iloraz, który jest liczbą proporcjonalną do masy planety. Twierdzenie stosuje się zarówno do obiegu księżyca dookoła ziemi, jak planety dookoła słońca. Jeżeli sześcian odległości ziemi od słońca, w okrągłych liczbach 150 milionów kilometrów, podzielimy przez kwadrat $365\frac{1}{4}$, t. j. przez kwadrat liczby dni w roku, otrzymamy liczbę proporcjonalną do masy słońca, czyli iloraz słoneczny. Dzielać sześcian odległości księżyca od ziemi przez kwadrat obiegu księżyca, otrzymamy iloraz, zwany ilorazem ziemskim. Z obliczeń tych wynika, że iloraz słoneczny jest około 330 tysięcy razy większy od ilorazu ziemskiego. A więc masa słońca jest 330 tysięcy razy większa, niż masa ziemi, czyli 330000 kul ziemskich ważą tyle, co słońce.

Przytoczone obliczenia objaśniają tylko samą zasadę; nie należy jednak mniemać, aby astronom istotnie postępował w ten sposób i miał do wykonania tylko powyższe łatwe obliczenia. Bieg księżyca i jego odległość od ziemi zmienia się ustawicznie

wskutek wpływu przyciągania słońca; istotna więc odległość wzajemna obu ciał jest wielkością zmienną. Bieg natomiast księżyców innych planet jest, na szczęście, mniej podległy zakłócającemu wpływowi słońca, i tutaj metodę tę można stosować bezpieczniej. Przerabiając w powyżej wskazany sposób obliczenia dla zewnętrznego księżycy Marsa, znajdziemy iloraz $= \frac{1}{3093500}$ ilorazu słonecznego. Masa

Marsa stanowi więc $= \frac{1}{3093500}$ masy słońca. Mniej-sze, a zatem wygodniejsze są liczby, wyrażające masy planet w stosunku do masy ziemi, jak je podaje następująca tabliczka.

Planeta	Masa	Planeta	Masa
Merkury	0.05	Jowisz	314
Wenus	0.81	Saturn	94
Ziemia	1.00	Uran	14
Mars	0.11	Neptun	17

Powtarzamy, że są to tylko ogólne zasady, na których opierają się astronomowie przy obliczeniach. Jakkolwiek podstawa całej roboty, prawo ciążenia powszechnego, brzmi nader prosto, to jednak stosowanie tego prawa wymaga nader zawiłych rozważań matematycznych, mozolną pracą dwóch stuleci doprowadzonych do stanu dzisiejszego, dalekiego zresztą jeszcze od doskonałości. Już same pomiary odległości towarzysza planety nie są rzeczą łatwą; nie dają się one przeprowadzić w ciągu jednego wieczoru, lecz wymagają pracy, rozłożonej na miesiące i lata, i jeszcze nie będą może tak dokład-

ne, jakby tego pragnął astronom. Badacz nieba wogóle pracować musi z całą gorliwością, jeżeli chce otrzymać dobre wyniki. Często zadowoląć się musi myślą, że wyniki jego pracy są tylko pewnym krokiem naprzód i będą stanowiły materiał naukowy dopiero dla przyszłych pokoleń.

Część piąta.

KOMETRY I METEORY.

I. Komety.

Komety różnią się od ciał niebieskich, które dotychczas rozważaliśmy, mglistym wyglądem, osobliwą drogą biegu poza płaszczyznę ekliptyki, wreszcie zjawianiem się na niebie całkiem nieoczekiwanie.

Rozpatrując świetną kometę, rozróżniamy w niej trzy części, rzadko zresztą wyraźnie rozgraniczone, najczęściej zaś nieznacznie, stopniowo przechodzące jedna w drugą. Część, która dla gołego oka wydaje się najwyrazistszą, jest zgęszczeniem skupieniem materii w postaci gwiazdy o mniejszym lub większym blasku; jest to t. zw. jądro komety (rys. 65; por. też rys. 60, 62, 64, 66, 67). Jądro otacza materya w postaci obłoku lub mgły z natężeniem słabnącem ku obwodowi. Jądro łącznie z mglistym obłokiem stanowi głowę komety. Tak więc głowa ma wygląd gwiazdy, przeświecającej przez okrągły obłok mgławicowy. Od głowy wypływa zazwyczaj warkocz, czyli ogon, nader rozmaitej długości. U komet małych warkocz jest przeważnie krótki, natomiast u wielkich rozwija się potężnie, obejmując znaczną część sklepienia niebieskiego. Warkocz w pobliżu głowy komety jest zazwyczaj wązki i świetny; dalej, wraz

z wzrastającą odległością od głowy, staje się co raz szerszy i co raz słabszy. Koniec warkocza niknie zazwyczaj nieznacznie na tle nieba, i oko nie jest w stanie oznaczyć istotnej jego rozciągłości.

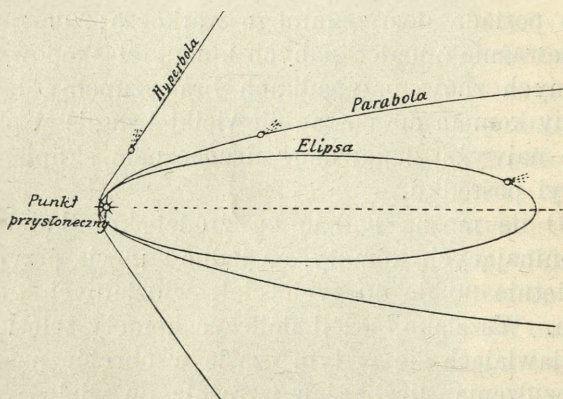
Komety posiadają najróżnorodniejsze stopnie blasku. Wielkie komety przedstawiają wspaniały, niezwykły obraz na niebie; większość atoli dla oka nieuzbrojonego jest zgoła niedostrzegalną. Ostatnie zwa się kometami teleskopowymi (rys. 60). Niepodobna wszelako przeprowadzić ścisłej granicy między kometą jasną a teleskopową, gdyż ciała te przedstawiają całą skalę jasności, poczynając od najslabszych aż do najświetniejszych. Czasami kometa wcale nie posiada dostrzegalnego warkocza; zdarza się to przeważnie u nader słabych komet teleskopowych. W innych znów przypadkach brak zupełny jądra, i wtedy kometa ma postać niewielkiej mglistej plamki, co najwyżej z pewnem nieznaczem skupieniem materji pośrodku.

O ile można sądzić ze źródeł kronikarskich, wspominających komety, na jedno stulecie przypada przeciętnie 30 do 40 tych ciał, widzialnych gołym okiem. Wszelako, jeżeli doliczyć komety teleskopowe, zjawiające się w tym czasie w obrębie naszego pola widzenia, liczba ich wzrośnie do wielu setek. Przeciętnie można liczyć na trzy do ósmiu komet w ciągu roku. Liczba ich zależy przeważnie od prostego przypadku; istnieją wszakże, bez wątpienia, lata wyjątkowo bogate, jak również lata wyjątkowo ubogie w odkrycia komet, chociaż na ich poszukiwania poświęcano jednakowy, mniej więcej, czas. Jak dalece skwapliwie odbywają astronomowie łowy na komety, dowodzi okoliczność, że często jedną i tę

samą znajdują równocześnie dwaj obserwatorowie, jeden niezależnie od drugiego. Wiadomość o odkryciu przesyła się zazwyczaj do centralnego biura astronomicznego (redakcyi „Wiadomości astronomicznych“) w Kielu, skąd drogą telegraficzną bywa oznajmiana wszystkim obserwatoryom kuli ziemskiej.

Drogi komet.

W parę dziesiątków lat po wynalezieniu lunet wykryto, że komety pod tym względem są podobne do planet, że krążą dokoła słońca. Pierwszy Ne w-



Rys. 61. Kształty dróg komet: elipsa, parabola i hyperbola.

ton dowiódł, że bieg komet jest równie zależny od siły przyciągania słońca, jak ruch planet. Zasadnicza wszelako różnica polega na tem, że drogi komet nie są prawie kołowe, jak drogi planet, lecz są tak dalece wydłużonemi krzywemi, że w większości przy-

padków nie można określić, gdzie znajduje się *aphelium*, t. j. punkt najodleglejszy od słońca.

Newton podał był prawo ogólne, że ciało biegnące pod wpływem przyciągania słońca, musi zakreślać jedną z krzywych przecięć stożkowych. Tego rodzaju krzywa może być elipsą, parabolą lub hyperbolą (rys. 61). Elipsa, jak wiemy, jest krzywą zamkniętą. Innego rodzaju krzywymi są parabola i hyperbola. Obie rozbiegają się w nieskończoność w dwóch kierunkach, t. zw. gałęziach; w paraboli obie gałęzie w dalszym przebiegu są prawie równoległe; w hyperboli zaś co raz więcej się rozbiegają. Po jakiej z tych trzech krzywych musi przebiegać ciało w obrębie układu słonecznego, zależy wyłącznie od szybkości tego ciała w jakimkolwiek punkcie jego drogi.

Mając te krzywe w pamięci, wyobraźmy sobie, że ziemia porzuciła nas w jakimś punkcie swej drogi i podała dalej, zostawiając nas zawieszonymi w przestworzu do czasu swego powrotu po roku. Podczas nieobecności ziemi, wisząc wciąż w przestworzu, zabawiamy się rzucaniem pocisków, które, niby małe planety, poczynają krążyć dokoła słońca. Pociski, wyrzucone z szybkością mniejszą, niż szybkość ziemi, t. j. z szybkością mniejszą, niż 30 km. na sekundę, krążą dokoła słońca po drogach zamkniętych, eliptycznych, krótszych, niż droga ziemi. Nader proste i interesujące prawo mówi, że ciała te mają statecznie jednakowy okres obiegu, jeżeli były rzucone z jednakową szybkością. Wszystkie więc pociski, wyrzucone jednocześnie z szybkością ziemi, dokonywają obiegu w ciągu roku, a zatem w jednej i tej samej chwili spotykać się będą w punkcie, z któ-

rego je wyrzucono. Jeżeli szybkość początkowa przenosić będzie 30 km. na sekundę, droga obiegu będzie również eliptyczna, lecz dłuższa, niż droga ziemi, a okres obiegu będzie tem dłuższy, im większą była szybkość początkowa. Wobec szybkości pocisku, wynoszącej 42 km. na sekundę, przyciąganie słońca nie wystarcza już do utrzymania go w obrębie układu słonecznego, i kula ulatuje w przestrzeń po jednej z gałęzi paraboli. Jeżeli szybkość przewyższa 42 km. na sekundę, pocisk biegnie po hyperboli, tem więcej oddalającej się od paraboli, im większa jego szybkość. Z powyższego widzimy, że w każdej odległości od słońca istnieje pewna szybkość graniczna; przekraczając ją, każde ciało niebieskie, nap. kometa, musi odbiec od słońca bez możliwości powrotu; i naodwrot, jeżeli szybkość ciała jest mniejsza od owej granicy, musi ono prędzej lub później powrócić do słońca.

Wymieniona szybkość graniczna tem jest większa, im bliżej ciało znajduje się słońca, i zmienia się w stosunku odwrotnym do pierwiastku kwadratowego z odległości od słońca; a więc na odległości od słońca cztery razy większej jest o połowę mniejsza. Mamy nader prostą regułę, jak znaleźć tę szybkość graniczną w jakiegokolwiek odległości od słońca, a mianowicie: szybkość ciała, któreby w danej odległości biegło po orbicie kołowej, należy pomnożyć przez $\sqrt{2} = 1.414$. W ten właśnie sposób otrzymaliśmy przytoczoną wyżej liczbę 42 km., mnożąc szybkość ziemi, t. j. 30 km. na sekundę, przez 1.414.

Stąd wynika, że astronom może wyznaczyć drogę, po jakiej porusza się kometa (po elipsie, paraboli lub hyperboli), i może przewidzieć epokę jej powro-

tu, jeżeli przy pomocy obserwacji zdoła wyznaczyć szybkość, z jaką kometa przebiega jakikolwiek punkt swej drogi. Staranne zestawienia spostrzeżeń, otrzymanych z dłuższego okresu widzialności komety, wystarczają zazwyczaj do wyprowadzenia ostatecznych wniosków w tej sprawie.

Należy podkreślić interesujący fakt, że dotychczas nie spostrzeżono komety, której szybkość przewyższałaby niewątpliwie powyżej przytoczoną szybkość graniczną. Wprawdzie w kilku przypadkach spostrzeżenia wskazały pewną przewyżkę szybkości, lecz mogło to pochodzić z błędów nieuniknionych przy obserwacji. Zazwyczaj otrzymuje się szybkość nader zbliżoną do szybkości granicznej, cechującej parabolę, tak iż trudno zawyrokować, czy przewyżka rzeczywiście istnieje, czy też nie. Parabola jest krzywą przejściową pomiędzy elipsą a hyperbolą, a w części swej przysłonecznej—jedynej przystępnej dla obserwacji—jest nader podobna do bardzo wydłużonej elipsy. Bardzo więc możliwa, że wiele z komet, które zdają się nam biegnąć po paraboli, biegną dokoła słońca po wydłużonych elipsach z okresem obiegu wynoszącym wiele stuleci, a może nawet tysiącoleci. W danym przypadku to tylko jest pewne, że kometa odbiegnie na bezmierną odległość i, jeżeli wróci, to dopiero po setkach, tysiącach, może dziesiątkach tysięcy lat.

Zdarza się także, że szybkość komety jest znacznie mniejsza od szybkości granicznej. Takie komety biegną po drogach zamkniętych, dokonywają obiegu dokoła słońca w okresach czasu znacznie krótszych i łatwych do obliczenia i zwać się k o m e t a m i p e r y o d y c z n e m i.

Historia biegu większości komet, o ile wiemy,

jest następująca: ciała te zjawiają się, jak gdyby padając na słońce z jakiejś olbrzymiej, nieznanej nam odległości. Gdyby kometa istotnie biegła wprost na słońce, niewątpliwie spadłaby na nie; lecz przypadku podobnego dotychczas nie obserwowano i trudno nawet czegoś podobnego oczekiwać w przyszłości. W miarę jak kometa zbliża się do słońca, szybkość biegu co raz wzrasta, kometa okrąża ciało centralne, zakreślając wielki łuk, i nabytą wskutek tego siłą odśrodkową odbiega dalej z powrotem w bezgraniczną przestrzeń, przybliżenie w tym samym kierunku, skąd przybyła.

Wskutek słabego blasku tych ciał są one dostrzegalne przez najsilniejsze nawet lunety jedynie w tych częściach drogi, które przypadają w najbliższem sąsiedztwie słońca. Z tego powodu w wielu przypadkach nader trudno wyznaczyć dokładnie okres obiegu komety na podstawie jej pojawienia się raz jeden.

K o m e t a H a l l e y ' a .

Pierwsza z komet, u której rozpoznano stały okres obiegu, jest w historii astronomii ściśle spójna z nazwiskiem Halley'a. Ta jasna, jakkolwiek zgoła nie wyjątkowo świetna, kometa zjawiała się w sierpniu 1682; obserwowano ją przez niespełna miesiąc, poczem zniknęła.

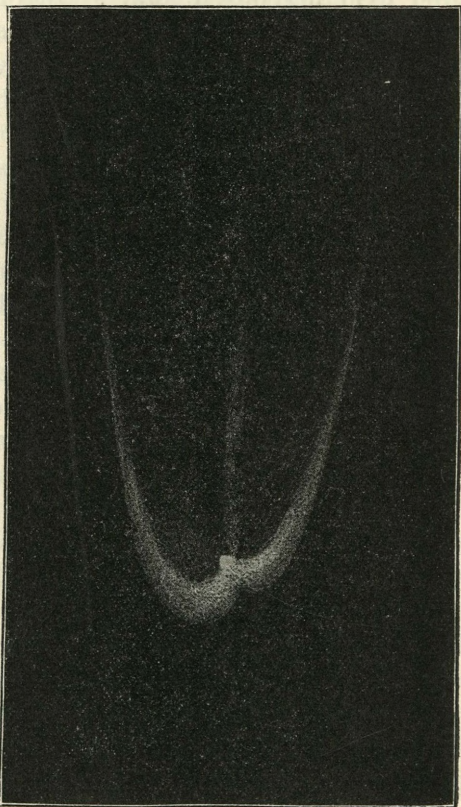
Aby sprawdzić stosowność prawa ciężenia powszechnego dla dróg komet na szeregu przykładów, obliczył Halley, uczeń Newtona, około r. 1705 między innymi również drogę wspomnianej komety. Otóż znalazł, że składowe drogi tej komety, t. zw.

elementy, prawie dokładnie zgadają się ze składowymi dróg komet, które pojawiły się poprzednio, przed 75 i 151 laty, mianowicie w r. 1607 i 1531.

Trudno było przypuścić taki szczególny zbieg przypadkowy, aby trzy różne komety zakreślały dokładnie tę samą drogę prawie w jednakowych odstępach czasu. O wiele prawdopodobniejsze było przypuszczenie, że kometa z r. 1682 należy do naszego układu słonecznego i zakreśla w nim elipsę dokoła słońca z 75-letnim okresem obiegu. Jeżeli tak jest istotnie, tedy widywano ją z pewnością już wcześniej w okresach co 75 lat. I w rzeczy samej udało się Halley'owi stwierdzić przynależność jednej dawniejszej, wyjątkowo świetnej komety z r. 1456 do tegoż systemu obiegów. Dostępne wówczas wiadomości o innych, jeszcze dawniejszych kometach były, niestety, tak szczupłe, że z nich tymczasem niepodobna było zaczerpnąć dowodów o wcześniejszych pojawieniach się tej komety. Wszelako cztery dobrze zaobserwowane przejścia przez punkt przysłoneczny, z r. 1456, 1531, 1607 i 1682, dostarczyły Halley'owi dostatecznych danych do przewidzenia jej powrotu w sąsiedztwo słońca około r. 1758 lub 1759. Nakrótka przed wskazaną datą, której zresztą Halley nie dożył, Clairaut, jeden z najwybitniejszych swego czasu matematyków francuskich, obliczył przewidywany wpływ przyciągania Jowisza i Saturna na czas obiegu komety. Obliczenia wskazały, że obie planety tak dalece opóźnią powrót komety, iż ta dosięgnie punktu przysłonecznego nie wcześniej, niż na wiosnę 1759 roku. W istocie kometa zjawiła się w końcu r. 1758, przechodząc w pobliżu słońca dnia 12 marca 1759 r.

Następny z góry przewidziany powrót komety

Halley'a przypa*ł* na r. 1835. W*o*wczas wielu matematykw z*aj*ęło si*e* obliczeniami wp*ly*wu planet,



Rys. 62. Kometa Halley'a 30. X. 1835 r.

a osobi*w*ie odkrytego w r. 1781 Urana, na czas jej obiegu. Obliczenia wypad*ly* tak dok*ł*adnie, że dwa wyniki, wskazuj*ące* chwil*ę* przej*sc*ia komety przez

Gołym okiem widzialna była w kwietniu i maju o brzasku dnia, potem pod koniec maja o zmroku wieczornym; u nas nie przedstawiała zbyt uderzającego zjawiska, natomiast w okolicach bardziej południowych kometa obserwowana wzrokowo i na fotogra-



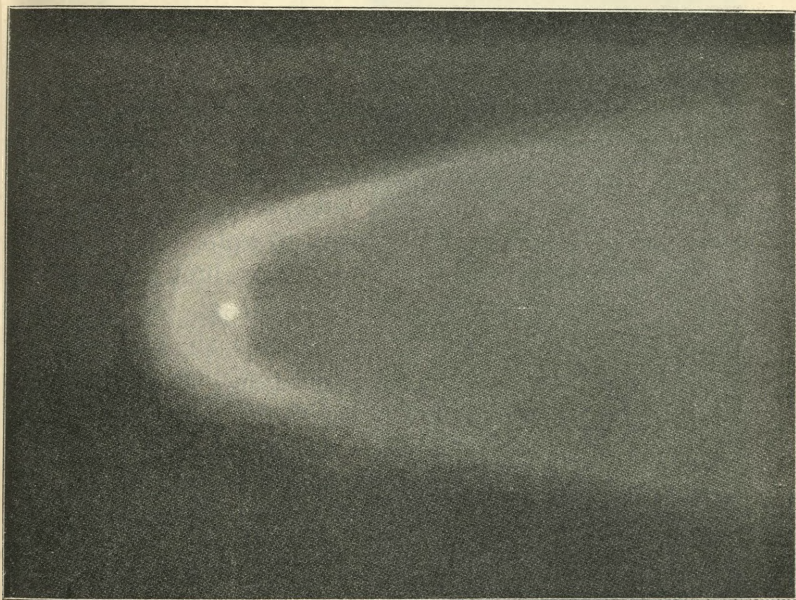
Rys. 64. Fotografia komety Halley'a, 26. V. 1910. Barcelonette.

fiach była imponującą. Podczas największego ku ziemi zbliżenia rozpoznawano jasne jądro i subtelny warkocz, długości przeszło 90 stopni. (Rys. 64, 65, 66).

pełnie dokładnie. Ponieważ przekład polski ukazuje się znacznie później, prawie w dwa lata po zjawisku, podajemy dane stwierdzone już podczas obserwacji. (*Przyp. tłum.*)

Czy podczas przejścia komety przez linię, łączącą nas ze słońcem, ziemia znalazła się w obrębie warstwy, trudno powiedzieć coś decydującego dla braku wszelkich, wyraźnie zaznaczonych objawów.

Po Halley'u wielokrotnie ponawiano poszukiwa-



Rys. 65. Głowa komety Halley'a, 26. V. 1910. Barcelonette.

nia w celu wykrycia powrotów komety przed r. 1456, zwłaszcza zaś od chwili, kiedy astronomom z zachodu stały się przystępnymi obserwacje chińskie, przeważnie bardzo pewne. Sprawą tą szczególnie gorąco zajmowali się Hind, a w ostatnich czasach Cowell i Crommelin. Nader mozolnym obliczeniom tych

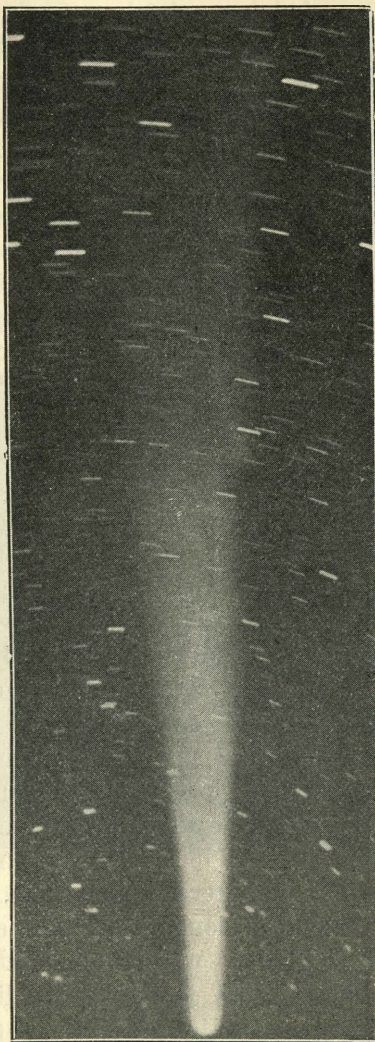
badaczyów zawdzięczamy, że dziś przedwiekowe przejścia komety Halley'a w pobliżu słońca możemy śledzić wstecz prawie bez przerwy aż do 240 r. przed N. Chr. W porównaniu więc z innymi, kometa Halley'a jest przykładem wyjątkowej trwałości tego rodzaju ciał niebieskich.

Komety Encke'go i Biela.

Z pośród komet peryodycznych najczęściej i najsystematyczniej była obserwowana kometa, nosząca miano Encke'go, który pierwszy zbadał jej bieg dokładnie. Po raz pierwszy odkryto ją w r. 1786, lecz, jak to wówczas najczęściej bywało, nie udało się wyznaczyć jej drogi z przyczyny braku dostatecznej liczby spostrzeżeń. Po raz drugi była spostrzeżona w r. 1795; ponownie zjawiała się w latach 1805 i 1818. Dopiero po ostatnim powrocie obliczył Encke jej drogę dokładnie, dowiódł okresowości jej pojawień i utożsamił z powrotami z roku 1786, 1796, 1805 i 1819. Zarazem wyznaczył okres obiegu, wynoszący 3 lata i 110 dni; okres ten wszelako, podobnie jak u komety Halley'a, zmienia się pod wpływem oddziaływania planet, zwłaszcza przez przyciąganie Jowisza. Odtąd za każdym powrotem komety, o ile jej położenie względem słońca i ziemi było dogodne, odnajdywano ją i obserwowano.

Kometa, oprócz wyjątkowo krótkiego czasu obiegu, najkrótszego z pośród wszystkich komet peryodycznych, posiada jeszcze inną osobliwą właściwość. Już na zasadzie pierwszych powrotów wykrył Encke, że czas obiegu powolnie się skraca; skrócenie to nastąpiło również przy najbliższym powrocie. Aby

wyjaśnić zadziwiają-
ce zjawisko, Encke
podał hipotezę, że
przyczyny szukać na-
leży w oporze środo-
wiska, otaczającego
słońce. Cały zastęp
wybitnych teorety-
ków, wśród których
wymienimy tylko na-
zwisko B a c k l u n-
d a, dyrektora obser-
watorium w Pułko-
wie, zajmowało się po
Encke'm tem ważnem
zagadnieniem, z racyi
różnych powrotów ko-
mety. Lecz zadziwia-
jące przyspieszenie
biegu prawie ustało
po r. 1860, tak iż hypo-
teza istnienia odporne-
go środka stała się na-
der wątpliwą. Musia-
no wreszcie przyjąć,
że powolne zmniej-
szanie się czasu obie-
gu komety Encke'go,
obserwowane przez
70 lat, powstało wsku-
tek jakiegoś niezna-
nego wpływu przy-
ciągania w układzie
planetarnym.



Rys. 66. Kometa Halley'a. Te-
neriffa 7 maja, 1910. Zdjęcie fo-
tograficzne Mascarta.

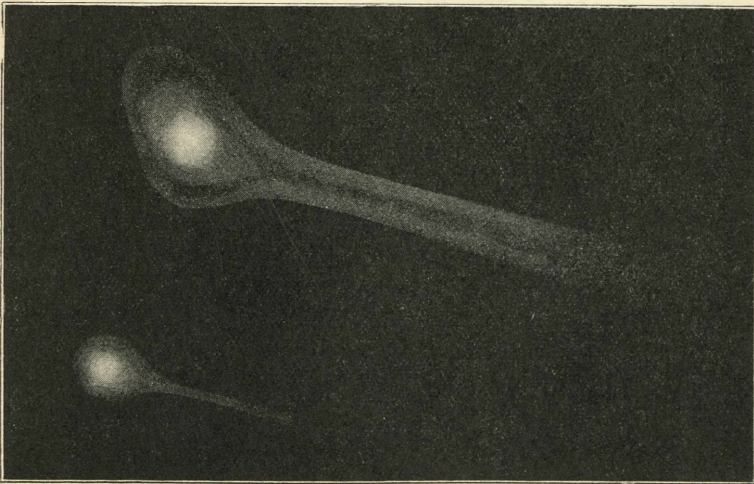
Jeden z najciekawszych objawów wśród komet peryodycznych przedstawia, bez wątpienia, kometa Biela. Po raz pierwszy widziano ją na niebie w r. 1772; okresowość jej rozpoznano znacznie później, bo dopiero w r. 1826. Dokonał tego pułkownik austriacki, Biela, który okres obrotu wyznaczył na $6\frac{3}{4}$ roku; należało więc oczekiwać powrotu komety w r. 1832 i 1839. Lecz podczas tych powrotów niedogodne stanowisko ziemi nie pozwoliło obserwować komety. Dostrzeżono ją ponownie dopiero w r. 1845. Kiedy w końcu grudnia owego roku kometa zbliżyła się do słońca, zauważono, że rozpadła się na dwie części, t. j. składała się z dwóch wyraźnie rozgraniczonych komet. (Rys. 67). Początkowo część mniejsza słabo świeciła, poczem jednak blask jej tak wzrósł, że w końcu była równie jasną, jak część większa, główna. Podczas następnego powrotu w r. 1852 obie części komety znajdowały się w odległości wzajemnej większej, niż $2\frac{1}{2}$ miliona kilometrów, gdy poprzednio, w r. 1846, odległość ta wynosiła około 300000 km. Ostatnie obserwacje ciekawej komety odbyły się we wrześniu 1852 r. Od tego czasu kometa wielokrotnie dokonać musiała obrotu; mimo najstaranniejszych jednak poszukiwań nie zdołano jej odnaleźć. Ponieważ na podstawie poprzednich powrotów każdoczesne położenie jej w przestrzeni można było wyznaczyć z dostateczną ścisłością, złożyło się więc uzasadnione mniemanie, że kometa dzieliła się w dalszym ciągu i wreszcie, prawdopodobnie, rozproszyła całkowicie. W jednym z najbliższych rozdziałów zajmujemy się bliżej substancją, z której kometa ta się składała.

Z pomiędzy 40 do 50 innych znanych komet

peryodycznych w podobny sposób, jak kometa Biela, zniknęły jeszcze dwie lub trzy. Za każdym powrotem były one co raz słabsze i trudniejsze do obserwowania, aż w końcu stały się zgoła niedostrzegalne.

Jowiszowa rodzina komet.

Astronom francuski, Messier, dokonał w r. 1770 zajmującego odkrycia komety. Kiedy Lexell, które-



Rys. 67. Podział komety Biela w r. 1846.

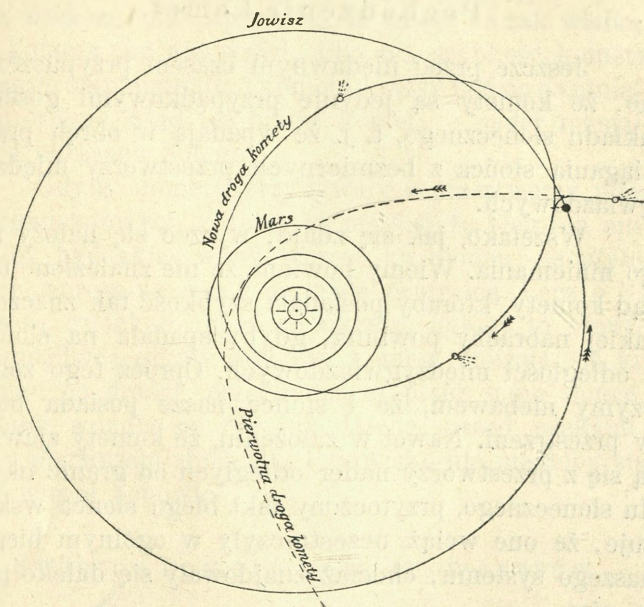
go nazwiskiem kometa została oznaczona, obliczył drogę nowego ciała, astronomów ogarnęło zdziwienie, gdyż otrzymano drogę eliptyczną z krótkim okresem obiegu, wynoszącym sześć lat. Najbliższy powrót przewidziano z całą dokładnością, lecz kometa nie zja-

wiła się i pozostała nadal niewidzialną, pomimo najtroskliwszych poszukiwań. Przyczynę prędko wykryto. Ścisłe obliczenia wykazały, że kometa, dobiegłszy punktu zgodnego z rachunkiem, lecz niedostrzegalnego z ziemi, zabłąkała się w najbliższe sąsiedztwo Jowisza, a potężne przyciąganie tego ciała tak dalece zmieniło jej drogę, że uniemożliwiło wszelki jej powrót w obręb widzialności z ziemi. Jednocześnie znaleziono wyjaśnienie, dlaczego komety nie widywano już wcześniej. Otóż na trzy lata przed odkryciem kometa przeszła była już raz blisko Jowisza, tak iż pierwsze pojawienie się jej w r. 1770 zawdzięczamy również podobnej zmianie drogi. Olbrzym naszego układu słonecznego w r. 1767 pchnął niejako kometa w bezpośrednie pobliże słońca, a w kilka lat później znów ją zmusił do odbywania w przestrzeni innej drogi, którą dokładnie obliczyć niepodobna.

Pomiędzy r. 1886 a 1889 zdarzył się podobny przypadek, wskutek którego nowa kometa stała się trwałym członkiem naszego układu słonecznego. W r. 1889 Brooks z Genewy (w Amer. Półn.) zauważył kometa, której obieg wynosił tylko 7 lat. Ponieważ była dość jasną, więc zrodziło się pytanie, dlaczego jej nie obserwowano już wcześniej. Poszukiwania wykryły, że w r. 1886 kometa przeszła tuż obok Jowisza, a wpływ przyciągania planety, podobnie jak to było w swoim czasie z kometa Lexella, do tego stopnia zmienił bieg nowej komety, że droga jej dokoła słońca znacznie się zwężyła.

Wobec tak dziwnych wpływów największej z planet zaczęto ściślej przeszukiwać drogi innych komet peryodycznych i wykryto, że znaczna ich liczba w czasie nie-przysłonecznym tak dalece zbliża się do drogi

Jowisza, że i na nie, niewątpliwie, potężna planeta niegdyś oddziałała, więżąc je w obrębie naszego układu słonecznego. Podobna, jakkolwiek mniej liczna, „rodzina komet“ pozostaje pod wpływem Saturna i Urana.



Rys. 68. Przekształcenie drogi komety pod wpływem przyciągania Jowisza.

Możnaby więc przypuszczać, że wszystkie wogóle komety okresowe są związane z naszym systemem pod wpływem planet. Tak jednak nie jest. Najślynniejsze komety okresowe, Halley'a i Encke'go, ani w jednym punkcie swych dróg nie zbliżają się tak blisko do którejkowiek z wielkich planet, aby

te mogły je wytrącić z dróg obecnych. O ile wiemy, komety te oddawna należą do naszego układu słonecznego i trwale w nim pozostają, bez względu na wpływy zewnętrzne.

Pochodzenie komet.

Jeszcze przed niedawnym czasem przypuszczano, że komety są jedynie przypadkowymi gośćmi układu słonecznego, t. j. że wpadają w obręb przyciągania słońca z bezmiernych przestworzy międzygwiazdowych.

Wszelako, jak się zdaje, wyrzec się należy tego mniemania. Wiemy bowiem, że nie znaleziono dotąd komety, któraby posiadała szybkość tak znaczną, jakiej nabrałaby powinna, gdyby spadała na słońce z odległości międzygwiazdowych. Oprócz tego zobaczymy niebawem, że i słońce nasze posiada bieg w przestrzeni. Nawet w założeniu, że komety zjawiają się z przestworzy nader odległych od granic układu słonecznego, przytoczony fakt biegu słońca wskazuje, że one wciąż uczestniczyły w ogólnym biegu naszego systemu, chociaż znajdowały się daleko poza nim.

A więc dziś, jak się zdaje, za pogląd ostatecznie ustalony, oparty na całokształcie badań, można uważać zdanie, że wszystkie komety posiadają orbity eliptyczne, podobne do planetarnych, różniące się zaś od nich tylko nader wielkim mimośrodem i długim okresem obiegu. Okresy obiegu komet wynoszą tysiące, czasami dziesiątki tysięcy, a może i setki tysięcy lat. W ciągu podobnie olbrzymiego okresu czasu odbiegają na olbrzymie przestrzenie poza obręb układu sło-

necznego. Podczas powrotnej drogi ku słońcu zdarza się, że muszą przejść tuż obok którejkolwiek z wielkich planet; wówczas zajść może jedno z dwóch zdarzeń: planeta może udzielić ruchowi komety znacznego przyśpieszenia i odrzucić ją na odległość jeszcze większą, niż poprzednia, a nawet na tak wielką, że kometa już nie wróci, albo też szybkość komety ulegnie zmniejszeniu, i kometa krążyć będzie po mniejszej orbicie. Stąd też mamy komety o nader rozmaitych okresach obiegu.

Gdyby komety przybywały z przestworzy międzygwiazdowych, należałoby przyjąć, że bieg ich musiałby być skierowany wprost ku słońcu; padałyby więc wprost na naszą gwiazdę centralną. Lecz o ile one są członkami naszego układu, byłoby to prawie niemożliwe: gdyby bowiem kometa zbliżała się ku słońcu po drodze przechodzącej przez samo słońce, byłaby wpadła na nie już dawno, przed wiekami, przy pierwszym zbliżeniu, i zjawisko nie mogłoby się już więcej ponowić.

Świetne komety nowszych czasów.

Świetne komety, zjawiające się od czasu do czasu na niebie, budzą największe zainteresowanie ogółu. O ile wszakże możemy dziś wnosić, zjawisko świetnej komety jest zgoła przypadkowe. W ciągu 19-go stulecia obserwowano zaledwie pięć lub sześć t. zw. wielkich komet. Słynne zwłaszcza są komety z r. 1811, 1843, 1858 i 1882.

Najświecniejszą i najciekawszą była kometa z r. 1858, nosząca miano swego odkrywcy, astronoma florenckiego, Donatie'go. Historia tego zjawiska

opowiada nam o zmianach, jakim te ciała niebieskie ulegają zazwyczaj z biegiem czasu. Po raz pierwszy ujrzano kometę Donati'ego dnia 2 czerwca 1858 r.; widzialna wówczas jedynie przez lunetę, przedstawiała się w postaci słabej mglistej plamki, przypominającej drobny, biały obłoczek na niebie. Warkocza nie było widać, i do połowy sierpnia nic zgoła nie zapowiadało, jak dalece rozwinie się drobna mgławica. Lecz powoli zaczął wytwarzać się warkocz, i na początku września można już było obserwować kometę gołym okiem. Od tej chwili kometa wzrastała nader szybko; co wieczór wydawała się większą i jaśniejszą. Przez cały miesiąc przesunęła się pomiędzy gwiazdozbiorami nader niewiele, i co noc widziano ją zawieszoną na zachodniej stronie nieba. Najświeższą była w dniu 10 października 1858 r. Z owej epoki posiadamy wyborne rysunki komety, wykonane przez Bonda w obserwatorium Harvarda. Po 10 października blask zaczął szybko słabnąć. Wówczas kometa przesunęła się na południe i w końcu całkowicie zniknęła z oczu mieszkańców półkuli północnej; w okolicach południowych widzialna była jeszcze do marca 1859 roku.

Jeszcze przed zniknięciem komety wielu astronomów zaczęło ściśle obrachowywać jej orbitę. Droga ta przedstawiała się nie w postaci paraboli, lecz nader wydłużonej elipsy. Okresu obiegu nie można było dokładnie obliczyć; rachunek wykazał jakieś 1900 lat, może 100 lat więcej lub mniej. Podczas więc poprzedniego swego położenia w punkcie przysłonecznym kometa powinna była być widzialna w pierwszym stuleciu przed naszą erą; niema wszelako wskazówek, któreby pozwoliły stwierdzić tożsamość jakiej-

kolwiek komety z owych czasów z kometa Donati'e-go. Około r. 3800 lub 3900 należy jej ponownie oczekiwać w pobliżu słońca.

W historyi komet spotykamy zadziwiający fakt, że odkryto kilka komet, obiegających jedną i tę samą drogę. Takimi są naprz. komety z r. 1843, 1880 i 1882. Pierwsza jest najgodniejszą uwagi ze wszystkich nam dotąd znanych, ponieważ przeszła tak blisko słońca, że prawie dotknęła jego powierzchni. W każdym razie przeszła niewątpliwie przez zewnętrzną część korony słońca. W końcu lutego 1843 r. pojawiła się nagle w najbliższym sąsiedztwie słońca i była widzialna w biały dzień; jej warkocz sięgał w przestrzeń przeszło na 200 milionów kilometrów, jak wskazywały obliczenia. Szczególnym zbiegiem przypadków, kometa zjawiała się wkrótce po ogłoszeniu znanej przepowiedni ówczesnej, że w r. 1843 ma nastąpić koniec świata; łatwowierni przypuszczali, że kometa jest pierwszym zwiastunem katastrofy.

Lecz już w kwietniu 1843 roku kometa zniknęła, tak że okres obserwacji był nader krótki. Droga jej niezbyt odbiegała od drogi parabolicznej; o przypuszczalnym okresie obiegu można było jedynie powiedzieć, że powrót komety nie nastąpi przed upływem kilku stuleci. To też zdumienie ogarnęło astronomów, kiedy po upływie 37 lat na południowej półkuli, również w pobliżu słońca, odkryto kometa, która biegła prawie po tej samej drodze, co kometa z r. 1843. Pierwszym zwiastunem komety był wyjątkowo wielki warkocz, który po zachodzie słońca rozwiął się ponad horyzontem. Warkocz widzialny był już w końcu stycznia 1880 r. w Argentynie, na Przylądku Dobrej Nadziei i w Australii, głowa zaś dopie-

ro 4 lutego wynurzyła się z promieni słonecznych. Kometą w dalszym ciągu posuwała się ku południowi i zniknęła, nie ukazawszy się ani razu mieszkańcom półkuli północnej.

Powstało tedy pytanie, czy, zważywszy na podobieństwo dróg dwóch tych komet, z r. 1843 i 1880, mamy do czynienia z jedną i tą samą kometą, czy też z dwiema różnymi. Odpowiedź na pytanie otrzymano wraz z pojawieniem się trzeciej komety, biegnącej po tejże drodze, mianowicie komety z r. 1882. Tutaj nie było już wątpliwości, że kometą nie może być identyczna z poprzednią, widzialną zaledwie przed dwoma laty. Miano więc do czynienia z trzema jasnymi, nader do siebie podobnymi kometami, które w różnych odstępach czasu biegły po tej samej prawie drodze. Możliwa nawet, że do tej grupy należy więcej komet; poprzednio, w r. 1680 obserwowano raz już wielką kometę, przebiegającą nader blisko słońca; wszelako droga jej różniła się nieco od dróg trzech wspomnianych. Najprawdopodobniejsze wyjaśnienie można znaleźć w przypuszczeniu, że komety te były częściami jednej olbrzymiej mglistej masy, która następnie uległa podziałowi; wszystkie części biegną obecnie oddzielnie, zachowując tę samą drogę. Przypuszczenie znajduje poparcie w bezpośredniej obserwacji tego rodzaju podziału komety Biela i kilku innych.

Ostatnie dziesięciolecia były dość ubogie pod względem wybitnych komet. W styczniu r. 1910 górnicy w południowej Afryce dostrzegli w biały dzień kometę wyjątkowej wielkości i blasku. W naszych szerokościach była widzialna przez czas bardzo krót-

ki nieuzbrojonym okiem i nigdzie osobliwego nie wywarła wrażenia.

Właściwości fizyczne komet.

Budowa fizyczna komet jest w wielu zasadniczych punktach dotąd nieznaną. Jądro wielkich, świetnych komet może być nawet ciałem stałym; jest przytem, przypuszczalnie, o wiele mniejsze, niż się nam wydaje. Na zagadnienie to rzucają nieco światła dwa zadziwiające spostrzeżenia, jedyne w historii astronomii. Dnia 17 września 1882 r. udało się astronomom obserwatoryów w Captown i w Cordobie zaobserwować powolne zbliżanie się i wejście na tarczę słoneczną wyżej wspomnianej wielkiej komety z owego roku. Ku wielkiemu zdziwieniu obserwatorów kometa zniknęła całkowicie z chwilą wejścia na brzeg słońca. Podobne zjawisko zaobserwowano na komecie Halley'a 19 maja 1910. Przeszła również przez tarczę słońca, zniknąwszy dla naszego wzroku. A więc, albo jądro tych komet było przezroczyste, albo też stała część wewnętrzna była zbyt drobna, aby ją można było zauważyć podczas przejścia przez tarczę słońca.

Nawet niezależnie od tej obserwacji, mamy wiele innych powodów do mniemania, że kometry naogół nie są ciałami stałymi, lecz zbiorówkami oddzielnych cząsteczek materii pochodzenia meteorycznego, od wielkości ziarenek piasku aż do rozmiarów kamieni meteorycznych, jakie czasami spadają z nieba. Już sama zmienność kształtu, jakiej tak często podlega jądro komety, przemawia na korzyść tej hipotezy.

Niewiele komet zdołano dotychczas zbadać do-

kładnie przy pomocy spektroskopu, gdyż blask tych ciał niebieskich jest zbyt słaby, aby można było użyć tej metody. Stwierdzono wszelako, że komety błyszczą światłem nietylko odbitem, lecz również i swoim własnym. Wykryte w ich widmie jasne prążki i smugi są wielce podobne do linii i smug rozżarzonych związków węglowodorowych i cyanowych. Fakt ten na pierwszy rzut oka mówi, że kometa składa się z gazów rozżarzonych i błyszczących. Wniosek ten jednak byłby przedwczesny. Niepodobna bowiem przypuścić, aby komety posiadały temperaturę dostatecznie wysoką do wywołania światła; w miarę oddalania się od słońca, blask ich niknie, gaśnie wreszcie zupełnie. Najprawdopodobniej zatem świecenie bywa wywoływane przez promienie słoneczne w sposób dotychczas jeszcze niewyjaśniony.

Pozatem jest rzeczą nader prawdopodobną, że przynajmniej część materii składającej ciało jasnej komety jest lotną. Badając starannie komety przy pomocy lunety lub płytki fotograficznej, dostrzegamy od czasu do czasu masy par, powolnie wznoszące się z głowy w kierunku słońca; pary te następnie rozchodzą się i kierują w stronę przeciwną słońcu, tworząc warkocz. A zatem warkocz nie jest zgoła dodatkiem komety, jak naprz. ogon u zwierzęcia, lecz jest czemś w rodzaju słupa dymu, wybiegającego z komina.

Zdarza się często, że nowoodkryta kometa nie ma warkocza, i że ten zaczyna się tworzyć dopiero wówczas, kiedy kometa zbliży się do słońca. Im bliżej podejdzie do słońca, tem więcej otrzymuje ciepła i tem szybciej rozwija się jej warkocz. Wszystko to dowodzi, że wskutek ciepła promieni słonecznych

materya wielkiej komety przechodzi poczęści w stan gazowy, podobnie jak w tych samych warunkach parowałaby woda. Wznoszącą się parę jakąś siłą odpychająca promieni słonecznych odrzuca wstecz, tak iż wreszcie tworzy się strumień materyi, wypływający z głowy komety i rozwijający się w przestrzeni jako w a r k o c z.

2. Gwiazdy spadające i meteory.

Każdy z czytelników widział niewątpliwie t. zw. g w i a z d k ę s p a d a j ą c ą, błyszczącą gwiazdkę, która zakreśla na niebie krótszy lub dłuższy łuk i niknie wreszcie; przypuszczamy nawet, że czytelnik był świadkiem znacznie rzadszego zjawiska—k u l i o g n i s t e j, raptownie zapalającej się świetnym blaskiem gdziekolwiek na niebie i po chwili rozpryskującej się wśród całego snopa iskier; wybuch może być całkiem cichy lub połączony z ogłuszającym łoskotem. Gwiazdy spadające i kule ogniste łączą astronomowie pod jedną wspólną nazwą m e t e o r ó w. Co wieczór pogodny, jak rok długi, uważny spostrzegacz naliczyć może w ciągu godziny do tuzina meteorów. W pewnych porach roku, jak naprz. pomiędzy 10 i 15 sierpnia, w drugiej połowie listopada i inn., meteory pojawiają się wyjątkowo licznie; bywały nawet przypadki spadania tak wielkiej liczby gwiazd, że świadkowie zjawiska ulegali zdziwieniu i przerażeniu. Taki pamiętny spadek gwiazd zdarzył się naprz. w r. 1799 i 1833. Zjawisko z ostatnio wymienionej daty tak dalece przeraziło murzynów amerykań-

skich, że pamięć o niem dotychczas jeszcze trwa między nimi.

Pochodzenie meteorów.

Pochodzenie meteorów było nieznane jeszcze do początku 19-go stulecia; dziś jednak do pewnego stopnia jest wyjaśnione. Obok znanych członków naszej rodziny słonecznej, planet, ich księżyców i komet, dokoła słońca krążą niezliczone miliony cząstek materji kosmicznej, bądź pojedynczo, bądź całemi gromadami. Są to cząsteczki materji tak drobne, że nie można ich dostrzec nawet przez najpotężniejsze lunety czasów obecnych; większość tych ciałek nie przewyższa wielkością cegły, a nawet ziarenka piasku. Meteory, które ziemia spotyka na swej drodze, posiadają szybkość od 10 do 50 km. na sekundę. Wpadając w atmosferę ziemską z podobnie olbrzymią szybkością, wskutek tarcia natychmiastowo nagzewają się tak silnie, że ich materja, chociażby była najstalsza, ulatnia się całkowicie, wypromieniowując jaskrawe światło. To, co dostrzegamy z ziemi w postaci gwiazdy spadającej, jest palącym się pyłkiem kosmicznym, przebiegającym górne warstwy atmosfery.

Meteor, oczywiście, tem świetniej błyszczy i tem dłużej jest dostrzegalny, im jest większy i twardszy. Nieraz jest tak wielki i oporny na żar, że w postaci kuli ognistej może zbliżyć się do ziemi na odległość paru zaledwie kilometrów, zanim całkowicie się stopi i spali. Zdarza się przytem czasami, że w parę minut po zniknięciu meteoru z tej okolicy nieba,

gdzie on zgasł, dochodzi odgłos silnego wybuchu, przypominający łoskot salw karabinowych.

W rzadkich przypadkach rozmiary meteorów bywają tak wielkie, że dosięgają ziemi wcześniej, zanim zdołają się spalić i ulotnić. Mówimy wówczas o spadku meteoru, albo aerolitu; w ciągu roku zdarza się to parokrotnie w tej lub owej okolicy ziemi. Najwybitniejsze tego rodzaju spadki zanotowano w latach 823, 1492, 1511, 1751, 1868 i 1899. Ostatnio wymieniony spadek zdarzył się w Bjurböle w Finlandyi; meteor przebił powłokę lodową $\frac{3}{4}$ metra grubości u brzegu morza i rozbił się na niezliczone części, które później z trudem z dna morskiego wydobyto. Całkowita masa meteoru ważyła 325 kg. Bywały nawet przypadki śmierci spowodowane spadkiem meteorów.

Ścisłe badania spadłych meteorów wykazały, że należy je podzielić na dwie kategorie: na kamienie meteoryczne i żelazo meteoryczne. Pierwsze nie różnią się zasadniczo od t. zw. tufów wulkanicznych ziemskich, drugie zaś składają się z żelaza rodzimego, które wogóle na powierzchni ziemi w tym stanie czystym spotyka się nader rzadko. Bez względu na ten lub inny skład, wszystkie spadłe meteory mają na powierzchni wyraźne ślady stopienia, czego zresztą z góry należało się spodziewać ze względu na szybki ich bieg przez atmosferę ziemską. Pierwotny, istotny kształt tych ciał niebieskich nie daje się odtworzyć, gdyż mamy tu do czynienia jedynie z rozbitymi szczątkami.

Aerolity, zwłaszcza te, które podczas spadku zdołano zaobserwować bezpośrednio, są starannie gromadzone i przechowywane w muzeach mineralogicz-

nych. Najbogatsze zbiory tego rodzaju znajdują się w Wiedniu, Londynie i Washingtonie.

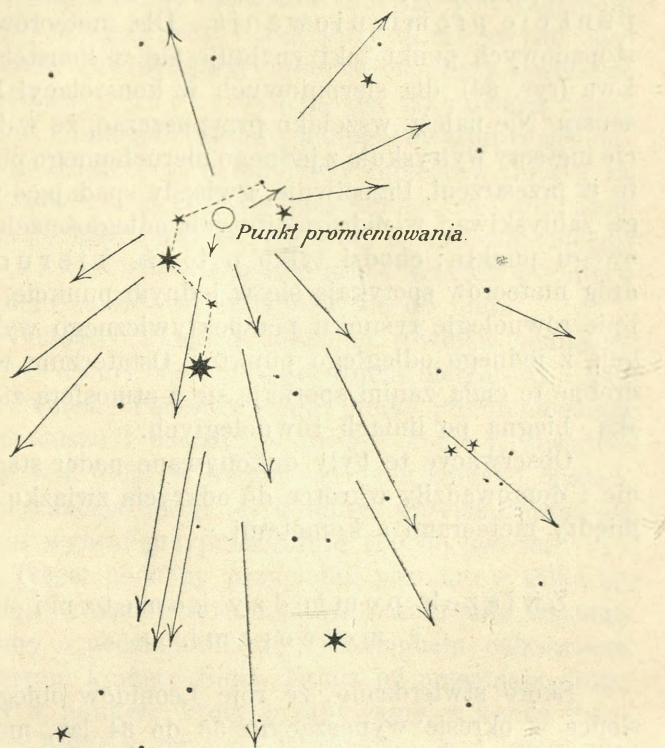
Peryodyczność rojów gwiazd spadających.

Najważniejsze odkrycie, do którego doprowadziły dłuższe obserwacje gwiazd spadających, dotyczy okresowości wyjątkowo bogatych rojów, występujących w pewnych porach roku. Osobliwie wydatny pod tym względem jest rój listopadowy Leonidów, zwany tak dlatego, że meteory zdają się wybiegać z okolicy gwiazdozbioru Lwa. Przed niedawnym jeszcze czasem rój ten co 33 lata, zwykle w końcu listopada, dawał zjawisko istotnego deszczu gwiazd zistego, przyczem setki meteorów przecinały w ciągu minuty we wszystkich kierunkach czarne tło nieba.

O tym zadziwiającym roju Leonidów mamy wiadomości, sięgające roku 599 po Nar. Chr. Wszelako pierwsze dokładnie opisane zjawisko znajdujemy dopiero w r. 1799; obserwował je Aleksander Humboldt w wyjątkowo korzystnych warunkach w Andach.

Następny podobny rój zjawiał się w r. 1833, również w końcu listopada. Już wówczas wpadł Olbers na myśl, że rój ten jest identyczny z poprzednim z r. 1799 i ma, prawdopodobnie, okres wynoszący 34 lata, wobec czego przewidział możliwość ponowienia się świetnego zjawiska w r. 1867. I przepowiednia sprawdziła się, gdyż w listopadzie 1866 i 1867 wystąpił spadek gwiazd prawie równie obfity, jak w r. 1833 i 1799. Trzy te zjawiska, z r. 1799, 1833

i 1867, miały jedną cechę wspólną, która dowodziła pochodzenia od jednego i tego samego roju. Otóż meteory nie strzelały bezładnie, w różnych kierun-



Rys. 69. Ślady Leonidów z punktem promieniowania w „sierpie“ Lwa. Rysunek Dr. K. Graffa.

kach przez sklepienie nieba, lecz wszystkie zdawały się wybiegać z jednego punktu, t. zw. punktu promieniowania, albo radyantu meteorów.

Gdybyśmy podczas spadania gwiazd drogę każdego meteoru oddzielnie przedłużyli na sklepieniu nieba w kierunku przeciwnym biegowi, otrzymane stąd łuki przecięłyby się w jednym punkcie nieba, czyli punkcie promieniowania. Dla meteorów listopadowych punkt taki znajduje się w konstelacji Lwa (rys. 69), dla sierpniowych w konstelacji Perseusza. Nie należy wszelako przypuszczać, że w istocie meteory wytryskują z jednego nieruchomego punktu w przestrzeni. Przeciwnie, gwiazdy spadające mogą zabłyскиwać w najrozmaitszych odległościach od owego punktu; chodzi tylko o to, że kierunki dróg meteorów spotykają się w jednym punkcie, jak linie równoległe rysunku perspektywicznego wybiegają z jednego odległego punktu. Ostatecznie więc drobne te ciała, zanim spotkają się z atmosferą ziemską, biegną po liniach równoległych.

Obserwacje te były dokonywane nader starannie i doprowadziły wkrótce do odkrycia związku pomiędzy meteorami a kometami.

Związek pomiędzy kometami a meteorami.

Skoro stwierdzono, że roje Leonidów obiegają słońce w okresie wynoszącym 33 do 34 lat, mogli już astronomowie zająć się dalszym ciągiem zagadnienia, wyznaczeniem więcej szczegółowem orbity roju. Pracą tą zajął się Leverrier wkrótce po listopadowym spadku gwiazd w r. 1866. Przypadkowo w grudniu 1865 roku zjawiała się kometa, która przeszła przez punkt przysłoneczny w styczniu 1866 roku; jako okres jej obiegu znalazł Oppolzer

liczbę, wynoszącą przybliżenie 33 lata. Ogłosiwszy wynik obliczeń, Oppolzer nie zauważył jednak, że droga komety jest prawie dokładnie zgodna z drogą roju listopadowego meteorów nie tylko pod względem okresu obiegu, lecz także wszystkimi swymi elementami. Zdziwiająco zgodność pierwszą stwierdził Schiaparelli i zwrócił na ten fakt uwagę astronomów. Istota zjawiska nie podlegała wątpliwości: ciała, powodujące rój listopadowy meteorów, biegły za kometą z r. 1866 po tej samej drodze, co i ona. Sam przez się nastęrczał się wniosek, że rzeczony meteor pierwotnie stanowiły część składową komety i dopiero stopniowo oddzieliły się od niej.

Podobny związek ustalono również pomiędzy Perseidami, sierpniowym rojem meteorów, a jedną z komet. Perseidy mają punkt promieniowania w Perseuszu i biegną po drodze komety, obserwowanej w r. 1862. W owym roku nie zdołano dokładnie wyznaczyć drogi tej komety, wszelako okres jej obiegu wynosi przypuszczalnie 100 do 200 lat.

Trzeci podobny przypadek poznano w kilka lat później, w końcu r. 1872. Już parokrotnie wspominaliśmy o podzieleniu się i następnem całkowitem zniknięciu komety Biela. Droga jej przecinała drogę ziemi w punkcie, który przebywamy w końcu listopada. Kometa zniknęła wprawdzie w r. 1852; niemniej jednak na drodze rachunkowej bieg jej śledzić możemy w dalszym ciągu. Otóż obliczono, że kometa przecięłaby drogę ziemską w początku września 1872 r., prawie na 3 miesiące przed przejściem ziemi przez ten punkt. O ileby szczątki komety były rozrzucone na znacznej przestrzeni, to w dniu 27 listopada owego roku ziemia musiałaby je napotkać

jeszcze; zatem w ów wieczór należało oczekiwać deszczu gwiazd spadających, których punkt promienowania, zgodnie z obliczeniami, powinienby znajdować się w konstelacji Andromedy. Przewidywania ziściły się w zupełności; od tego czasu powracają Andromedidy—tak bowiem rój nazwano—rok rocznie nader regularnie, jakkolwiek bez porównania w mniejszej liczbie, niż w r.1872.

Obok szybkiego i pomyślnego rozwoju badań, dotyczących rojów gwiazd spadających, należy również zaznaczyć pewne niepowodzenia. Tak kometa z r.1866 powinna była powrócić pomiędzy r.1899 i 1900; nie dostrzeżono jej wszakże, przypuszczalnie jednak głównie dlatego, że jej punkt przysłoneczny przypadł w nader wielkiej odległości od ziemi. Najdziwniejsza wszelako, że przynależny jej rój Leonidów, oczekiwany w wyjątkowej obfitości, nie ukazał się ani w r. 1899, ani 1900. Nieobecność roju, który stale pojawiał się dłużej, niż przez tysiąc lat, była spowodowana prawdopodobnie przez przyciąganie planet, zwłaszcza Jowisza; podczas ostatniego obiegu rój meteorów zbliżył się znacznie do olbrzymiej planety, został odchylony od swej drogi dotychczasowej i pchnięty na nową, która go prawdopodobnie nigdy już nie sprowadzi w pobliże ziemi.

Mamy więc wszelkie racje do uważania meteorów za szczątki niezliczonego mnóstwa komet, które niegdyś obiegały słońce, a następnie powoli rozpadły się częściowo lub całkowicie. Szczątki te biegną śladem komety, z której powstały, po jej pierwotnej drodze, niby maruderzy za wojskiem, a kiedy ziemia spotyka w swej drodze rój tych szczątków, mamy spadek gwiazd. Czy jednak wszystkie gwiazdy spa-

dające, zwłaszcza kule ogniste, są resztkami komet, jest dotychczas co najmniej wątpliwe. W rzeczy samej, badania Elkina przy pomocy zdjęć fotograficznych i inne stwierdziły, że szybkość biegu meteorów przekracza często paraboliczną szybkość graniczną, o której kilkakrotnie wspominaliśmy wyżej przy rozważaniu dróg komet, wskutek czego meteory te muszą biec po drogach parabolicznych lub hyperbolicznych. Lecz ciała niebieskie, obdarzone tego rodzaju ruchem, przybywają tylko z nader odległych przestworzy międzygwiazdowych i nie mają związku z naszym układem słonecznym.

3. Światło zwierzyńcowe.

Światłem zwierzyńcowem, albo zodyakalnem nazywamy nader słabe światło, otaczające słońce prawie w płaszczyźnie ekliptyki. W okolicach równikowych światło to daje się widzieć w każdy pogodny wieczór, w jakąś godzinę lub dwie po zachodzie słońca, w postaci stożkowej smugi świetlnej, wznoszącej się w stronę zachodniej horyzontu. W naszych szerokościach względnie najlepiej można je widzieć pod koniec stycznia i w lutym, kiedy, w 1 $\frac{1}{2}$ godziny po zachodzie słońca, zalega stronę zachodnią nieba w kierunku ku Plejadom w Byku. O tym czasie widać je u nas najlepiej dlatego, że płaszczyzna ekliptyki, w której światło leży, jest wówczas pochylona względem poziomu pod kątem większym, niż w każdej innej porze roku. Podobne położenie zajmuje ekliptyka w godzinach rannych na jesieni; światło zwierzyńcowe jest też wtedy szczególnie dobrze

widzialne przed brzaskiem dnia i wznosi się na stronie wschodniej, sięgając okolic Lwa lub Raka.

W miejscowościach, gdzie atmosfera jest przezroczystsza, niż u nas, światło zwierzyńcowe można obserwować czasami na całej przestrzeni nieba od strony zachodniej ku wschodniej. Jednocześnie po stronie przeciwległej nieba, a zatem na wiosnę z wieczora na wschodzie, w jesieni rankiem na zachodzie, pojawia się często druga, słabsza smuga świetlna, którą nazywają odbiciem świetlnym. Światło to nie ma wyraźnie zakreślonych konturów i jest tak dalece nikłe, że daje się zauważyć jedynie w wyjątkowo korzystnych warunkach. Najśłabsze światło księżycy przyćmiewa je całkowicie; nawet na najciemniejszym tle nieba nie widać go zgoła, jeżeli przypada w okolicach drogi mlecznej, jak to bywa w czerwcu i lipcu, grudniu i pierwszej połowie stycznia.

Światło zwierzyńcowe powstaje najprawdopodobniej wskutek odbijania się promieni słonecznych od roju drobniutkich ciałek kosmicznych, stale obiegających słońce w płaszczyźnie drogi ziemskiej. Na korzyść tej hipotezy przemawia widmo tego światła: jak wykazały badania ostatnich lat, widmo to jest ciągłe. Im bliżej słońca, tem gęściej ciała roju są rozmieszczone w przestrzeni; stąd całość, oczywiście, sprawia wrażenie stożka o świetlnej podstawie i stopniowo zężającym się wierzchołku. W takim zaś razie odbicie świetlne może pochodzić od cząsteczek, świecących po przeciwnej stronie ziemi.

Hipoteza ta jest niezupełnie zadowalającą; nie brak przeto prób, mających na celu wyjaśnienie zjawiska na innej drodze. Przypuszczano zatem, że zie-

nia, na podobieństwo komet, posiada warkocz; mniemano również, że podobnie, jak Saturn, jest otoczona pierścieniem z meteorytów. Z góry podobnych hipotez odrzucać nie należy, wszelako są one mniej prawdopodobne, niż pierwsza.

4. Ciśnienie światła.

W ostatniej dobie fizyka wykryła w dziedzinie energii promienistej szereg faktów, które znajdują zastosowanie przy wyjaśnieniu wielu zjawisk na niebie, do niedawna tajemniczych. Do rzędu takich zjawisk należą warkocz komet, korona słoneczna, zorze biegunowe, magnetyzm ziemski i w. inn. Przytoczone teorie interesują wprawdzie przede wszystkim fizyków, wszelako i astronomowie wyprowadzają z nich niektóre ciekawe wnioski. Tutaj musimy zadowolnić się zarysem ogólnym, nie rozgraniczając ściśle, gdzie kończą się fakty niezbitnie stwierdzone, a zaczynają proste domniemania.

Przed 160 laty Euler wyraził był przypuszczenie, że promienie światła są obdarzone siłą odpychającą, że zatem na ciała, na które padają, wywierają ciśnienie. Prawdziwość tego mniemania stwierdził w r. 1873 Maxwell w swojej elektromagnetycznej teorii światła; w najnowszych atoli dopiero czasach Arrhenius zastosował teorię do wyjaśnienia zjawisk kosmicznych.

Prawo Maxwella, dotyczące ciśnienia promieni światła, daje się wypowiedzieć w następujący sposób:

promień światła, padając prostopadle na czarny przedmiot, wywiera na jego

powierzchnię pewne ciśnienie. Wielkość tego ciśnienia równa się ilości energii promienistej danego promienia, zawartej w jednostce objętości. Wielkość ta zmienia się, podobnie jak siła ciężenia, odwrotnie proporcjonalnie do kwadratu z odległości od promieniującego ciała.

Ponieważ całkowita energia promienista promienia słońca, a zatem energia świetlna i ciepła, daje się wymierzyć, zatem Maxwell mógł obliczyć wielkość tego ciśnienia. Wielkość ta okazała się wszelako zbyt nikłą, tak iż nie dała się ująć żadnym ówczesnym metodom pomiarów. Przyczyna ukryta była w tem, że nadzwyczajną trudność sprawia w poszukiwaniach wytworzenie tak wysoce rozrzedzonej atmosfery (pustki), aby ciśnienie promieni świetlnych dało się odczuć wobec ciśnienia pozostałego jeszcze powietrza. Otóż rozrzedzenie tak dalece silne, że resztki powietrza wywierały ciśnienie porównywalne z ciśnieniem świetlnem, zdołał pierwszy wytworzyć w r. 1900 fizyk rosyjski, Lebediew, a następnie dwaj amerykańscy uczeni, Nichols i Hull. Doświadczenia te wykazały ciśnienie promieni światła dokładnie takie samo, jak to, które podał był Maxwell.

Trudno wyprowadzać zbyt daleko sięgające wnioski z pomiarów podobnie trudnych, jak w przytoczonych doświadczeniach, musimy przeto poprzestać, przynajmniej czasowo, na obserwowaniu małych cząstek materii kosmicznej w pustych przestworzach nieba. Tego rodzaju spostrzeżenia zależą wyłącznie od szczęśliwego trafu; nie można bowiem wznieść się

w owe przestworza, aby tam badać dowolnie cząsteczki materji.

Tak naprz. tworzenie się warkoczów komet teorya Maxwella wyjaśnia w sposób nader prosty.

Kiedy kometa zbliża się do punktu przysłonecznego, strona jej, zwrócona ku słońcu, nagrzewa się nader silnie; jądro komety paruje, tworząc obłoki na podobieństwo ziemskich w dzień upalny. Tego rodzaju wypływy u jasnych komet dają się wyraźnie obserwować przez lunetę. Daje się więc zauważyć, jak owe pary zakreślają łuk dokoła jądra i tworzą wypływ materji, odwróconej od słońca w postaci warkocza. Otóż w pewnej odległości od jądra wypływy jego materji nie podlegają przyciąganiu ani jądra, ani słońca, lecz wyłącznie ciśnieniu promieni słonecznych. Zaznaczyć wszelako musimy, że podczas wypływu materji wyrzucane bywają cząsteczki nie gazowe, lecz stałe lub płynne; wielkość i gęstość tych cząsteczek mieści się w pewnych określonych granicach. Jeżeli, co względnie rzadko się zdarza, wskazane granice, dolne lub górne, zostają przekroczone, słońce przyciąga cząsteczki materji jądra, i otrzymujemy wyjątkowy obraz warkocza, zwróconego ku słońcu.

Już astronomowie 16-go stulecia wiedzieli, że warkocze komet przeważnie są odwrócone od słońca. Kepl er wyraził mniemanie, że słońce posiada jakąś siłę, która działa odpychająco na warkocze; naukowe wszelako wyjaśnienie zjawiska, ustalenie praw owego odpychania, zawdzięczamy wyłącznie teoryi makswelowskiej.

Objaśnienie innych zjawisk astronomicznych, które, bez wątpienia, powstają przedewszystkiem pod

wpływem ciśnienia promieni słonecznych, nie jest tak proste. Na tem miejscu możemy w krótkości tylko przytoczyć zastosowanie teorii ciśnienia promieni do objaśnienia zjawiska korony słonecznej, której promienie pod wieloma względami są podobne do warkoczów komet.

Wiemy już, że korona słoneczna składa się zarówno z gazów świecących własnym światłem, jak i z cząsteczek stałych. Dowodzi tego widmo korony, złożone z jasnych linii na tle barwnego widma ciągłego. Na gazy korony ciśnienie światła nie wywiera żadnego wpływu, natomiast cząsteczki stałe odrzuca w przestrzeń wszechświata. Wszelako w powstawaniu tych pyłków słonecznych, tworzących koronę słoneczną, wchodzi w grę jeszcze inne czynniki. W sąsiedztwie słońca gazy są zjonizowane, czyli pod wpływem żaru słońca i pewnych rodzajów jego promieni o nader wielkiej liczbie drgań stają się dobrymi przewodnikami elektryczności. Zjonizowane zaś gazy w wysokim stopniu posiadają zdolność zgęszczania par, które w pobliżu słońca mogą dojść do takiego stanu skupienia, że ciśnienie promieni otrzyma przewagę w porównaniu z przyciąganiem słonecznym i oderwie cząsteczki od słońca.

Wnioski z tej teorii prowadzą do nowych, wprost nieoczekiwanych hipotez kosmicznych. Ponieważ wszystkie gwiazdy stałe są słońcami otoczonemi atmosferą, niektóre z nich zaś są jeszcze w wyższym stopniu rozżarzone, niż nasza gwiazda centralna, więc łatwo można sobie wyobrazić, że znacznie większa ilość materji bywa z nich odrzucana w przestrzeń, niż z naszego słońca. Małe cząsteczki materji, któremi w ten sposób jest przepełniona przestrzeń wszech-

świata, mogą skupiać się z kolei, tworząc większe lub mniejsze ciała.

Zdaniem Arrheniusa, niema w tem nic nieprawdopodobnego, że spajanie się takich drobnych cząsteczek dziś jeszcze tworzy w przestworzach międzygwiazdowych kamieniste i żelaziste masy meteorów. Inaczej istnienie wielkiej ilości tych ciał byłoby wprost nie do pojęcia, gdyż niepodobna zrozumieć, dlaczego większość z nich, wciągnięta w sferę przyciągania wielkich ciał niebieskich, od dawien dawna nie wpadła na nie. Sama budowa większości meteorów, gąbczasto-ziarnista, wskazuje, że powstały ze skupienia oddzielnych cząstek. Czy sprawa ta odbywała się w przestworzach, czy też na któremkolwiek z ciał niebieskich, tymczasem pozostaje niewyjaśnione.

Część szósta.

GWIAZDY STAŁE.

1. Pogląd ogólny.

Zakończyliśmy przegląd tej drobnej cząstki wszechświata, w którego obrębie żyjemy. Teraz wnieśliemy się myślą w bezbrzeżne przestrzenie, zajęte przez tysiące gwiazd stałych, rozsianych po naszym niebie. Właśnie w tej części astronomii poczyniono w ostatnich czasach najświetniejsze odkrycia. Dziś mamy o gwiazdach takie szczegóły, że nawet obserwatorowi tej miary, co William Herschel, wiadomości te wydawałyby się wykraczającymi poza granice poznawalnego. W niewielkiej książce niepodobna prawie przedstawić w zwięzłym i jasnym wykładzie wszystkich złożonych szczegółów, zgromadzonych przez współczesne badania w tej olbrzymiej dziedzinie. Musimy więc poprzestać na wskazaniu za ledwie rysów zasadniczych świata gwiazdzistego. Czytelnika, życzącego sobie poznać bliższe szczegóły lub chcącego obznajmić się ze współczesnymi metodami badań i ich wynikami, odsyłamy do dzieł bardziej wyczerpujących przedmiot*.

Ludzkość od okresu niemowlęctwa zadawała

* Polecić możemy czytelnikowi: M. Ernst. *Astronomia gwiazd stałych*. Warszawa 1897 r. (*Przyp. tłum.*).

sobie pytanie: czem właściwie są gwiazdy? Do niedawna odpowiedź była niemożliwa. Jeszcze przed 100 laty o gwiazdach stałych niewiele więcej dało się powiedzieć nad to, że są to bardzo odległe ciała świecące, o naturze zgoła tajemniczej.

[Dzisiaj gwiazdy możemy już określić jako olbrzymie skupienia materji, miliony razy większe, niż nasza ziemia. Są one obdarzone tak wysoką temperaturą, że błyszczą własnem światłem; masa ich tak jest wielka, że nie stygną, chociaż bezustannie, w ciągu milionów lat, wysyłają światło i ciepło. Wszystko, co mówiliśmy o słońcu, mniej lub więcej dokładnie stosuje się do znacznej większości gwiazd. Co prawda, nie możemy bliżej badać ich powierzchni, gdyż przez najsilniejsze nawet lunety dostrzegamy jedynie świecące się punkciki. Wszelako, ze względu na podobieństwo gwiazd do słońca i innych ciał niebieskich, śmiało możemy twierdzić, że wszystkie gwiazdy wirują dokoła swych osi, jak nasze słońce; że przedstawiałyby się nam w postaci słońca, gdybyśmy mogli je widzieć z podobnej odległości, co słońce. Mamy liczne wskazówki, że wirowanie jest ogólną właściwością ciał niebieskich, choć tylko w niewielu przypadkach była możliwość dowiedzenia tego zasadniczego pytania.

Wśród gwiazd stałych spotykamy niezliczone różnice w szczegółach. Jak się zdaje, niema dwóch gwiazd dokładnie jednakich, jak niema dwóch ludzi zupełnie podobnych z zewnętrznego wyglądu i budowy. W rozdziale o słońcu daliśmy pogląd na olbrzymią temperaturę tego ciała, przewyższającą wszelkie źródła ciepła, możliwe do otrzymania na ziemi. Ponieważ gwiazdy różnią się swemi temperaturami,

mamy więc poważne powody do mniemania, że znaczna ich większość posiada wyższą temperaturę, niż nasze słońce. Jestto wysoce prawdopodobne co do ich powierzchni, a niewątpliwe w stosunku do wnętrza.

Nie same wszelako gwiazdy wypełniają przestrzeń bezbrzeżną. Po niebie rozsiane są jeszcze olbrzymie masy nader rozrzedzonej materji, z pozoru podobne do mglistych obłoków; noszą one nazwę mgławic. Rozmiary tych ciał znacznie przewyższają rozmiary słońca i gwiazd. Mgławica o rozmiarach naszego układu słonecznego byłaby prawdopodobnie niedostrzegalna przez najsilniejsze teleskopy i nie dałaby się zdjąć fotograficznie na najczulszej nawet płytce, chyba, że błyszczałaby wyjątkowym blaskiem. Znane nam mgławice są, zapewne, setki i tysiące razy rozleglejsze, niż nasz układ słoneczny. Tak więc ciała wszechświata, obdarzone własnym światłem, możemy podzielić na gwiazdy i mgławice.

Pozorna wielkość i barwa gwiazd.

Nawet pobieżnie przeglądając niebo, niepodobna nie zauważyć, że gwiazdy nader się różnią blaskiem lub, według słownictwa astronomów, swoją wielkością. Tylko niektóre, niezbyt liczne, wykazują blask niezwykły; dalej następują w znacznej liczbie gwiazdy o blasku pośrednim, wreszcie—mnóstwo gwiazd słabych aż do najslabszych. Gwiazdy, widzialne okiem nieuzbrojonym, już astronomowie starożytni podzielili na 6 wielkości według siły wysyłanego przez nie światła. Najświatniejsze, w liczbie około dwudziestu, zaliczono do pierwszej klasy, czterdzieści

następnych z kolei do drugiej, znaczną już liczbę do klasy trzeciej i t. d., aż do klasy szóstej, zawierającej gwiazdy najślabsze, jakie dobre oko może jeszcze rozróżnić na ciemnym tle pogodnego nieba w nocy. Podział ten zatrzymano, rozszerzając go w następstwie na gwiazdy teleskopowe; rozróżniamy więc już dzisiaj gwiazdy siódmej, ósmej wielkości i t. d. Najślabsze, jakie możemy jeszcze widzieć przez wspólczesne wielkie refraktory albo fotografować, należą do 15, 16 lub 17 klasy wielkości.

Czytelnik rozumie, oczywiście, że określona w ten sposób wielkość gwiazdy nie odpowiada bynajmniej jej istotnej jasności, ponieważ świecące ciało wydaje się tem jaśniejsze, im bliżej jest nas położone. Najświecniejsza nawet gwiazda, odsunięta na odpowiednią odległość, stałaby się niedostrzegalną; z drugiej strony, najślabsza gwiazda na niebie, przeniesiona bliżej, stałaby się gwiazdą pierwszej wielkości.

Poprzednio przypuszczano, że istotna jasność różnych gwiazd jest prawie jednaka, niektóre zaś wydają się jaśniejszemi tylko dlatego, że znajdują się bliżej naszego układu słonecznego. Mniemanie to wszelako z biegiem czasu musiano porzucić. Pomiarzy odległości gwiazd, jak o tem niezadługo szczegółowo będzie mowa, okazały, że pomiędzy najbliższemi od nas gwiazdami jest kilka, zgoła niedostrzegalnych okiem nieuzbrojonym, natomiast niektóre pierwszej wielkości są tak odległe, że ich odległości niepodobna wyznaczyć.

Nietylko stopniem jasności różnią się gwiazdy; różnią się jeszcze barwą, jakkolwiek pod tym względem różnice pomiędzy niemi nie są tak wybitne, jak między barwami ziemskich źródeł światła. Wszelako

nawet niewprawny obserwator odróżni biały blask Syryusza lub Węgi od wyraźnie czerwonej barwy Aldebarana lub Antaresa. Poczynając od barwy białej, przez żółtą, aż do czerwonej, zwłaszcza przy użyciu lunet, możemy spotkać się na niebie z całą skalą barw, przyczem znaczna większość gwiazd ma barwę białą, względnie mniejsza żółtą, drobna zaś tylko część posiada istotnie czerwona barwę. Nie ulega wątpliwości, że różnica barw przedewszystkiem jest w związku bezpośrednim z temperaturą danej gwiazdy; im intensywniej białą jest gwiazda, tem wyższą jest jej temperatura; im więcej gwiazda wydaje się czerwoną, tem dalej już postąpiło oziębienie.

Liczba gwiazd stałych. 44 min 1/2

Ogólna liczba gwiazd na niebie, oglądanych zwykłym wzrokiem, waha się między pięcioma a sześcioma tysiącami. Szczególnie ostry wzrok pozwala może dostrzec więcej, niż 6000 gwiazd, wszelako w większości przypadków oko ludzkie dostrzeże co najwyżej 5000 na całym niebie. Z tych 5000 tylko połowa stoi jednocześnie nad poziomem; z tej zaś połowy znów znaczna część leży tak nisko nad widnokregiem, że ich światło jest silnie osłabione, a nawet całkiem pochłonięte przez grubą warstwę oparów atmosferycznych. Tak więc ogólna liczba gwiazd, które dobre oko dostrzega i rozróżnia nad widnokregiem w pogodny wieczór bezksiężycowy, nie przekracza prawdopodobnie 1500 do 2000.

Niepodobna przybliżenie nawet ocenić liczby gwiazd teleskopowych. Zazwyczaj przyjmuje się, że przez wielkie współczesne teleskopy widać na całym

niebie od 50 do 100 milionów gwiazd. Znacznie jednak większą jest liczba gwiazd widzialnych na fotograficznych zdjęciach nieba, gdyż przy pomocy lunet, przeznaczonych do fotografowania nieba, można otrzymać zdjęcia gwiazd jeszcze słabszych, niż te, które dają się dostrzec przez najlepsze teleskopy. Nie ma zgoła wskazówek co do granicy liczby gwiazd. Liczba ich wzrasta co raz bardziej w miarę przejścia ku co raz słabszym. O liczbie ogólnej można jedynie powiedzieć, że oceniać ją należy na setki milionów.

W rzeczy samej mamy wszelkie podstawy do mniemania, że olbrzymia większość gwiazd jest niedostrzegalna przez najsilniejsze lunety wskutek zbyt wielkiego oddalenia. Odległość ich jest tak olbrzymia, że znamy jedynie najświetniejsze.

W niektórych częściach nieba drobne gwiazdki skupiają się w gromady. Niektóre z tych skupień są widzialne gołym okiem. Gromady takie składają się często z setek, a nawet tysięcy gwiazd tak słabych, że bez pomocy lunet niepodobna ich rozróżnić.

Osobliwie skupione są gwiazdy w t. zw. Drodze Mlecznej. Tak nazywamy jasną smugę w postaci lśniącego obłoku, okrążającą całe niebo i ogarniającą szereg gwiazdozbiorów. Pojedynczych gwiazd oko tu już nie rozróżnia; przy użyciu dopiero lunety spostrzegamy wyraźnie, że droga ta składa się z gwiazd zapełniających przestrzeń wszechświata w osobliwie gęstym skupieniu.

Gwiazdozbiory.

Już pobieżna obserwacja nieba poucza nas, że gwiazdy nie są równomiernie rozsiane po niebie, lecz

że istnieje wśród nich pewna dążność do tworzenia grup, zwanych gwiazdozbiorami, albo konstelacjami. Dążność ta występuje zwłaszcza wyraźnie wśród gwiazd jaśniejszych, dostrzegalnych gołym okiem. Pomiedzy poszczególnymi gwiazdozbiorami niema wyraźnie zakreślonych granic, t. j. nie można przeprowadzić linii, któraby wyraźnie wskazywała, gdzie kończy się jeden, a zaczyna drugi gwiazdozbiór.

Podział nieba nastąpił już w najodleglejszej starożytności. Trudno powiedzieć z całą stanowczością, kto pierwszy rozróżnił gwiazdozbiory i wykreślił je na mapach. Wszelako jest rzeczą dowiedzioną, że Chińczycy w najodleglejszych epokach swojej historii wyróżniali niektóre grupy gwiazd i nadali im nazwy. Nasze współczesne rozgraniczenia i miana gwiazdozbiorów pochodzą przeważnie od Ptolemeusza z drugiego stulecia po Nar. Chr. Są tam wymienione liczne imiona bogów, bogiń i bohaterów mitologii greckiej, jak Perseusz, Andromeda, Cefeusz, Herkules i inn.; stąd wnosimy, że część tych nazw sięga epoki starogreckiej.

W nowszych czasach, w 17 i 18 stuleciu, utworzono znaczną liczbę nowych gwiazdozbiorów, które zostały wstawione pomiędzy dawne. Dotyczy to zwłaszcza półkuli południowej nieba, znanej w starożytności tylko częściowo.

2. Rozróżnianie gwiazdozbiorów.

Rozdział ten jest przeznaczony dla pragnących nauczyć się rozpoznawania gwiazdozbiorów i chcą-

cych wiedzieć, w których okolicach nieba trzeba szukać planet. Zagadnienie, jak wynaleźć daną konstelację, wikła podwójny ruch ziemi, dokoła osi i dokoła słońca. Wynikiem ruchu pierwszego jest zmiana miejsca gwiazdozbiorów w ciągu nocy; wynikiem drugiego — różny widok nieba w różnych porach roku.

W jednym z rozdziałów poprzednich wyjaśniliśmy, w jaki sposób, wskutek biegu ziemi dokoła słońca, ostatnie zdaje się zakreślać w ciągu roku całkowite koło pomiędzy gwiazdozbiorami. Jeżeli więc widzimy gwiazdę cokolwiek na wschód względem słońca, wydaje się nam, że gwiazda z dnia na dzień przybliży się ku niemu (rys. 6). Obserwując ją co noc o tej samej godzinie, zauważymy, że gwiazda co noc przesuwana się co raz więcej ku zachodowi. Wskutek tego gwiazda wschodzi i zachodzi dzień w dzień co raz wcześniej w porównaniu z dniem poprzednim. Powiemy ściślej, że okres czasu pomiędzy dwoma kolejnymi wschodami lub dwoma kolejnymi zachodami tejże gwiazdy wynosi 23 g. 56 m. $4\frac{1}{2}$ sek.

W ciągu roku słońce zachodzi 365 razy, gwiazda 366 razy. W ten sposób gwiazda w okresie roku raz wschodzi i raz zachodzi kolejno we wszystkie godziny dnia i nocy.

Astronomowie uniknęli gmatwaniny, któraby mogła stąd powstać, używając czasu gwiazdowego, t. j. czasu regulowanego według biegu gwiazd. Jak już mówiliśmy, dniem gwiazdowym nazywamy okres czasu pomiędzy dwoma kolejnymi przejściami gwiazdy przez południk; okres ten jest krótszy od naszej zwykłej doby o 3 m. $56\frac{1}{2}$ s. Doba gwiazdowa dzieli się na 24 godziny, godzina na 60 minut, minuta na tyleż sekund gwiazdowych. Zegar

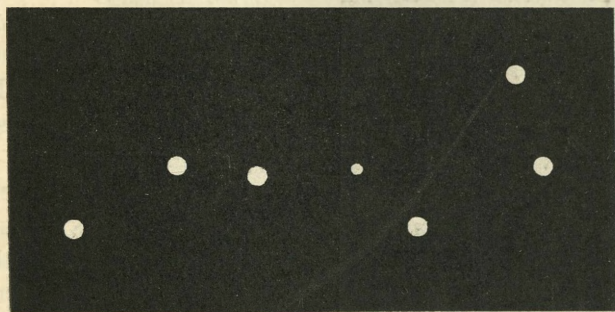
gwiazdowy śpieszy się zatem w porównaniu ze zwykłym zegarem o 3 m. 56 s. na dobę i, jak rok okrągły, dla tegoż miejsca gwiazdy na niebie wskazuje ten sam czas.

Kto pragnie śledzić bieg gwiazdy, musi znać w przybliżeniu czas gwiazdowy. Czas ten dla godziny szóstej wieczorem jakiegoś miesiąca otrzymuje się przez podwojenie cyfry porządkowej miesiąca w roku; dla otrzymania każdej następnej godziny czasu gwiazdowego należy do otrzymanej z podwojenia liczby dodać różnicę od godz. 6-ej do czasu, o który chodzi. Zatem o godzinie 7-ej wieczorem czas gwiazdowy będzie o godzinę późniejszy, niż otrzymany z podwojenia; o godzinie ósmej—o 2 godziny i t. d. Przypuśćmy, że oglądamy niebo w listopadzie o g. 9 wieczorem. Jest to jedenasty miesiąc; mnożąc 11 przez 2, mamy 22, czyli czas gwiazdowy o godz. 6 wiecz.; dodając 3, otrzymujemy 25, a po odrzuceniu doby, t. j. 24 godzin, pierwszą godzinę czasu gwiazdowego. W ten sposób wyznaczony czas gwiazdowy jest w zupełnej zgodzie z niebem około 20-go każdego miesiąca; tylko w pierwszym tygodniu, albo raczej w pierwszej dziesięciodniówce miesiąca, jest on o godzinę lub nieco więcej późniejszy od istotnego; należy więc wówczas odjąć jedną godzinę. Stosując tę regułę do stycznia, otrzymamy na godzinę dziewiątą z wieczora $2 + 3$, t. j. piątą godzinę gwiazdową; na początku miesiąca będzie godzina czwarta.

O godzinie zero (0) czasu gwiazdowego przechodzi przez południk punkt równonocy wiosennej, o godzinie 6-ej koło wrębne stanowiska letniego i t. d.

Gwiazdozbiory okołobiegunowe.

Po tych przedwstępnych wyjaśnieniach możemy przejść do właściwych gwiazdozbiorów, zakładając, że czytelnik mieszka w szerokościach średnich północnej półkuli. Niektóre gwiazdozbiory nigdy tu nie wschodzą i nie zachodzą; jak rok okrągły, co noc można je widzieć na północnym niebie. Od tych gwiazdozbiorów okołobiegunowych poczynamy. Zwracamy więc przedewszystkiem czytelnika do rys. 2, gdzie



Rys. 70. Wielka Niedźwiedzica, czyli Wóz Wielki.

są oznaczone gwiazdy okołobiegunowe dla środkowej Europy. Aby mieć je na rysunku w tem położeniu, jakie zajmują na niebie, należy rysunek tak trzymać, żeby nazwa miesiąca, kiedy czyni się obserwację, przypadła u góry; otrzymamy wtedy obraz układu gwiazd na godzinę 8-ą z wieczora. W godzinę później rysunek należy obrócić nieco w kierunku strzałki; o godzinie 10-ej u góry powinien być miesiąc następny.

Z pośród tych gwiazdozbiorów odszukamy prze-

dewszystkiem Wielką Niedźwiedzicę (*Ursa major*), inaczej Wóz Wielki (rys. 70). Ostatnia nazwa lepiej stosuje się do kształtu istotnego. W naszych szerokościach Wielka Niedźwiedzica tkwi stale ponad poziomem; dopiero znacznie dalej ku południowi w jesieni kryje się częściowo pod poziomem północnym. Dwie gwiazdy, tworzące tylne koła wozu, skierowane są wprost ku gwieździe Biegunowej, jak ją widzimy na rys. 2 pośrodku mapki.



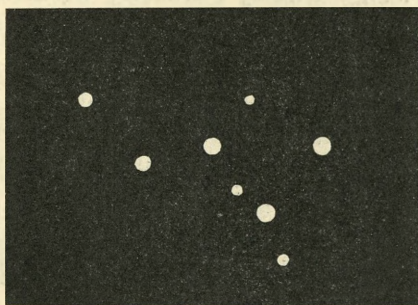
Rys. 71. Mała Niedźwiedzica z gwiazdą polarną.

Gwiazda Biegunowa należy do gwiazdozbioru Małej Niedźwiedzicy (*Ursa minor*) (rys. 71). Pozostałe gwiazdy tej konstelacji znajdziemy, jeżeli od bieguna zakreslimy krzywą linię w kierunku dyszla Wielkiego Wozu. Spotkamy tam równie jasną, wszelako nie białą, lecz żółtą gwiazdę (β *Ursae minoris*) w kącie małego czworoboku, utworzonego przez cztery niewielkie gwiazdy. Jeżeli Wielka Niedźwiedzica jest niewidzialna (np. zakryta obłokami), to i tak łatwo znaleźć gwiazdę Biegunową, o ile wiemy dokładnie, w jakim kierunku jest północ, gdyż gwiazda ta przypada mniej więcej pośrodku pomiędzy zenitem a północną stroną poziomu. Można ją odróżnić od pobliskiej gwiazdy β po wyraźnie białej barwie.

Po drugiej stronie bieguna, w tej samej odleg-

łości, co Wielka Niedźwiedzica, znajduje się K a s y o p e a (*Kassiopea*) w postaci rozszerzonej litery *W* (rys. 72).

Inne gwiazdozbiory okołobiegunowe zawierają znacznie słabsze gwiazdy i mniej nas interesują, niż trzy przytoczone grupy. Należy wszelako wspomnieć jeszcze S m o k a (*Draco*), leżącego pomiędzy Małą



Rys. 72. Kasyopea.

i Wielką Niedźwiedzicami; trzy jasne gwiazdy w jego paszczy znajdują się w sierpniu, z wieczora, w pobliżu zenitu.

Gwiazdozbiory jesienne.

Już poprzednio zauważyliśmy, że gwiazdozbiory, przechodzące co wieczór przez południk i zenit, w różnych porach roku są różne. Aby systematycznie zmiany te rozpatrzyć, zajmiemy się nasamprzód konstelacjami, odpowiadającymi godzinie zero czasu gwiazdowego. Czas nasz zwykły wskazuje wówczas jakąś 10-ą godzinę z wieczora w październiku, 8-ą w listopadzie, 6-ą w grudniu.

Południk zero, inaczej koło wrębne równonocy wiosennej, leży na linii, przeprowadzonej od gwiazdy Biegunowej przez najwięcej na zachód położoną gwiazdę Kasyopei (konstelacyi tkwiącej wówczas w zenicie) i przedłużonej na południe, przez dwie wschodnie gwiazdy wielkiego kwadratu Pegaza. Boki tego kwadratu mierzą po 15 stopni, a w kątach mieszczą się gwiazdy drugiej i trzeciej wielkości.

Nieco w lewo od północno-wschodniego kąta kwadratu dotyka Pegaza *Andromeda*. W niej tkwi jedna z najświetniejszych mgławic nieba północnego, która w jasne noce bezksiężycowe jest widzialna gołym okiem jako podługowata smuga świetlna bez wyraźnych granic.

Droga Mleczna przecina niebo jesienne w postaci nieco pochylonego łuku, wznoszącego się na stronie północno-wschodniej, otaczającego Kasyopeę w zenicie, sięgającego wreszcie południowo-zachodniej części poziomu.

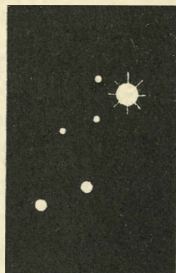
Zwracając wzrok od Kasyopei na wschód, napotykamy w Drodze Mlecznej przedewszystkiem *Perseusza*. Na granicy tych dwóch gwiazdozbiorów świeci biaława plamka w postaci niewielkiego obłoku. Jestto gromada gwiazd w *Perseuszu*; starożytni poczytywali ją za rękojeść miecza bohatera, zawieszoną na niebie. W południowej stronie *Perseusza* leży zadziwiająca gwiazda zmienna β *Perseusza*, albo *Algol*; zmiany światła tej gwiazdy będą rozważane w jednym z ostatnich rozdziałów książki.

Tuż obok *Perseusza* znajdujemy wielki gwiazdozbiór *Woznicy* (*Auriga*). Rozpoznać go łatwo po żółtawej *Kozie* (*Capella*), najświetniejszej gwiazdzie pierwszej wielkości jesiennego nieba. Jestto jedna

z czterech lub pięciu najjaśniejszych gwiazd całego nieba.

Kierując się śladem Drogi Mlecznej od Kasyopei w stronę zachodnią, napotykamy nasamprzód grupę gwiazd Łabędzia (*Cygnus*). Pięć gwiazd tej konstelacji tworzy krzyż, rysowany niegdyś na mapach nieba w postaci tułowiu, szyi i rozpostartych skrzydeł ptaka. Najświecniejsza z gwiazd tej grupy zwie się Deneb, albo α *Cygni*; jest pierwszej wielkości i łatwa do rozpoznania, gdyż w jej pobliżu Droga Mleczna lśni osobliwszym blaskiem i rozgałęzia się na dwa rozbiegające się konary.

Po prawej stronie Łabędzia, nieco nazewnątrz Drogi Mlecznej świeci niewielki gwiazdozbiór Lutnia (*Lyra*) (rys. 73), łatwo rzucający się w oczy przez białą świetną gwiazdę, Wega. Pozostałe gwiazdy tej grupy zaliczają się zaledwie do trzeciej klasy, z innych atoli względów są nader interesujące.



Rys. 73. Lutnia.

Tak gwiazdka, leżąca na lewo ponad Wega, ϵ *Lyrae*, składa się z dwóch ciał tak ściśle spojonych, że oko nieuzbrojone tylko z wielką trudnością może je widzieć rozdzielnie. Natomiast udaje się to łatwo przy pomocy lornetki. Najbardziej wszelako zadziwiającem jest to, że obie składowe tej pary, jak wskazują wielkie teleskopy, są z kolei rozdzielone na dwie gwiazdy; tak więc, w istocie rzeczy, gwiazda ϵ *Lyrae* składa się z czterech gwiazd.

Dwie dolne gwiazdy według rys. 73 (od strony lewej ku prawej) nazywają się γ i β *Lyrae*. Ostatni

jest gwiazdą zmienną; prawem zmienności jej blasku zajmujemy się nieco później.

W głębi Drogi Mlecznej, na prawo od Lutni znajduje się Orzeł (*Aquila*) z Atairem. Właściwie jestto gwiazdozbiór letnich miesięcy; wspominamy go jednak tutaj, bo Atair, Deneb i Wega tworzą wielki trójkąt równoboczny, w którego wierzchołku tkwi Atair.

Gwiazdozbiory zwierzyńcowe jesienno-nieba leżą w naszych okolicach nader nisko; zawierają przytem niewielką tylko liczbę jaśniejszych gwiazd, niełatwo więc je rozróżnić. Gdyby można było w jakikolwiek sposób nakreślić na niebie linię znaków zwierzyńcowych, ekliptykę, dostrzeglibyśmy ją teraz wznoszącą się od północno-wschodniej strony poziomu, sięgającą swego najwyższego punktu na niebie w stronie południowej, gdzie pod niewielkim kątem przecinałaby równik, i wreszcie zapadającą pod równikiem ku południowemu zachodowi. Tam, w stronie południowo-zachodniej poziomu linia ta spotykałaby w październiku, o godzinie 10-ej z wieczora kolejno Koziorożca (*Capricornus*), Wodnika (*Aquarius*) i Ryby (*Pisces*). Ostatnio wymieniony gwiazdozbiór znajduje się bezpośrednio w sąsiedztwie południka, pod czworobokiem Pegaza. Wszystkie te gwiazdozbiory zawierają, jak już zaznaczyliśmy, tylko słabe gwiazdy, przeważnie trzeciej wielkości.

Na wschód od południka graniczy z Rybami gwiazdozbiór Barana (*Aries*). Trzy główne jego gwiazdy, drugiej, trzeciej i czwartej klasy, tworzą trójkąt ostrokątny.

Przed 2000 lat gwiazdozbiór ten był pierwszym znakiem Zodyaku, i w jego pobliżu leżał wówczas

punkt równonocy wiosennej, jak wskazuje rys. 11, na którym również jest zaznaczone współczesne położenie tego punktu. Barana dotyka Byk, który szczegółowo będzie opisany w następnym rozdziale.

Pod Baranem, na południo-wschodzie względem czworoboku Pegaza leży rozległy gwiazdozbiór Wieloryba (*Cetus*) z dwiema gwiazdami drugiej wielkości, α i β , z których ostatnia leży nisko na południu. Nieco na południo-wschód od α dostrzegamy czasami na niebie *Mira Ceti*, „cudowną gwiazdę w Wielorybie“, gwiazdę zmienną o barwie czerwonej. Zazwyczaj jest ona gołym okiem niedostrzegalna, lecz przez miesiąc lub dwa w ciągu roku przybiera blask gwiazdy czwartej, trzeciej, a czasami nawet, jak w grudniu 1906 roku, drugiej wielkości.

Tuż nad poziomem południowego horyzontu góruje w miesiącach jesiennych *Fomalhaut*, najświetniejsza gwiazda Ryb południowych (*Piscis austrinus*).

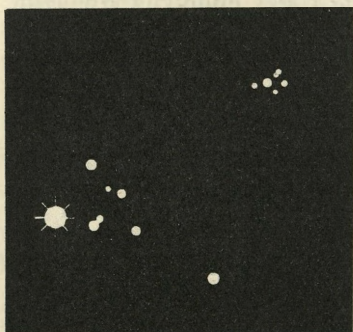
Gwiazdozbiory zimowe.

W sześć godzin po dopiero co opisanych, a więc o drugiej godzinie z rana w listopadzie, o ósmej zaś z wieczora w lutym, zjawiają się gwiazdozbiory, które są przedmiotem tego rozdziału. W ciągu tych sześciu godzin wiele konstelacji zaszło na zachodzie, inne zaś wzeszły od wschodu. Droga Mleczna przechodzi teraz prawie dokładnie przez zenit, opuszczając się ku poziomowi w punktach północnym i południowym.

W jej pobliżu, nieco na wschód od południka widzimy gwiazdozbiór Byka (*Taurus*), którego

gwiazdą najświetniejszą jest Aldebaran (rys. 74). Leży on w kącie grupy gwiazd, zwanej Hyjadami, a mającej kształt litery V. Aldebarana rozpoznać łatwo po barwie czerwonej.

Tuż obok Hyjad leżą Plejady. W tej grupie rozpoznajemy zazwyczaj sześć gwiazd, jakkolwiek wyjątkowo ostry wzrok zdoła w niej odróżnić jeszcze pięć. Przy pomocy małej lunetki dostrzegamy



Rys. 74. Hyjady z Aldebaranem i Plejady.

w Plejadach całą gromadę większych i mniejszych gwiazd, jak wskazuje rys. 75. Środkowa i najświetniejsza z nich nosi nazwę Alcyone.

Na wschód od Byka, w bliskości zenitu, mamy Bliźnięta (*Gemini*), złożone z dwóch gwiazd prawie pierwszej wielkości, zwanych Kaster i Polluks. Ostatni jest jaśniejszy i leży więcej na południe.

Następnym znakiem zwierzyńcowym jest Rak (*Cancer*); nierozległa to konstelacja i nie zawiera gwiazd wybitnych; świeci tam wszelako gromada gwiazd Praesepe, w pogodne noce widzialna gołym okiem w postaci niewielkiej plamki świetlnej.

Na lewo od Raka, wysoko na wschodzie stoi Lew (*Leo*). Posiada on kształt trapezu, którego jeden kąt zajmuje jasny Regulus. Gwiazdy ponad Regulusem mają kształt otwierającego się na zachód sierpa, w którego osadzie tkwi Regulus.

Na południu w zimowych miesiącach wznosi się najwspanialszy gwiazdozbiór nieba – Orion (rys. 76). Trzy gwiazdy drugiej wielkości w jednej linii, tworzące t. zw. Przepaskę Oriona, są znane każdemu, kto chociażby pobieżnie rozglądał się po zimowym niebie. Pod Przepaską, poniżej, widzimy na rysunku jedną gwiazdę. W rzeczywistości jestto grupa, zło-

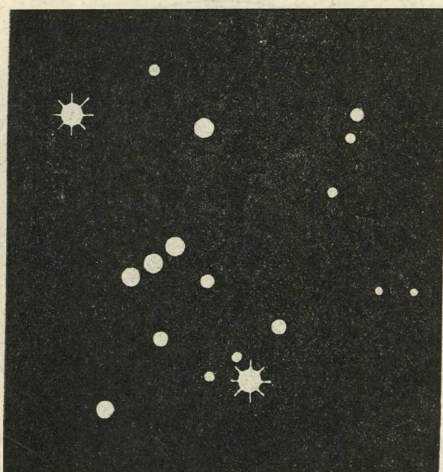


Rys. 75. Obraz Plejad przez niewielką lunetę.

żona z trzech gwiazd, stojących nader blisko siebie. Środkowa z nich błyszczy przyćmionem światłem i właściwie nie jest gwiazdą, lecz najwspanialszą mgławicą na niebie. Można ją dobrze rozpoznać przy pomocy lunety polowej, a nawet lornetki. Aby jednak podziwiać całą wspaniałość tej wielkiej mgławicy Oriona, należy użyć silniejszych lunet lub też mgławicę odfotografować.

Boki gwiazdozbioru Oriona są zaznaczone czterema gwiazdami, z których dwie są pierwszej wielkości. Na lewo u góry tkwi czerwony Beteigeuze, albo α Oriona, na prawo u dołu błękitnawy Rigel, albo β Oriona.

Na wschód od Oriona znajduje się Pies mały (*Canis minor*) z gwiazdą pierwszej wielkości,

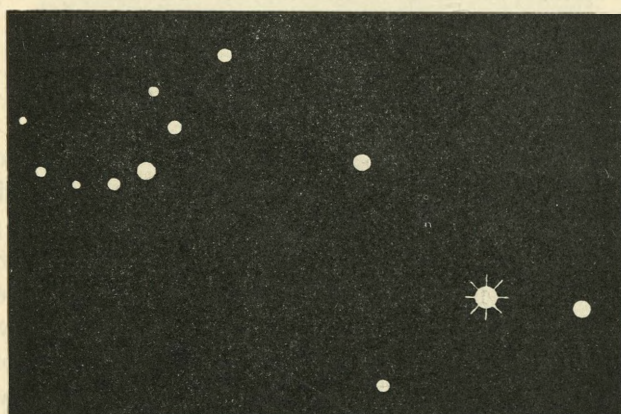


Rys. 76. Konstelacja Oriona z Rigelem i Beteigeuzem.

Procyonem. Poniżej, na południo-wschód Oriona, w pobliżu poziomu widać dalszą grupę jasnych gwiazd. Jestto Pies wielki (*Canis major*) z białym Syryuszem, najświetniejszą gwiazdą na całym niebie.

Gwiazdozbiory wiosenne.

Trzeci zajmujący nas układ sfery niebieskiej zjawia się o godzinie dwunastej czasu gwiazdowego, czyli w lutym o godzinie drugiej z rana, w maju zaś o ósmej wieczorem. W ciągu tych dalszych sześciu godzin Lutnia przeniosła się na północo-wschód, natomiast Koza (Capella) opadła na północnym za-



Rys. 77. Wolarz z Arkturem i Korona północna.

chodzi. Drogę Mleczną o tej porze roku widać tylko w razie wyjątkowo przejrzystego powietrza nisko ponad północną stroną poziomu. Lew przekroczył już południk, gwiazdy zaś Oriona, Pies wielki i mały, albo ukryły się pod poziomem, albo też błyszczą nisko nad stroną zachodnią lub południowo-zachodnią poziomu.

Na południo-wschód od zenitu świeci żółty Arktur z Wolarza (*Bootes*), jedna z najświetniejszych gwiazd pierwszej wielkości wiosennego nieba.

Od strony wschodniej graniczy z Arkturem Korona północna (*Corona borealis*), piękne półkole gwiazd drugiej i trzeciej wielkości (rys. 77).

Po prawej stronie Arktura, za Lwem, znajdujemy Włosy Bereniki (*Coma Berenices*), gromadę gwiazdek, przeważnie piątej wielkości, nieco zaś na wschodzie, przed południkiem, Pannę (*Virgo*) z białą gwiazdą, Kłosem (*Spica*). Wreszcie dalej na lewo, na południo-wschodzie, wznoszą się nad poziomem obie gwiazdy Wagi (*Libra*).

Gwiazdozbiory letnie.

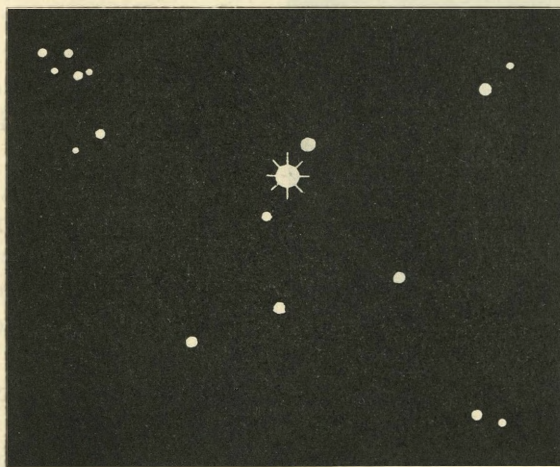
Czwarty i ostatni układ sfery niebieskiej, który tutaj rozpatrywać będziemy, dotyczy 18-ej godziny czasu gwiazdowego i odpowiada w maju drugiej godzinie z rana i ósmej z wieczora w sierpniu. Woźnica zachodzi na południo-zachodzie, a z gwiazd jego tylko Koza błyszczy nisko nad poziomem północnym. Łabędź z Denebem i Lutnia z Węgą tkwią wysoko, w pobliżu zenitu. Z konstelacyi okołobiegunowych widzimy Kasyopeę na północnym wschodzie i Wielką Niedźwiedzicę na północo-zachodzie.

Początek pory roku naogół nie nadaje się do obserwacyi nieba z przyczyny jasnych nocy; dogodniejsze są noce późnego lata, zwłaszcza kiedy dogodne położenie Drogi Mlecznej względem poziomu sprzyja obserwacyom. Wyraźnie odcina się delikatna, połyskliwa wstęga na czarnem tle nocnego nieba; szczególnie zaś w Łabędziu, gdzie Droga się rozgałęzia, łatwa jest do rozpoznania jej swoista budowa, przypominająca obłoki, opary lub lekkie warstwy dymu.

Na zewnętrznym skraju lewej gałęzi Drogi Mlecz-

nej spotykamy poniżej Lutni Orła (*Aquila*) z Atairem (rys. 78), białą gwiazdą pierwszej wielkości. Dwie pobliskie gwiazdy drugiej i czwartej wielkości tworzą łącznie z Atairem linię prostą.

Na wschód od Orła leży niewielki, lecz ciekawy gwiazdozbiór Delfina (*Delphinus*), dalej zaś, między Lutnią i Koroną, spotykamy rozległy, lecz

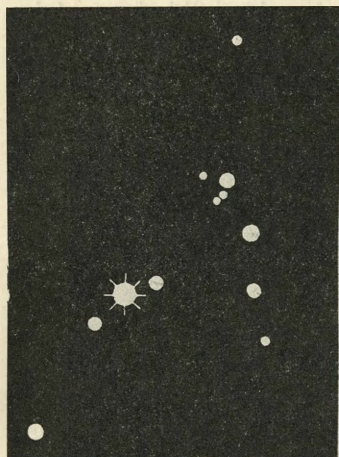


Rys. 78. Orzeł z Atairem i Delfin.

mało zajmujący gwiazdozbiór Herkulesa. Najświatniejsza jego gwiazda, α Herkulesa, jest zaledwie drugiej wielkości; łatwo ją wszelako rozróżnić po czerwonej barwie i po sąsiedztwie z jaśniejszą białą gwiazdą, α Wężownika (α *Ophiuchi*). Ciałem najbardziej godnym uwagi w Herkulesie jest wielka gromada gwiazd, która dla gołego oka jest tylko niewyraźną gwiazdą; wielka luneta jednak lub

zdjęcie fotograficzne wskazują, że jestto cały układ światów nader skupionych, odległych słońce (rys. 83).

Wymienić tu jeszcze należy gwiazdozbiór zwierzyńcowy *N i e d ź w i a d k a (Scorpius)* tuż ponad południowo-zachodnią stroną poziomu (rys. 79). Część jego gwiazd tworzy łuk, niby kleszcze zwierzęcia. W stronie wschodniej *Niedźwiadka* błyszczą *Antares*, albo α *Niedźwiadka*, czerwona gwiazda prawie pierwszej wielkości.



Rys. 79. Niedźwiadek z Antaresem.

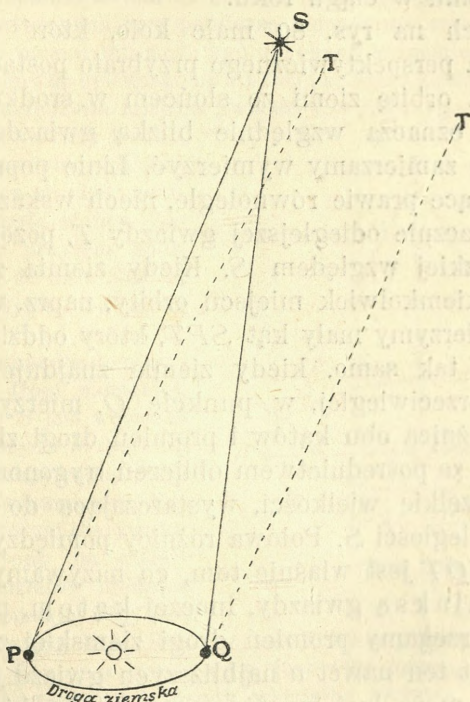
Dokładnie na południe, od strony wschodniej *Niedźwiadka*, znajduje się *Strzelec*, bogata w gwiazdy kon-

stelacya zwierzyńcowa, mało u nas wszelako dostępna dla obserwacji z powodu bliskości poziomu. Jeszcze dalej na wschód zajmują dolne części nieba *Koziorożec* i *Wodnik*, wymienione już pomiędzy jesiennymi gwiazdozbiorami.

3. Odległości i ruch gwiazd.

Zasadę pomiarów odległości ciał niebieskich przez wyznaczanie kątów z dwóch końców t. zw. podstawy znamy już z wykładów poprzednich.

Do wyznaczenia odległości księżyca i pobliskich planet używaliśmy jako podstawy promienia ziemi lub nawet linii, łączącej dwa odległe punkty na jej powierzchni. Wszelako do pomiarów odległości gwiazd,



Rys. 80.

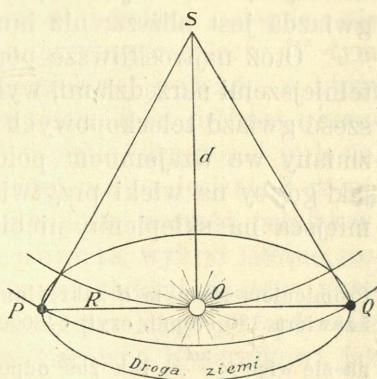
nawet najbliższych, podstawa owa jest zbyt krótka. Nie mogąc porzucić ziemi, musimy użyć innego sposobu, pewnego wybiegu: przyjmujemy za podstawę średnicę drogi ziemskiej, mierzącą około 300 milionów kilometrów. Ponieważ ziemia bywa to po jed-

nej, to po drugiej, średnicowo przeciwległej, stronie swej orbity, więc, z przyczyny podobnej zmiany miejsca, muszą i gwiazdy, jako wolno w przestworzu zawieszona ciała, ulegać niewielkiemu przesunięciu okresowemu w ciągu roku.

Niech na rys. 80 małe koło, które wskutek skrócenia perspektywicznego przybrało postać elipsy, wyobraża orbitę ziemi ze słońcem w środku; litera *S* niech oznacza względnie bliską gwiazdę, której odległość zamierzamy wymierzyć. Linie poprzerywane, biegnące prawie równolegle, niech wskazują kierunek znacznie odleglejszej gwiazdy *T*, pozornie tylko pobliskiej względem *S*. Kiedy ziemia znajduje się w jakimkolwiek miejscu orbity, naprz. w punkcie *P*, mierzymy mały kąt *SPT*, który oddziela obie gwiazdy; tak samo, kiedy ziemia znajduje się po stronie przeciwległej, w punkcie *Q*, mierzymy kąt *SQT*. Różnica obu kątów i promień drogi ziemskiej dają nam za pośrednictwem obliczeń trygonometrycznych wszelkie wielkości, wystarczające do wyznaczenia odległości *S*. Połowa różnicy pomiędzy kątem *SPT* i *SQT* jest właśnie tem, co nazywamy roczną paralaksą gwiazdy, inaczej kątem, pod którym dostrzegamy promień drogi ziemskiej z gwiazdy *S*. Kąt ten nawet u najbliższych gwiazd jest tak mały, że może być wyrażony tylko ułamkiem najmniejszej wielkości katowej, sekundy łuku. Jak dalece jest mały kąt odpowiadający sekundzie łuku, zrozumiemy na przykładzie: przedmiot o średnicy 1 m. jest widzialny pod kątem 1 sekundy łuku z odległości 206265 m., czyli, w liczbach zaokrąglonych, 206 km. Jeżeli za średnicę przedmiotu przyjmiemy nie 1 m., lecz promień drogi ziemskiej dokoła słoń-

ca, tedy z paralaksy gwiazdy otrzymamy jej odległość w promieniach drogi ziemskiej, dzieląc 206265 przez wielkość paralaksy*.

* Naszkicowana tu metoda pośrednia jest pewnego rodzaju ułatwieniem przy pomiarze niezmiernie małego kąta S ; wszelako pomiar ten może być dokonany bezpośrednio (w sposób podobny do opisanego na str. 238 i n.) przez dokładne wyznaczenie narzędziem miejsca gwiazdy lub przez jej zdjęcie fotograficzne z dwóch średnicowo przeciwnych stanowisk na drodze ziemskiej dokoła słońca. Zakładamy przytem (por. rys. 80a), że linia $SO=d$, wyobrażająca odległość gwiazdy S od słońca O , jest prostopadła do płaszczyzny drogi ziemskiej, kąt więc S jest wówczas największy ze wszystkich możliwych, a trójkąt PSQ jest równoramienny. Kąt S , pod którym obserwator umieszczony na gwiazdzie widziałby średnicę drogi ziemskiej PQ , jest przepołowiony linią SO , kąt zaś $PSO = p$ zowie się paralaksą roczną gwiazdy, jest więc kątem, pod którym tenże obserwator z gwiazdy widziałby promień drogi ziemskiej $OP = R$.



Rys. 80 a.

Odległości na sklepieniu nieba są wymierzone łukami wielkich kół, jak w danym przypadku łukiem przeprowadzonym z punktu S przez punkty P i Q ; lecz wiemy, że kąt S jest nader drobny, możemy przeto zamiast łuku PQ wziąć odpowiednią cięciwę PQ i podobnie zamiast łuków QO i OP wziąć ich cięciwy; możemy również odległość d uważać za prawie równą odległości SP ; innymi słowy, nie czynimy różnicy pomiędzy odległościami gwiazdy z ziemi lub ze słońca.

Wyznaczanie paralaksy gwiazd.

Opisana przed chwilą metoda pośrednia pomiarów wychodzi z założenia, że z góry wiemy, która z dwóch gwiazd, S i T , jest bliższa; prócz tego zakładamy, że dalsza gwiazda leży w nieskończenie wielkiej odległości. Mamy więc prawo zapytać, czy podobne założenie jest wogóle dopuszczalne, a przede wszystkim, w jaki sposób rozpoznać, czy dana gwiazda jest bliższa, niż inna.

Otóż najtroskliwsze pomiary, wykonane najsubtelniejszymi narzędziami, wykryły, że olbrzymia większość gwiazd teleskopowych nie zdradza najmniejszej zmiany we wzajemnem położeniu na niebie; są one jak gdyby na wieki przytwierdzone do tego samego miejsca na sklepieniu niebieskiem. A więc znaczna

Promieniem równym d zakreślamy półkole; łuk półkola = πd i zawiera 180 stopni, czyli 648000 sekund; łuk 1 sekundy równa się więc $\frac{\pi d}{648000}$, łuk zaś odpowiadający p sekundom (paralaksie gwiazdy) = $\frac{\pi d p}{648000}$. Lecz łuk ten równa się prawie promieniowi drogi ziemskiej R ; piszemy więc $\frac{\pi d p}{648000} = R$ i z tego równania wyznaczamy odległość $d = \frac{648000}{\pi p} R$. Lecz $\frac{648000}{\pi}$ (liczba $\pi = 3,14159$) równa się 206265; po podstawieniu więc w poprzednie równanie, mamy $d = \frac{206265}{p} R$, t. j. odległość gwiazdy wyrażoną za pomocą paralaksy gwiazdy w jednostkach promieni drogi ziemskiej. Gdyby paralaksa gwiazdy, p , wynosiła 1 sekundę, gwiazda znajdowałaby się w odległości 206265 promieni drogi ziemskiej. (*Przyjp. tłum.*)

większość gwiazd istotnie jest tak od nas oddalona, że droga ziemską z ich odległości wydaje się prawie punktem, a kierunki PT i QT zbiegają się w nieskończoności, są zatem bezwzględnie równoległe. Wolno nam jednak przypuścić, że przynajmniej część gwiazd świetniejszych leży bliżej nas, niż gwiazdy słabe. Spostrzegłszy więc, że jakaś gwiazda świetniejsza posiada wymierzalny ruch własny, astronom z góry zakłada, że gwiazda ta jest względnie bliską ziemi, i może podjąć pomiary, opierając się na wyżej wyłuszczonych przypuszczeniach. W tym celu wyznacza położenie większej gwiazdy, o którą chodzi, względem gwiazdy sąsiedniej drobnej (nieruchomej) i czyni to raz w zimie, drugi raz w lecie, lub też raz na wiosnę, drugi raz na jesieni. Z różnicy wykrywa wprost podwojoną wartość paralaksy.

Z chwilą, kiedy Kopernik wykrył istotne stosunki między poszczególnymi ciałami naszego układu słonecznego, zagadnienie paralaksy gwiazd stało się zasadniczo doniosłym. Zarówno Kopernikowi, jak i innym astronomom, którzy uznali jego naukę, było jasnym, że, skoro ziemia istotnie obiega słońce po rozległej drodze, to gwiazdy powinnyby wykonywać pozornie pewien drobny ruch w kierunku przeciwnym na sferze niebieskiej. Fakt, że na razie nie zdołano wykryć nawet śladu podobnego ruchu, był największą przeszkodą do powszechnego uznania nowej nauki. Ówczesnym filozofom zdawało się zgoła niepojętem, aby gwiazdy istotnie były tak wielokroć dalej położone, niż dotychczas mniemano. Nawet we trzy wieki później, kiedy narzędzia astronomiczne i metody pomiarów znacznie udoskonalono, kiedy użycie lunety pozwalało na pomiar kąta sto razy mniejszego, niż

za czasów Kopernika, czyniono bezowocne wysiłki w celu wykrycia wyczuwalnej paralaksy u którejkolwiek z gwiazd. Wielokrotnie wydawało się, że dodatni wynik został osiągnięty; w końcu jednak we wszystkich przypadkach przekonywano się, że za dokładność trudno było zaręczyć, że więc paralaksa wszystkich gwiazd zbyt jest drobna, aby ją można było mierzyć. Kiedy wreszcie przed mniej więcej 80 laty osiągnięto dokładność pomiaru dochodzącą 1 sekundy łuku, okazało się, że niema gwiazdy, któraby miała paralaksę przewyższającą 1 sekundę, innemi słowy — że niema gwiazdy z odległością mniejszą, niż 206265 średnic drogi ziemskiej.

Astronom królewiecki, Bessel, pierwszy zdołał istotnie wyznaczyć paralaksę gwiazdy. Wykonał to w r. 1837 u gwiazdy podwójnej 61 Łabędzia przy pomocy heliometru, narzędzia, przeznaczonego do dokładnych pomiarów małych kątów. Paralaksa gwiazdy wyniosła 0.34", zatem przybliżenie trzecią część jedną sekundy łuku. Wynik ten następnie w zupełności potwierdzili O. Struve, Auwers, Kapteyn i inni.

W tym samym prawie czasie, kiedy Bessel zawiadomił świat naukowy o swem epokowym odkryciu, udało się Wilhelmowi Struwegowi z Dorpatu wyznaczyć paralaksę wynoszącą około $\frac{1}{4}$ sekundy u Węgi, inaczej α Lutni. Późniejsze pomiary wykazały wprawdzie, że istotna paralaksa tej gwiazdy jest prawie o połowę mniejsza i niewiele przekracza 0.1"; w każdym jednak razie oba pomiary w sposób niezbity stwierdziły możliwość wyznaczania odległości gwiazd stałych.

O ile dotąd wiemy, najbliższą nas jest gwiazda

pierwszej wielkości na niebie południowym, α Centaura. Paralaksa jej wynosi $0.75''$. Według poprzednio przytoczonej reguły, odległość jej jest 285000 razy większa, niż odległość ziemi od słońca. Liczba ta znacznie przewyższa moc ludzkiej wyobraźni. W grubym przybliżeniu zdołamy sobie poniekąd tę odległość uzmysłowić, jeżeli zważymy, że światło, biegnące, jak wiadomo, z szybkością 300000 km. na sekundę, wymagałoby $4\frac{1}{2}$ lat na przybycie od tej najbliższej gwiazdy do nas. A więc dziś gwiazdę α Centaura widzimy nie taką, jaką jest w danej chwili, lecz jaką była przed 4 przeszło laty. Gdybyśmy mogli spojrzeć z odległości tej gwiazdy, cała orbita ziemi zwięziłaby się dla nas do jednego punktu, a nawet cały olbrzymi obwód drogi Neptuna gołym okiem byłby ztamtąd widzialny w postaci zaledwie nikłego punktu. A jestto przecież najbliższa nas gwiazda!

Obok α Centaura znamy jeszcze trzy — cztery gwiazdy, przybliżenie dwukrotnie odleglejsze, następnie jeszcze około jednego lub półtora tuzina trzy lub cztery razy dalej leżących. Naogół wyznaczono dotychczas z większą lub mniejszą dokładnością paralaksy około 100 gwiazd; lecz w tej niewielkiej względnie liczbie przypadków paralaksa jest tak drobną wielkością, że za jej dokładność ręczyć niepodobna. To tylko można powiedzieć, że w granicach dziesięciokrotnej odległości α Centaura tkwi około słońca przybliżenie 50 gwiazd. Z pośród świetnych, oprócz α Centaura, należą tu Syryusz, Procyon, Atair, Fomalhaut, Wega i Koza (*Capella*).

Dla innych gwiazd z paralaksą znikomo małą stosunki odległościowe przyjmujemy na podstawie oszacowań przypuszczalnych. Z niejakiem prawdopo-

dobieństwem da się powiedzieć, że pewna liczba słabych gwiazd teleskopowych, a może nawet większość ciał niebieskich, znajduje się w tysiącokrotnej odległości od nas gwiazdy α Centaura. Promień światła, który przynosi nam wieści o ich istnieniu, biegł do nas całe tysiącolecia, a więc przez cały okres rozwoju kultury ludzkiej od pierwszych jej zaczątków.

Ruch własny gwiazd i układu słonecznego.

Gdyby nas zapytano, który z faktów naukowych, wyświetlonych przez umysł ludzki, jest najdonioślejszy, odpowiedzielibyśmy bez wahania, co następuje.

W ciągu całej historii ludzkości cały nasz układ słoneczny, słońce, planety i ich towarzysze, wszystko to pędzi w przestrzeni ku gwiazdozbirowi Lutni z bezprzykładną na ziemi szybkością. Aby uprzytomnić sobie ten fakt, niech czytelnik spojrzy na wspaniały gwiazdozbiór Lutni i pomyśli, że po każdej sekundzie, którą wybija zegar, zbliża się doń o 18 km.! Każdy dzień, przeżyty na ziemi, przynosi nas w przestrzeni na półtora miliona kilometrów. Z każdym wymówionem zdaniem, z każdym zrobionym krokiem, zbliżamy się do tych gwiazd o całe kilometry. W ciągu czasu, który autor książki zużył na napisanie tych wierszy, zbliżyliśmy się o dziesiątki tysięcy kilometrów, czytelnik zaś o tysiące przez czas, kiedy czyta te zdania. I tak wciąż, bez przestanku, przez wieki historii ludzkiej, i, jak mamy prawo mniemać, będzie tak wciąż przez wszyst-

kie przyszłe pokolenia. Kiedy zaczęła się ta podróż i kiedy się skończy? — oto najdonioślejsze zagadnienie astronomii. Lecz wobec tak ważnego pytania nauka milczy. O początku i końcu tej drogi astronom tyleż może powiedzieć, co dziecko nie umiejące jeszcze czytać. Ale może wpoić w umysł ucznia wyobrażenie o doniosłości zagadnienia.

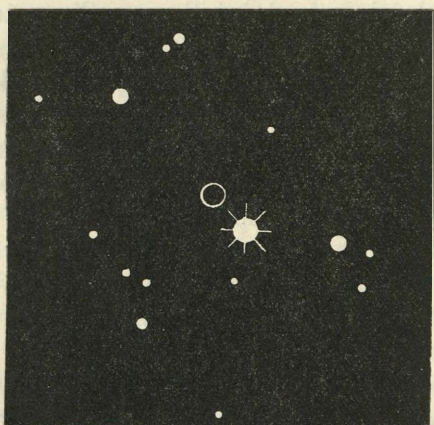
Najlepiej uzmysłowimy sobie pojęcie o olbrzymiej odległości gwiazd, jeżeli pomyślimy, że pomimo szybkości, z jaką pędzimy przez cały czas historii rodzaju ludzkiego, zwykła obserwacja okiem nieuzbrojonym nie zdołałaby wykryć najmniejszej zmiany w wyglądzie gwiazdozbioru, ku któremu dążymy.

Na zasadzie tego, co wiemy o odległości Węgi, przypuścić można, że nasz układ słoneczny dosięgnie przestrzeni, gdzie dziś znajduje się ta gwiazda, nie wcześniej, niż po upływie okresu czasu, wynoszącego pół lub cały milion lat. Z tego jednak wcale nie wynika, aby tak odlegli potomkowie nasi, o ile wogóle istnieć będą na ziemi, znaleźli się w pobliżu Węgi, kiedy dosięgną jej teraźniejszego miejsca. Węga bowiem również posiada swój własny bieg w przestrzeni i oddala się od nas prawie z tą samą szybkością, z jaką my ku niej dążymy.

To, co wiemy o ruchu słońca i Węgi, powie dzieć można o każdej gwiazdzie na niebie. Każde z tych ciał pędzi przez przestrzeń, niby wystrzelony z działa pocisk, z szybkością w większości przypadków wprost niewyobrażalną. Bieg gwiazdy z szybkością nieprzewyższającą szybkości pocisku działowego byłby nawet bardzo powolny. W olbrzymiej większości przypadków szybkość gwiazd wynosi 5 do 50 km., a czasami przekracza 100 km. na sekun-

dę. Istnieją nawet dwie gwiazdy, jedną mianowicie jest Arktur, których szybkość dochodzi 400 km. w ciągu sekundy! Otóż ten bieg gwiazd zwie się ich ruchem własnym.

Ruch własny gwiazd wyznaczamy pewną liczbą kilometrów na sekundę. Lecz wskutek bezmiernych odległości gwiazd, ruchy te, pomimo olbrzymiej szyb-



Rys. 81. Ruch własny Arktura w ciągu 4000 lat.

kości, wydają się nam nader nieznacznymi. Ruchy te są pozornie tak powolne, że, gdyby Ptolemeusz zbudził się po 18 stuleciach snu i porównał niebo z tem, które oglądał za życia, nie wykryłby najmniejszej różnicy w zarysach któregośkolwiek z gwiazdozbiorów. Nawet najstarsi kapłani asyryjscy widzieli gwiazdozbiory Lutni i Węgi zupełnie tak samo, jak my dziś je widzimy, pomimo że zbliżyliśmy się do nich o tak olbrzymią przestrzeń.

Aby znaleźć człowieka świata przedhistorycznego, który mógłby zauważyć jakąkolwiek różnicę, musielibyśmy cofnąć się co najmniej o cztery tysiące lat wstecz, może do czasów Ijoba, i wziąć jedną z najszybszych gwiazd, Arktura. Ijob, gdyby zmarł wstąpił i spojrział na gwiazdozbiór Wolarza, mógłby zauważyć przesunięcie Arktura między gwiazdami o $2\frac{2}{3}$ stopnia, t. j. prawie o pięć średnic tarczy księżycy w pełni. Jak dalece drobne jest to przesunięcie, wskazuje rysunek gwiazd Wolarza (rys. 81), na którym miejsce Arktura z przed 4000 lat jest zaznaczone kółkiem.

Rozważając te ruchy, mimowoli wpadamy na myśl, że gwiazdy zakreślają olbrzymie orbity dokoła jakiegoś centralnego ciała, zupełnie podobnie, jak planety odbywają bieg dokoła słońca; obserwowane więc ruchy byłyby biegiem gwiazd po orbitach. Wszelako fakty nie stwierdzają tego domniemania. Najsubtelniejsze spostrzeżenia nie zdołały wykryć najmniejszego śladu krzywizny obserwowanych dróg którejkolwiek z gwiazd. Zdaje się więc, że każda gwiazda pędzi na swój własny rachunek, nie zbacząc ani w prawo, ani w lewo. Wobec niesłychanie olbrzymich odległości pomiędzy gwiazdami trudno wprost wyobrazić sobie ciało tak olbrzymie, z masą dostatecznie wielką, aby zdolne było wywoływać podobną szybkość biegu. Ciało, obdarzone masą, zdolną do rządzenia Arkturem w jego szalonym biegu, zburzyłoby doszczętnie układ wszechświata. Zagadnienie więc, skąd mkną w zawrotnym biegu gwiazdy i dokąd dążą, jest dotychczas dla nas nierozwiązalnym. Gmatwa sprawę jeszcze okoliczność, że różne gwiazdy, prócz nader nielicznych wyjątków, biegną w różnych

kierunkach, pozornie bezładnie; bieg jednego ciała zdaje się być zgoła niezależnym od biegu drugiego.

G w i a z d y p o d w ó j n e.

W wielu punktach nieba, gdzie oko dostrzega jedną tylko gwiazdę, przy pomocy lunety znajdujemy dwa ciała najściślej ze sobą spojone. Bez wątpienia, w wielu przypadkach spojenie jest tylko pozorne: gwiazdy bowiem wypełniają przestrzeń tak gęsto, że byłoby rzeczą zadziwiającą, gdyby niektóre z nich, w istocie rzeczy nader odległe, nie wydawały się obserwatorowi ziemskiemu ściśle złączonymi.

Lecz obok tego rodzaju podwójnych gwiazd optycznych, które zresztą nie przedstawiają nic osobliwego, wykryto gwiazdy podwójne fizycznie spojone, a więc gwiazdy, w których obydwa składowe słońca pojedyncze tworzą układ związany wzajemnem przyciąganiem. Już w r. 1778 Christian Mayer zwrócił był uwagę, że wielka liczba gwiazd podwójnych nie daje się wytłumaczyć wyłącznie układem perspektywicznym, i że co najmniej byłoby bardzo dziwne, że w wielu przypadkach obie składowe gwiazdy podwójnej mają prawie zupełnie jednakową wielkość. Wszelako przypuszczenie Mayera o „towarzyszach“ gwiazd znalazło naukowe uzasadnienie dopiero, kiedy W. Herschel z właściwą sobie wytrwałością zaczął wyszukiwać gwiazdy podwójne i wymierzać wzajemne stanowiska składowych. Już w r. 1803 mógł z całą stanowczością dowieść, że liczne z badanych przezeń gwiazd podwójnych zmieniły wzajemne położenie w ciągu ostatnich 25 lat; innemi słowy, że wykazały ruchy, które

dają się wyjaśnić tylko wzajemnem przyciąganiem. Tak więc istnienie fizycznie spojonych układów gwiazd stało się niewątpliwie pewnem.

Od czasu odkrycia Herschla poszukiwania, obserwacje i pomiary gwiazd podwójnych zajęły poważne miejsce w rozkładzie prac astronomicznych. Obok obu Herschlów, ojca i syna, przy katalogowaniu i pomiarach tych gwiazd wyróżnili się Wilhelm i Otto Struwo wie, w nowszych zaś czasach Burnham i wielu innych. Dzięki tym dokładnym studjom, znamy dziś nie tylko wiele tysięcy gwiazd podwójnych, lecz jeszcze o właściwościach obiegów niektórych z nich mamy już ściśle wiadomości.

Obrót gwiazd podwójnych odbywa się zgodnie z Newtona prawem ciężenia powszechnego, a więc w zgodzie również z prawami Keplera, dotyczącami biegu planet. Ponieważ drogi obiegu widzimy nie w ich istotnych kształtach, lecz w postaci rzutu na sferze niebieskiej; ponieważ, dalej, najmniejsza niedokładność pomiaru poważnie zmienia wyniki, więc kształt i położenie drogi gwiazdy podwójnej obrachowywa się zazwyczaj po wykonaniu przez nią większej części obrotu.

Czas obrotu gwiazd podwójnych bywa nader rozmaity. Towarzysz jednej z gwiazd z gwiazdozbioru Konia Małego (*δ Equulei*) obiega w ciągu niespełna 6 lat gwiazdę główną, gdy tymczasem u najbliższej sąsiadki naszego układu, gwiazdy α Centaura, która również składa się z dwóch gwiazd, czas obiegu wynosi 79 lat. U znacznej większości atoli gwiazd podwójnych czas obiegu jest znacznie dłuższy i liczy się na wiele stuleci, a nawet na tysiącolecia. Rzecz zastanawiająca, że mimośród orbit

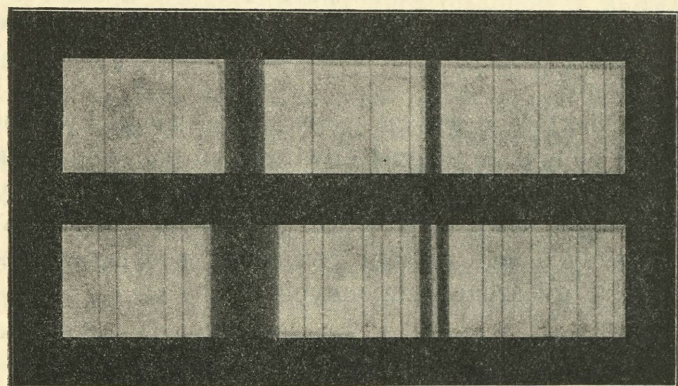
większości gwiazd podwójnych jest bardzo wielki i przeciętnie wynosi 0.5, t. j. ogniska dróg eliptycznych leżą prawie pośrodku obu wielkich półosi elipsy.

Istotną rozległość dróg gwiazd podwójnych udało się wyznaczyć tylko w niewielu przypadkach, mianowicie, kiedy znana jest roczna paralaksa układu; wówczas, mając w sekundach łuku wyznaczoną połowę wielkiej osi orbity gwiazdy podwójnej, widzianej z ziemi, możemy wyrachować rzeczywiste rozmiary orbity w jednostkach długości. Wielka półosi drogi α Centaura wynosi 17.7", jej zaś paralaksa równa się, jak wiemy, 0.75". Stąd według prostych reguł trygonometrii, dzieląc pierwszą liczbę przez drugą, znajdujemy dla połowy średnicy drogi α Centaura liczbę 24 promieni drogi ziemskiej, czyli $\frac{2}{3}$ promienia drogi Neptuna.

Zgodnie z prawem ciężenia powszechnego w naszym układzie słonecznym słońce i planety zakreslają elipsy, których wspólnem ogniskiem jest środek ciężkości całego układu. Lecz skutek przewagi masy słońca środek ten znajduje się w samym słońcu. W układach natomiast gwiazd podwójnych obie składowe zazwyczaj niewiele różnią się swą wielkością, i wspólny środek ciężkości znajduje się poza owymi słońcami, gdzieś na linii, łączącej środki geometryczne obu składowych; w razie dokładnie jednakowej wielkości mas — w połowie wzajemnej odległości. Otóż połączony ruch eliptyczny obydwu składowych odbywa się dokoła tego wspólnego środka ciężkości.

W przypadkach, kiedy jedna z gwiazd jest ciemna lub zbyt słaba, aby z ziemi można było ją dostrzec, czasami, pomimo to, z okresowych ruchów

jasnej gwiazdy na niebie przecież wywnioskować można o istnieniu towarzysza. Istnienie tego rodzaju gwiazdy podwójnej z niewidzialnym towarzyszem ustalił pierwszy Bessel, mianowicie u gwiazd Syryusza i Procyona. Czas obiegu towarzyszy wyznaczono na lat 50 i 40. Teoretyczne to odkrycie stwierdzone zostało bezpośrednio przez znalezienie towarzysza Syryusza w r. 1862 (A. G. Clark z Cam-



Rys. 82. Dwojenie się prążków w widmie β Woźnicy.

bridge) i towarzysza Procyona w r. 1896 (obserwatorium Licka).

Gwiazdami podwójnymi spektroskopowymi nazwano takie ściśle pary, w których podwójność można było stwierdzić wyłącznie przy pomocy spektroskopu. Oczywiście, jeżeli para gwiazd jest tak ściśle złączona, że oko, pomimo użycia największej lunety i najsilniejszego powiększenia, dostrzega ją stale w postaci jednej gwiazdy, to i spektroskop nie rozdzieli jej na składowe. Lecz tak ściśle

spojone ciała niebieskie mają często nader szybki ruch obiegowy. Zdarza się więc, że, krążąc dokoła wspólnego środka ciężkości, w danej chwili jedna z gwiazd biegnie ku nam, druga zaś od nas się oddala. Otrzymane w takiej chwili widmo gwiazdy daje linie podwojone, ponieważ linie jednej gwiazdy są przesunięte ku końcowi fioletowemu, linie zaś drugiej ku czerwonemu. Świetna Koza (Capella) w Woźnicy i Kłos w Pannie dają przykład tego rodzaju ciał niebieskich. Na rys. 82 mamy takie rozdwojenie się prążków H i K w widmie gwiazdy podwójnej β Woźnicy.

Niektóre z gwiazd podwójnych mogą być poznane po tem, że ulegają chwilowemu pokryciu przez ciemnego towarzysza, i ten osłabia blask gwiazdy głównej, a nawet całkowicie ją przyćmiewa. Bliższe szczegóły o tego rodzaju gwiazdach podamy w rozdziale o gwiazdach zmiennych.

4. Własności fizyczne gwiazd.

Ogół, czytając o odkryciach astronomicznych, przypuszcza zazwyczaj, że odkryć dokonywa się przez bezpośrednie spoglądanie przez lunetę. Tak było w istocie jeszcze przed niewieloma dziesiątkami lat; dziś wszelako jest inaczej. Widzieliśmy już, że przy stwierdzeniu istnienia ciał ciemnych, które na podobieństwo planet obiegają niektóre gwiazdy, dalej, przy rozważaniu ruchu gwiazd w kierunku linii widzenia ku nam lub od nas (por. str. 79 i n.), słowem, przy wszystkich tych poszukiwaniach, którym przedewszystkiem zawdzięcza astronomia swój rozwój

współczesny, luneta nie jest już głównym narzędziem. Nagły zwrot wywołał spektroskop i tak rozszerzył zakres badań, że, jak widzieliśmy, zgoła „niewidzialne“ stało się dostępne badaniom.

W badaniach właściwości fizycznych gwiazd, które przy użyciu najsilniejszego powiększenia wciąż pozostają tylko punkcikami, możemy posiłkować się jedynie spektroskopem, i właściwie dopiero od wprowadzenia w użycie metody spektroskopowej można poważnie mówić o właściwościach fizycznych gwiazd.

Istotną zaletą analizy widmowej w porównaniu z tem, co daje luneta, stanowi okoliczność, że analiza ta jest w pewnym stopniu niezależna od odległości badanego ciała. Im odleglejszą jest gwiazda, tem trudniej ją dostrzec; reguła ta stosuje się zarówno do nieuzbrojonego oka, jak i do lunety. Wiemy, że natężenie światła maleje w stosunku do kwadratu z odległości, że zatem na odległości podwójnej jest tylko $\frac{1}{4}$, na potrójnej $\frac{1}{9}$ częścią pierwotnej swej wartości. Jeżeli wszakże od gwiazdy dochodzi jeszcze tyle światła, że jej widmo daje się rozpoznać, to o właściwościach fizycznych gwiazdy równie dokładnie można wnioskować, jak gdyby była najbliżej położona. Okoliczność, że promień biegnie do nas 100 lub 1000 lat, jest zgoła obojętną; z widma odległej gwiazdy wnioskujemy zatem prawie równie dobrze, jak z widma jakiegokolwiek ziemskiego źródła światła.

W i d m a g w i a z d .

Widmo gwiazdy, podobnie jak widmo słońca, zawsze zawiera wiele ciemnych prążków. Dowodzi to,

że wszystkie gwiazdy, tak jak nasze słońce, są otoczone atmosferami, częściowo pochłaniającymi światło, a zatem mającymi niższą temperaturę, niż ciało centralne. Jednakże nie wynika stąd bynajmniej, aby atmosfery te były chłodne. Przeciwnie, nawet u gwiazd najbardziej oziębionych są one, bez wątpienia, jeszcze o wiele gorętsze, niż żar ziemskiego pieca hutniczego.

Z najstaranniejszych porównań widm gwiazd wynika, że niema prawie dwóch dokładnie identycznych słońc w przestworzu. Jednakże astronom H. C. Vogel zdołał ugrupować widma gwiazd w trzy klasy, mające pewne zasadnicze cechy, pomimo wspólnego istnienia typów przejściowych.

Do klasy pierwszej należą widma gwiazd białych. Charakteryzują je nieliczne, ale szerokie ciemne prążki, należące do wodoru, żelaza, magnezu i sodu. Pochłanianie atmosfery gwiazd występuje tu w stopniu nader nieznacznym, co wskazuje, że gwiazda jest w stanie nader silnego rozżarzenia. Tu należą najświetniejsze gwiazdy, jak Syryusz, Wega, Rigel i inne.

Do klasy drugiej zaliczamy widma, które w mniejszym lub większym stopniu przypominają widmo słońca. Są to widma gwiazd przeważnie żółtych, zawierające liczne ciemne, wąskie prążki metalów, co świadczy o znacznym oziębieniu otaczającej gwiazdę atmosfery. Wymienić tu należy Koźę, Aldebarana, Arktura, gwiazdy, które wyobrażają nasze słońce, oglądane z odległości międzygwiazdowych, i stąd dla nas są szczególnie interesujące.

Klasa trzecia zawiera widma, w których ciemne prążki miejscami tak dalece skupiają się, że two-

rzą smugi absorbcyjne, pokrywające prawie całkowicie niektóre barwne części widma, zwłaszcza część niebieską i fioletową. Gwiazdy, od których widma te pochodzą, są przeważnie czerwone, jak Beteigeuze lub α Herkulesa; atmosfery ich osiągnęły już przypuszczalnie znaczny stopień oziębienia, tak iż powstały już na nich niektóre związki chemiczne, zwłaszcza węgla, wodoru i tlenu, jak tlenek węgla, węglowodór i inne.

Najbardziej nas zastanawia, że większość linii widm gwiazd jest identyczna ze znanymi liniami znanych pierwiastków ziemskich. Stąd wprost wynika, że materya, która tworzy te oddalone słońca, zasadniczo jest jednakowa z pierwiastkami składającymi ziemię.

Jednym z pierwiastków, najczęściej spotykanym w atmosferach gwiazd, jest wodór; w widmach prawie wszystkich gwiazd występują liczne jego prążki. Dotyczy to również żelaza i wapnia, metalicznej podstawy wapna. Wiemy, że szczególnie te ciała są na ziemi bardzo rozpowszechnione; podobnie ogólne rozpowszechnienie tych ciał wśród gwiazd jest jeszcze jednym dowodem jednolitości przyrody w najobszerniejszym tego słowa znaczeniu.

Zdarzyło się już nawet, że odkrycie pewnego pierwiastku na ciele niebieskiem nastąpiło przed wykryciem go u nas na ziemi. Mianowicie, przy badaniu spektroskopowem słońca, a następnie niektórych gwiazd pierwszej klasy, np. z grupy Plejad, znaleziono pewne wyraźnie zarysowane prążki nieznanego gazu. Ze względu na pierwsze źródło nieznanego pierwiastek nazwano helem, t. j. gazem słonecznym. Dopiero dalsze poszukiwania doprowadziły do wykrycia,

że gaz ten znajduje się również w pewnym mineralu ziemskim, klewencie, a także, jakkolwiek w nadmierze nieznacznej przymieszce, w atmosferze ziemskiej.

W widmach niektórych gwiazd, a także w widmie naszego słońca, znajdujemy prążki, których przynależność do jakiegokolwiek ze znanych pierwiastków nie została dotąd stwierdzona. Są to wszelako jedynie wyjątki, które, prawdopodobnie, prędzej czy później znajdą właściwe wyświetlenie, jak było z helem.

Zważywszy wszystko, co wiemy dzięki spektroskopowi o budowie gwiazd stałych, dochodzimy do prawdopodobnego wniosku, że każda gwiazda ma sobie właściwy przebieg życiowy, swoją historię. Zaczyna więc istnieć jako mgławica kosmiczna, której wewnątrz z biegiem czasu zagęszcza się w rozżarzoną białą gwiazdę. Sprawa zgęszczania postępuje wciąż naprzód, gwiazda staje się co raz gorętszą, dopóki nie osiągnie najwyższego stopnia temperatury. W ciągu następnych milionów lat zaczyna stygnąć, barwa jej staje się stopniowo żółtą, potem czerwoną, a równocześnie w tym samym stopniu prążki absorbcyjne jej widma stają się co raz liczniejsze i wyraźniejsze. W końcu światło jej musi całkiem wygasnąć, jak niepodtrzymywany ogień—gwiazda staje się ciemnym niewidzialnym ciałem, historia jej życia kończy się. Im większą jest masa gwiazdy, tem dłużej trwa jej życie. Stąd też gwiazdy, które obserwujemy, mają różny wiek, od dzieciństwa w postaci pramgławicy aż do okresu późnej starości w postaci gwiazdy czerwonej.

Gęstość i temperatura gwiazd.

W całym szeregu przypadków, zwłaszcza gwiazd podwójnych, udało się zdobyć wyobrażenie o gęstości gwiazdy, czyli, innymi słowy, o jej ciężarze właściwym. Rzecz zadziwiająca, że gęstość prawie wszystkich gwiazd okazała się znacznie mniejszą, niż gęstość zwykłych stałych lub płynnych substancji ziemskich; zdarza się nierzadko, że gęstość ta nie przenosi gęstości powietrza, a nawet bywa jeszcze mniejsza. Słońce nasze, jakkolwiek samo przez się posiada gęstość nieznaczną, stanowi pod tym względem wyjątek, i, prawdopodobnie, tylko nieznaczną część gwiazd posiada gęstość tak względnie wysoką, jak słońce. Mamy tu jednocześnie dowód, jak dalece wysokie są temperatury tych ciał niebieskich, skoro wszelkie płynne i stałe substancje ulegają ulotnieniu, podobnie jak ulatnia się woda w ogniu. Mamy więc słuszne podstawy do mniemania, że gwiazdy po największej części składają się z pary o bardzo wysokiej temperaturze, tylko na powierzchni może nieco oziębionej. Możliwa także, że wiele gwiazd są to tylko bańki gazowe; wszelako pogląd ten dotąd nie ma dostatecznego uzasadnienia.

Podobnie jak w słońcu, temperatura gwiazdy jest z konieczności wewnątrz wyższa, niż na powierzchni. Tylko bowiem z powierzchni ciepło może wypromieniowywać w przestrzeń wszechświata. Stąd też powierzchnia stopniowo stygnie, i, gdyby materia tworząca gwiazdę pozostawała stale w spoczynku, stygnięcie w krótkim czasie doprowadziłoby do wytworzenia na gwieździe twardej skorupy, niby na powierzchni bryły roztopionego żelaza. Lecz w miarę

stygnięcia, gwiazda z jednej strony kurczy się, z drugiej zaś oziębione części zewnętrzne stają się co raz cięższe i opuszczają się co raz głębiej w rozżarzoną masę, a ponownie ogrzane, znów wynurzają się na zewnątrz; części zaś wewnętrzne, jako cieplejsze, podnoszą się ku powierzchni, oziębiamy się z kolei i opadają z powrotem i t. d.—a wszystko to, jeżeli nie zupełnie staje na przeszkodzie utworzeniu się skorupy, to w każdym razie znacznie je opóźnia. To samo dzieje się na słońcu.

Tego rodzaju ruchy materii pomiędzy warstwami wewnętrznymi a zewnętrznymi, podobne do tego, co zachodzi w gotującej się wodzie, mogą trwać dłużej tylko wtedy, jeżeli rozmiary gwiazdy są dostatecznie wielkie i nie przekraczają pewnej dolnej granicy. Gwiazda wielkości księżyca w ciągu niewielu tysięcy lat, niezależnie od wszystkich innych warunków, oziębłaby tak dalece, że na jej powierzchni utworzyłaby się trwała skorupa. Podobna powłoka zatrzymałaby prądy wstępujące; gorące wnętrze przestałoby wypływać na powierzchnię, i gwiazda wprędce musiałaby zagasnąć. Niema wszelako wątpliwości, że wiek większości gwiazd liczyć należy na miliony lat. Stąd zaś wniosek, że gwiazdy muszą być olbrzymie, skoro, wypromieniowując ciepło przez miliony lat, nie wytworzyły na powierzchni trwałej skorupy.

Już poprzednio zauważyliśmy, że słońce nasze należy do gwiazd względnie oziębionych i względnie małych we wszechświecie. Oba te fakty są w zgodzie ze sobą. Im gwiazda jest mniejsza, tem prędzej stygnie, podobnie jak szklanka gorącej wody stygnie prędzej, niż cała konew.

Gwiazdy zmienne.

Niebo gwiazdziste powszechnie jest uważane za symbol niezmienności i wiecznej trwałości. Przysłowia wszystkich ludów po wszystkie czasy zgodnie głoszą, że na ziemi wszystko podlega zmianom i że jedynie gwiazdy wiek po wieku są trwale te same, jak je dziś widzimy. Jakkolwiek pogląd ten dla większości gwiazd jeszcze dziś jest słuszny, są jednak wyjątki z ogólnej reguły. Wiemy już zresztą o ruchu własnym gwiazd. Lecz nie tylko położenie na niebie, ale nawet blask gwiazd nie jest tak dalece stały, jak to na pierwszy rzut oka mogłoby się wydawać. W czasach historycznych już Dawid Fabricius pierwszy obserwował był zmiany w blasku jednej z gwiazd. W sierpniu 1596 r. zauważył w gwiazdozbiorze Wieloryba nieznaną gwiazdę trzeciej wielkości, która wkrótce osłabła i wreszcie, w październiku, przestała być widzialną. Gwiazda ta, później nazwana Mira Ceti, inaczej „cudowna w Wielorybie“, zjawiała się w latach następnych w prawidłowych odstępach czasu, przybliżenie jedenastomiesięcznych. Przeszły znów dwa stulecia, zanim poznano drugą podobną gwiazdę, zmieniającą okresowo swój blask. W r. 1782 zauważył Goodricke, że gwiazda Algol w Perseuszu, o której zmienności wiedział zresztą już Montanari w r. 1669, spada w ciągu paru godzin od drugiej do czwartej wielkości w okresie nieco mniejszym od trzech dni.

W początku 19-go wieku stwierdzono u wielu innych gwiazd mniej lub więcej okresowe zmiany światła; kiedy zaś zaczęto badać niebo z większą uwagą, podobnych gwiazd zmiennych zaczęto znaj-

dować rok rocznie co raz więcej. Dziś katalog wskazuje więcej, niż 2000 gwiazd zmiennych, i wzrasta nader szybko z roku na rok. Niektóre z nich zmieniają blask w okresach nieprawidłowych; większość wszelako ma mniej lub więcej prawidłowe okresy zmienności, wahające się od niewielu godzin aż do wielu lat.

Pod względem stopnia zmienności blasku jeszcze dziś pierwsze miejsce zajmuje odkryta przez Fabriciusa gwiazda zmienna Mira Ceti. Posiada ona dość prawidłowy okres wynoszący 330 dni; w stanie największej swej jasności trwa, przybliżenie, dwa tygodnie; bywa wówczas czasami drugiej, czasami trzeciej, a czasami nawet piątej wielkości. Po osiągnięciu podobnego *maximum*, największości blasku, blask jej w ciągu paru tygodni słabnie, aż wreszcie gwiazda niknie dla oka nieuzbrojonego. Wszelako przez lunetę można ją przez rok cały oglądać i śledzić spadek bez przerwy aż do t. zw. *minimum*, czyli najmniejszości blasku. W następnych tygodniach siła światła znów wzrasta, aż do następnego *maximum*.

Druga z kolei odkrycia gwiazda zmienna Algol, albo β *Persei*, dzięki swemu wysokiemu północnemu położeniu w naszych szerokościach może być obserwowana, jak rok okrągły, co wieczór, a na jesieni i w zimie położenie jej nad poziomem jest szczególnie dogodne. Główna właściwość zmian blasku tej gwiazdy polega na tem, że w ciągu prawie całego okresu, wynoszącego 2 dni i 21 godzinę, blask gwiazdy pozostaje bez zmiany i przyćmiewa się tylko na parę godzin. Te prawidłowo zjawiające się najmniejszości (*minima*) blasku pochodzą z częściowych

zaćmień Algola przez ciało ciemne, dorównywające wielkością gwiazdzie głównej i obracające się dookoła niej. I tutaj jednak oko ludzkie nigdy w rzeczywistości nie widziało owego towarzysza i nigdy go nie dostrzeże. O jego istnieniu dowiedzieliśmy się z owych zmian blasku, a głównie stąd, że zmusza gwiazdę jasną do zakreślania zacieśnionej orbity dookoła wspólnego środka ciężkości. Ten bieg jasnej gwiazdy, podobnie jak u gwiazd podwójnych spektroskopowych, został wykryty przez badanie przesunięć prążków w widmie Algola, które wskazują bieg ciała raz ku nam, drugi raz w stronę przeciwną, i to w tych samych okresach czasu, w jakich zachodzi zmienność blasku. W ten sposób stało się możliwym wyznaczać na drodze rachunkowej rozmiary tego układu podwójnego tak dalece dokładnie, jak gdyby bieg ów odbywał się w naszym najbliższym sąsiedztwie i był dostrzegalny w swej rzeczywistej postaci. Bez wątpienia, jestto jedna z najwspanialszych zdobyczy współczesnej astronomii.

Z pośród gwiazd zmiennych o prawidłowym okresie należy jeszcze wymienić β Lutni, którą na naszym rysunku konstelacji (rys. 73) widać u dołu, na prawo. Gwiazda jest widzialna na naszym niebie co wieczór od wiosny do jesieni. Zechciej, czytelniku, przez szereg wieczorów porównywać tę gwiazdę z sąsiednią γ , prawie tej samej wielkości, a niebawem zauważysz, że w niektóre wieczory obie są prawie jednakowe, w inne zaś prawa wydaje się czasami wyraźnie słabszą, niż lewa. Staranne, często ponawiane spostrzeżenia, wskażą, że zmiana blasku posiada okres przybliżenie 13-dniowy; w tym okresie czasu wystę-

pują dwa jednakowo jasne maxima blasku i dwa nieco różniące się minima.

Dziś wiemy, że i w tym przypadku zmiana blasku pochodzi nie z istotnej zmiany jasności gwiazdy, lecz stąd, że β Lutni, podobnie jak Algol, jest gwiazdą podwójną spektroskopową, a jej wzajemnie obiegające się, ale, w przeciwieństwie do Algola, jednakowo jasne gwiazdy składowe stoją albo obok siebie, albo też zachodzą jedna za drugą.

Zmienność blasku Mira Ceti i innych jej podobnych zmiennych o okresie długim i niezupełnie równomiernym jest trudniejszą do wyjaśnienia. W przeciwieństwie do zmiennych, które, jak β Lutni i Algol, zmieniają blask w prawidłowych okresach, błyszcząc stale światłem białym, zmienne typu Mira Ceti mają przeważnie barwę czerwoną lub czerwono-żółtą. Ostatnie należą zatem do trzeciej klasy gwiazd według typu widma, a więc do gwiazd, u których stopień oziębienia postąpił już dość daleko. Bardzo być może, że te stygnące już słońca od czasu do czasu zapalają się ponownie lub podczas powolnego wirowania dokoła swych osi zwracają ku ziemi jaśniejsze części swej powierzchni. Nie brak zresztą i innych prób objaśnienia zjawiska; wszelako niepodobna sprawdzić prawidłowości tych lub owych domniemań.

Pod względem rozległości, wahanía blasku u różnych gwiazd bywają nader rozmaite. W wielu przypadkach rozległość ta wynosi cztery, pięć, a nawet osiem klas wielkości, gdy tymczasem w niektórych jest tak nieznaczna, że tylko wprawny obserwator zdoła zauważyć zmianę blasku.

W obserwatoryach astronomicznych od paru dziesiątków lat wprowadzono narzędzia do pomiarów

blasku gwiazd, t. zw. fotometry; wszelako wszystko nieledwie, co wiemy o gwiazdach zmiennych, zawdzięczamy zwykłemu ocenianiu ich blasku na oko. Obserwować i notować należy tu jedynie dokładną wielkość (jasność) gwiazdy, jaka wynika z porównania jej z sąsiednimi, o określonej już wielkości. Zależnie od dłuższego lub krótszego okresu zmienności blasku, ta ocena stopnia światła musi odbywać się w stosownie większych lub mniejszych odstępach czasu, musi być zatem ponawiana co dzień, co godzinę lub co minutę, aby potem można było dokładnie wyznaczyć przebieg zmienności, a zwłaszcza epoki największej i najmniejszej jasności.

G w i a z d y n o w e .

Do gwiazd zmiennych na niebie należą do pewnego stopnia również t. zw. gwiazdy nowe. Nagle, w jakimkolwiek miejscu nieba, gdzie poprzednio nie było nawet śladu najśłabszej gwiazdy, błysnie nowa, czasami o tak silnem natężeniu blasku, że dorównywa najświetniejszym gwiazdom, a czasami przewyższa je nawet.

W rocznikach chińskich i europejskich kronikach zjawiska gwiazd nowych są często wspomina-
ne; nawet układ pierwszego, najstarszego katalogu gwiazd Hipparcha zawdzięczamy pojawieniu się nowej gwiazdy w r. 1134 przed Nar. Chr. Chcąc raz na zawsze dać możność stwierdzenia podobnego rodzaju zjawisk, Hipparch postanowił wymierzyć położenie wszystkich gwiazd na niebie i ułożyć odpowiedni spis.

Najsłynniejsze zjawisko nowej gwiazdy sięga

r. 1572. Na początku listopada owego roku zabłysła raptownie w gwiazdozbiornie Kasyopei gwiazda tak wyjątkowo świetna, że, podobnie jak Wenus, była widzialna nawet w dzień. Powszechnie nazywają tę gwiazdę nową Tychona na cześć jej odkrywcy, astronoma duńskiego, Tychona Brahe, który starannie wyznaczył jej położenie i przeszło przez rok śledził zmiany jej blasku. Z notatek Tychona wynika, że gwiazda do marca 1573 była pierwszej wielkości, do maja tegoż roku spadła do drugiej lub trzeciej wielkości, a następnej zimy r. 1573 — 74 całkowicie zniknęła dla gołego oka. Początkowa barwa gwiazdy była białą, później stawała się coraz czerwienią. Lunetę wynaleziono dopiero w 40 lat później, około r. 1610; pozostało więc zagadką, czy gwiazda istotnie całkowicie zniknęła, czy też stała się jedynie nader słabą.

Następne, znaczniejszej świetności gwiazdy nowe zjawyły się w latach 1600, 1604, 1866 i 1901. Gwieździe Tychona dorównywa blaskiem tylko t. zw. gwiazda Keplera z r. 1604 i ostatnia, z konstelacji Perseusza.

W dniu 21 lutego 1901 r. miłośnik astronomii, Anderson, spostrzegł gwiazdę trzeciej wielkości, odległą o parę stopni od zmiennej gwiazdy Algola w Perseuszu. W ciągu dwóch dni blask nowej gwiazdy wzrósł do wielkości Wega lub Kozy, a następnie, aż do połowy marca, spadał powoli, lecz statecznie. W tym czasie blask gwiazdy, który zdążył już niżyc się do czwartej wielkości, zaczął objawiać okresowe zmiany natężenia i barwy; wahania wielkości miały okres trzech do pięciu dni i zachodziły w granicach jednej klasy. Nowa gwiazda bywała to czwar-

tej, to piątej wielkości, barwy to żółto-białej, to znów mocno-czerwonej. Zmiany te trwały do końca czerwca, poczem nastąpił powolny spadek wielkości aż do 11-ej klasy. Prawie od r. 1907 nowa gwiazda trwa statecznie bez zmiany, a poczet gwiazd w konstelacji Perseusza zwiększył się o jedną drobną gwiazdkę 11-ej wielkości, która niczem nie wyróżnia się z pośród swego otoczenia.

W związku z zabłyśnięciem nowej gwiazdy w Perseuszu ujawniło się również inne zadziwiające zjawisko. W końcu sierpnia 1901 r. na zdjęciach fotograficznych nowej gwiazdy zauważono dokoła niej mglistą masę, której części zdradzały wyraźną zmianę miejsca. Z dokładnych pomiarów i obliczeń na jesieni i zimą r. 1901—02 wynikło, że owe ruchy odbywały się mniej więcej z szybkością światła, a zatem z szybkością 300000 km. na sekundę. Tak szybki ruch, nawet wobec olbrzymich szybkości, właściwych ciałom niebieskim, musiał wydać się zgoła nieprawdopodobnym. Prawie niepodobna było przypuścić, aby obserwowane ruchy węzłów mgławicy, otaczającej nową, były istotnymi ruchami materji. O wiele prawdopodobniejsza, że światło, powstałe po zabłyśnięciu w lutym 1901 gwiazdy, stopniowo rozpościerało się i przenosiło w warstwach ciemnej mgławicy, która istniała już przedtem.

Jeżeli to wyjaśnienie jest słuszne, zjawisko nowych gwiazd tłumaczy się, według Seeligera, w ten sposób, że jakieś ciemne ciało niebieskie, jedno z tych, które licznie zapełniać mogą przestworza, spotyka w swym biegu mgławicę, gęsty obłok meteoryczny lub inne podobnego rodzaju ciało, i że starcie to rozżarza nietylko przyciągniętą materję gazową, lecz

nawet samo ciało niebieskie. Światło zapalającej się przytem nowej gwiazdy, odbijając się w warstwach powłoki mglistej różnej gęstości, z odległości gwiazdowej sprawia wrażenie współśrodkowego pierścienia gazowego, co istotnie zauważono na nowej w Perseuszu.

Badania spektroskopowe jaśniejszych i słabszych gwiazd nowych z ostatnich kilku dziesięcioleci zdają się potwierdzać powyższe wyjaśnienia. Otóż gwiazdy nowe z początku posiadają zazwyczaj zwykłe widmo gwiazdy stałej, t. j. widmo, jakie dają stałe lub płynne ciała rozżarzone; w następstwie, wraz ze spadkiem jasności widmo to przechodzi stopniowo w widmo liniowe, czyli widmo, jakie dają rozżarzone gazy. Widocznie po starciu ciemnego ciała niebieskiego z materią mgławicy rozżarza się nasamprzód powierzchnia ciała. Wytwarza się co raz więcej światła i ciepła, atmosfera ciała i przyciągnięte cząstki materii mgławicowej rozżarzają się i dają widmo gazowe; jasne smugi tego widma można stałe obserwować, dopóki wogóle nowa gwiazda jest dostępną obserwacyi spektroskopowej.

Pierwiastki, rozpoznawane w widmach gwiazd nowych, niczem nie różnią się od tych, jakie wchodzi w skład gazów, odnajdywanych w atmosferach słońca i gwiazd zwykłych. Przeważają więc wodór, hel, wapień, sód, pierwiastki zatem najbardziej rozpowszechnione we wszechświecie.

5. Gromady gwiazd i mgławice.

Gwiazda stała, oglądana nawet przez najsilniejszą lunetę, przedstawia się zawsze w postaci świe-

całego punkciku; lecz istnieją na niebie ciała, które już przez najslabsze narzędzia wykazują wyraźną rozciągłość. Przyglądając się dokładnie takim ciałom, spostrzegamy, że jedne z nich składają się wyłącznie z pojedynczych, gęsto skupionych gwiazdek, drugie zaś, mniej lub więcej rozległe, z materii mglistej. Na pierwszy rzut oka niepodobna przeprowadzić ścisłej granicy pomiędzy tego rodzaju gromadami gwiazd a mgławicami. W rzeczy samej, często jakieś ciało, oglądane okiem nieuzbrojonym lub przez małą lunetę, ma wszelkie pozory mglistej masy, podobnej do obłoczka; dopiero, kiedy skierujemy na nie potężne narzędzie, przekonywamy się, że w istocie składa się z mnóstwa niezwykle gęsto skupionych gwiazd. Dawniej tego rodzaju spostrzeżenia kazały przypuszczać, że mgławice wogóle są tylko odległymi gromadami gwiazd, które dadzą się wzrokowo porozdzielać na oddzielne gwiazdy przy dostatecznej sile światła i dostatecznie wielkiem powiększeniu teleskopu.

Pogląd ten dziś można uważać stanowczo za niesłuszny. Obok gromad gwiazd przeróżnej wielkości i kształtu, mamy także na niebie istotne mgławice, składające się nie z gwiazd, lecz ze świecących mas materii gazowej. Kiedy gromady gwiazd dają widma ciągłe, to w widmach mgławic istotnych można zauważyć jasne prążki, świadczące, że światło tych ciał niebieskich pochodzi z materii gazowych. Wiele ciał, które przedtem uważano za mgławice, po zbadaaniu tą metodą okazały się właściwie zbiorowiskami gwiazd. Lecz jeszcze i dzisiaj wyrażenia mgławica i gromada gwiazd nie są dość ściśle rozróżnia-

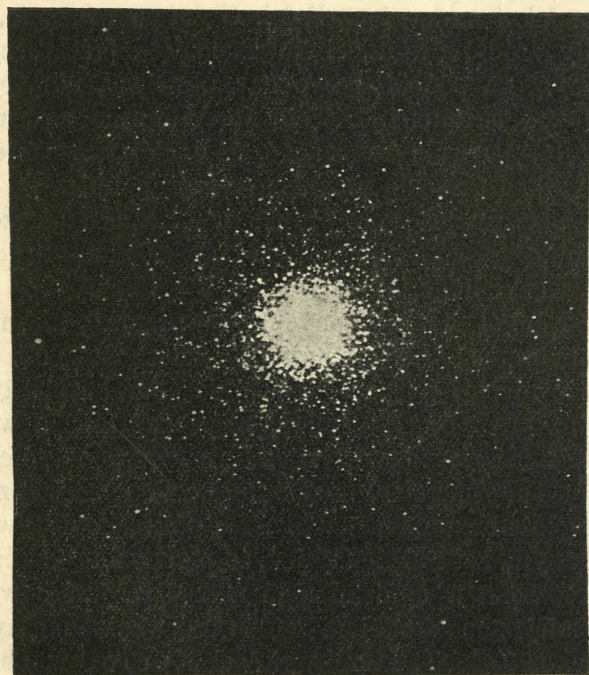
ne i przeważnie stosują się do zewnętrznego wyglądu ciał.

Szereg wyjątkowo świetnych gromad gwiazd, jak Plejady (rys. 75), Praesepe, podwójną gromadę w Perseuszu i inne, wymieniliśmy już, opisując gwiazdozbiory. Już u tych luźnych grup, i sąsiedztwo ich położenia, i podobieństwo widma dowodzą istnienia pomiędzy nimi związku fizycznego; tembardziej związek taki łączy gromady, w których pojedyncze gwiazdy tworzą zbitą kulę ciał niebieskich. Jedną z najpiękniejszych kulistych gromad gwiazd leży w gwiazdozbiornie Herkulesa (rys. 83); łatwo ją widzieć przy pomocy chociażby najśłabszych środków optycznych. W środkowych częściach grupy gwiazdy tak są ściśle skupione, że ani płytka fotograficzna, ani oko przy lunecie nie zdołają ich rozdzielić.

Z pośród mgławic niektóre tylko można widzieć gołym okiem. W rzeczy samej mamy tylko dwie tak wielkie i uderzające, iż bez pomocy środków optycznych można rozpoznać, że to nie są zwykłe gwiazdy. Są to: mgławica Oriona i mgławica Andromedy.

Wielka mgławica w Orionie błyszczy, jak gwiazda piątej wielkości; tylko bardzo dobre oko zdoła ją odróżnić od gwiazd sąsiednich. Mgławica ta zajmuje miejsce pomiędzy Rigelem a najbardziej na południe położoną gwiazdą t. zw. Przepaski. Pierwszy Huyghens obserwował mgławicę przez lunetę, i, oprócz grubego szkicu jej nieregularnych zarysów, zostawił opis, w którym wyobraża mgławicę jako coś nader niezwykłego, dającego wrażenie, jak gdyby w tem miejscu przez otwór w sklepieniu przeświecało światło niebieskie. Cechą charakterystyczną mgławicy Oriona jest jej nader nieregularna postać.

Ciemna szczelina dzieli obraz mgławicy na dwie gałęzie; w tej szczelinie już przez zwykłą lunetę widzimy grupę złożoną z czterech oddzielnych gwiazd i zwaną trapezem w Orionie. Do tej grupy na-



Rys. 83. Wielka gromada gwiazd w Herkulesie.

leżą jeszcze dwie drobne gwiazdki widzialne przez silne narzędzia; jestto więc właściwie gwiazda sześciokrotna. Jakkolwiek nader liczne pomiary układu nie zdołały jeszcze wykryć w nim ruchu, to jednak pomimowoli następuje się myśl, że gwiazdy

te, a przynajmniej owe cztery jasne, są we wzajemnym związku i powstały prawdopodobnie przez zgęszczenie części mgławicy.

Wielka mgławica w Andromedzie przez silną lunetę przedstawia mieszaninę nader słabych gwiazdek i materii mglistej. Czyni to wrażenie, jak gdyby źródło światła było zasłonięte przezroczystą materią, na podobieństwo naprz. świecy, ukrytej za rogowym ekranem. Zdjęcie fotograficzne mgławicy (rys. 84) pozwala rozpoznać, że materia kosmiczna przybrała tu postać płaskiego zwoju spiralnego, którego płaszczyzna leży prawie w kierunku płaszczyzny układu słonecznego, tak iż my dostrzegamy niejako wazki kant tych zwojów.

Naogół liczba jasnych mgławic jest nieznaczna; natomiast liczba mgławic teleskopowych jest prawie nieograniczona. W pogodną noc bezksiężycową już przez zwykłą lunetę rozpoznać można wiele setek mgławic; a przez wielkie narzędzia współczesne poznano przeszło 10000 mgławic i wyznaczono ich położenie na niebie. Mówiąc o teleskopie zwierciadlanym, zauważyliśmy już, że płytka fotograficzna, umieszczona w ognisku tego narzędzia, jest o wiele potężniejszym środkiem do wykrywania mgławic, niż oko. Zdjęcia, które wykonał Keeler w obserwatorium Licka, dowodzą, że na niebie istnieje więcej, niż 200000 mgławic.

Jasne mgławice mają zazwyczaj postać nieforemną; w niektórych jednak przypadkach dają się rozpoznać prawidłowe zarysy. Nader godne uwagi są mgławice, których części jaśniejsze układają się w postaci spłaszczonych zwojów. Tego rodzaju mgławicę spiralną poznaliśmy już w Andromedzie; inna,

której płaszczyzna leży prostopadle do linii widzenia, jest podana na rys. 85. Tylko u niewielu jaśniejszych mgławic tego rodzaju można już przez lunetę rozpoznać czasami ślady poszczególnych zwojów; u większości jednak charakterystyczne kształty występują



Rys. 84. Wielka mgławica w Andromedzie.

dopiero na długo eksponowanych płytkach fotograficznych. Widmo mgławic spiralnych, o ile je dotychczas poznano, jest ciągle, a zatem zadziwiające te ciała niebieskie są odległymi gromadami gwiazd, nie zaś właściwymi mgławicami.

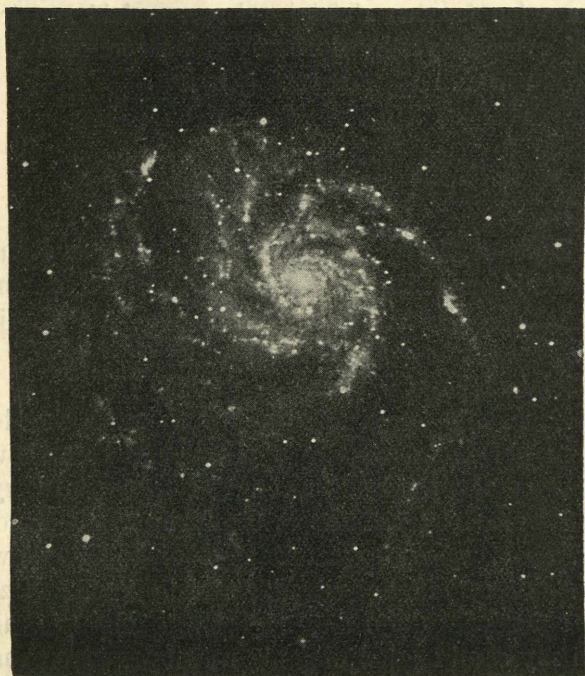
Osobliwe kształty posiadają również t. zw. mgławice pierścieniowe. Z tych najwięcej jest znaną mgławica pierścieniowa w Lutni (rys. 86), pomiędzy gwiazdami β i γ tego gwiazdozbioru. Przyglądając się badawczo mgławicy, widzimy, że wewnątrz pierścienia nie jest całkowicie ciemne, lecz jest wypełnione przymglonem światłem, słabszym, niż światło pierścienia.

Cały szereg innych mgławic posiada kształt okrągławej tarczy podobnej do tarczy planet. Są to t. zw. mgławice planetarne. Z mgławicami nieregularnymi i pierścieniowymi mają tę wspólną cechę, że ich widma są widmami gazów.

Co się tyczy składu chemicznego mgławic właściwych, to dotychczas nie udało się stwierdzić nie stanowczego ani przy pomocy teleskopu, ani na zasadzie badań spektroskopowych. Znaczna liczba mgławic posiada naprz. w widmie dwie lub trzy nieznanne linie zielone, których nie można utożsamić z jakimikolwiek liniami pierwiastków ziemskich. Oprócz tych linii szczególnie rozpowszechnione są w widmach mgławic linie helu i wodoru. Często jednak występują niewszystkie linie wodoru; dotychczas więc niewiadomo, w jakim stanie wchodzi w skład mgławic ten najbardziej rozpowszechniony pierwiastek.

Bez względu zresztą na to, z jakich pierwiastków składają się mgławice, jedno wiemy napewno, że są to ciała, będące w stanie nader rozrzedzonym. Gdyby ziemię naszą umieszczono pośrodku podobnej mgławicy, najpewniej nie zauważylibyśmy tego nawet; co najwyżej, może niebo wydawałoby się nam nieco jaśniejszem, niż obecnie. O stopniu rozrzedzenia materii kosmicznej mgławicy można poniekąd sądzić

z faktu, że rozciągłość tych ciał setki tysięcy razy przekracza rozciągłość całego naszego układu słonecznego. Gdyby materia mgławicy chociaż w przybliżeniu była doprowadzona tylko do tego stopnia



Rys. 85. Mgławica spiralna w W. Niedźwiedzicy.

najwyższego rozrzedzenia, do jakiego możemy sztucznie doprowadzić powietrze w naszych pracowniach fizycznych, to już rozległość aż po drogę Neptuna wystarczałaby w zupełności na pochłonięcie wszelkiego światła, przechodzącego przez tę warstwę; inni

słowy, podobnej grubości warstwa byłaby zupełnie nieprzezroczysta. Tymczasem większość mgławic, pomimo kolosalnych rozmiarów, tworzy jedynie najsubtelniejsze zasłony na niebie, poprzez które światło gwiazd przechodzi bez przeszkody nieledwie. Niepodobna więc jeszcze dzisiaj tak rozrzedzić powietrze naszej atmosfery, aby dorównywało mgławicom kosmicznym w ich nieznaczej gęstości.

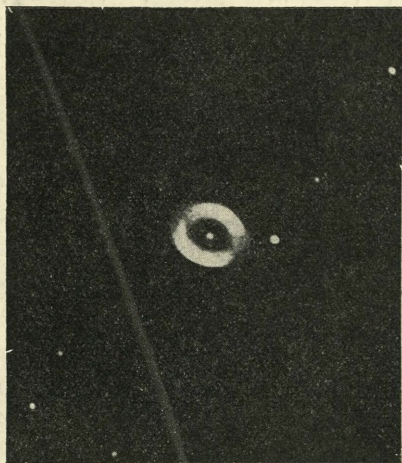
6. Droga Mleczna.

Zaznaczyliśmy już, że najmniejsza nawet luneta ukazuje nam Drogę Mleczną w postaci niezmiernego skupienia gwiazd, których oko nieuzbrojone nie dostrzega oddzielnie z powodu ich wielkiej odległości i słabego blasku.

Znaczenie Drogi Mlecznej w zagadnieniu, dotyczącym położenia naszego w przestrzeni wszechświata, jest nader doniosłe, a od czasu podstawowych prac *Herschla* zajmowało się nim wielu astronomów. Błyszcząca wstęga, opasująca niebo, jest niewątpliwie zbiorowiskiem gwiazd; wszelako istotny kształt tego zbiorowiska nie daje się prawie określić, albowiem my sami znajdujemy się wewnątrz jego granic.

Rzecz pewna, że światło Drogi Mlecznej pochodzi nie od gwiazd stojących obok siebie, lecz od ułożonych jedne za drugimi. Niema bezpośrednich pomiarów odległości owych dalekich światów, lecz fakt, że najbliższe nas gwiazdy, jak *Syryusz*, *Procyon*, *Atair*, *Wega* i inne, leżą w bliskości Drogi Mlecznej, naprowadza na myśl, że rozkład gwiazd stałych w przestrzeni, podobnie jak rozkład planet w ukła-

dzie słonecznym, istotnie zachodzi w jednej płaszczyźnie. W kierunku tej płaszczyzny gwiazdy są najbardziej skupione; w kierunku zaś prostopadłym do tej płaszczyzny, zatem w kierunku biegunów Drogi Mlecznej, daje się zauważyć zmniejszenie ich liczby. Koło o średnicy 1 stopnia w pobliżu biegunów Drogi Mlecznej zawiera przeciętnie dwie



Rys. 86. Mgławica pierścieniowa w Lutni.

gwiazdy widzialne przez małą lunetę; natomiast w samej Drodze Mlecznej 10 do 20.

Znawcy Drogi Mlecznej, nap. E a s t o n, twierdzą, że, gdybyśmy się umiescili pośrodku jednej z owych płaskich mgławic spiralnych, któreśmy uznali za gromady gwiazd, widzielibyśmy na niebie podobnie świetlisty pierścień, jak ten, który nam przedstawia Droga Mleczna. Gęściejsze zwoje mgławicy dałyby

nam obraz szczególnie świetnych miejsc pierścienia, podobnych do jasnych gromad gwiazd, jakie dostrzegamy w naszej Drodze Mlecznej, w gwiazdozbiorze Łabędzia lub na południe gwiazdozbioru Tarczy Sobieskiego. W założeniu, że nasza Droga Mleczna istotnie ma układ spiralny, udało się nawet Eastonowi sporządzić mapę tego układu. Jeżeli pogląd ten jest słuszny, tedy mgławice spiralne, składające się, jak wskazuje ich widmo, z gwiazd, są może odległymi układami dróg mlecznych. Z faktu, że nie udało się jeszcze ani jednego z tych licznych ciał niebieskich rozwiązać na gwiazdy, wynika tylko, że ich odległość musi być niepomiernie wielka.

Rozwiązanie całego zagadnienia, dotyczącego układu Drogi Mlecznej, gromad gwiazd i mgławic, dziś jeszcze jest niemożliwe. Stulecie jeszcze nie upłynęło, od kiedy zaczęto wogóle mówić o astronomii gwiazd stałych, i dziesiątki lat jeszcze przejdą, zanim zakończone zostaną prace przedwstępne do systematycznych studyów dotyczących budowy wszechświata. Pierwsze dwa stulecia po wynalezieniu lunet były poświęcone badaniu naszego najbliższego sąsiedztwa w przestworzach, naszego układu planetarnego. Dziś przekroczyliśmy granice naszej rodziny słonecznej. Tutaj, w dziedzinie słońc bez liku, nowe zjawiają się zagadnienia dla ducha ludzkiego, a liczba ich jest tak wielką, że dopiero praca wielu przyszłych pokoleń zdoła może choć w części wyjaśnić zagadnienia, jakich z dnia na dzień dostarcza nam badanie nieba gwiazdzistego.

SPIS ALFABETYCZNY.

- Aberacya gwiazd** 242.
Achilles 205, 215.
Adams 235 in.
Aerolity 285.
Airy 235.
Alcyone 314.
Aldebaran 302, 314, 338.
Algol 310, 343 in., 346, 348.
Analiza widmowa 75 in., 77 in., 337.
Anderson 348.
Andromeda 290, 310.
Andromedidy 290.
Antares 302, 320.
Apeniny na księżycu 130.
Aphelium 156, komet 261.
Aquarius (Wodnik) 312.
Aquila (Orzeł) 312, 319.
Arago 234 in.
Argelander 229.
Ariel 232, 312.
Aries (Baran) 31 in., 42, 312 in.
Arktur 317 in., 330 in., 338.
Arrhenius 293, 297.
Asteroidy 88, 195 in.
Astronomiczne biuro centralne 260.
Atair 312, 319, 327, 358.
Atmosfera gwiazd 338, **Jowisza** 210, **księżycyca** 134 in., **Marsa** 191 in., **Merkurego** 166, **Saturna** 219, **słońca** 92 in., **Ura-
na** 231, **Wenus** 175 in., **ziemi** 119 in., 340.
- Auriga (Woznica)** 310.
Auwers 326.
- Backlund** 271.
Baran (Aries) 31 in., 42, 312 in.
Barnard 186 in., 213, 230.
Bessel 62, 235, 326, 335.
Beteigeuze 316, 339.
Bianchini 173.
Bieg komet 260 in., **wpływ pla-
net wielkich** 265, 274 in., 277.
Bieg roczny ziemi 29 in., 38 in.
Bieguny Marsa 184, 191 in., **nie-
ba** 12, 13, 24, **słońca** 93.
Biela 272.
Bielopolski 175.
Bliznięta (Gemini) 31 in., 314.
Bode 229. **B. szereg** 158 in., 195.
Bond 220, 226, 278.
Bootes (Wolarz) 317.
Bouvard 234.
Boys 114.
Braun K. 114.
Brooks 274.
Bunsen 79.
Burnham 333.
Byk (Taurus) 31 in., 291, 313 in.
- Campbell** 170, 185.
Cancer (Rak) 314.
**Canis major, minor (Pies wielki,
mały)** 316.
Capella (Kozia) 310, 317, 327, 336.
Capricornus (Koziorożec) 312.

- Cassegrain 65.
 Cassini 173, 219 (przerwa C.), 226.
 Cavendish 113 (waga), 115.
 Cefeusz 304.
 Celownica 71.
 α Centaura, paralaksa i odległość 327, czas obiegu 333, orbita 334.
 Ceres 195 in.
 Cerulli 187, 189.
 Cetus (Wieloryb) 313.
 Challis 235 in.
 Chance & C-o 62.
 Chandler 118.
 Chromosfera 100 in., 152.
 Chronograf 85.
 Ciężenie 111 in.; cięż. powszechne i jego prawa 245, 264, wpływ na drogi planet 246 in., na obrót gwiazd podw. 333.
 Ciężar 249 in., c. a masa 250.
 Ciężar planet 249 in. (sposób obliczania), słońca 103, ziemi 111 in., 251.
 Ciśnienie światła i prawo Maxwella 293.
 Clairaut 265.
 Clark Alvan 61 in., 335.
 Clark syn 62.
 Coma Berenices (Włosy Bereniki) 318.
 Common 67.
 Cooke 61.
 Corona borealis (Korona północna) 318.
 Cowell 267, 269.
 Crommelin 267, 269.
 Cudowna w Wielorybie (Mira Ceti) 343.
 Cygnus (Łabędź) 311.
 Cynozura 41.
 Cyntia 171.
 Czas astronomiczny 19, gwiazdowy 37, 59, 83, 305 in., 309, 317 in., miejscowy 19, normalny 20 (strefy Amer. Półn. 21), prawdziwy, średni 18, środkowo-wschodnio, zachodnio-europejski 20.
 Czasu równanie 18, wyznaczanie 17 in.
 Daguerre 68.
 Data 21 in.; linia graniczna 22 in.
 Dawes 62.
 Deimos 194.
 Deklinacja 59.
 Delfin (Delphinus) 319.
 Deneb 311 in., 318.
 Dione 226.
 Długość geograficzna 171 in. (wyznaczanie), 19, 26, 28, 81, 216.
 Doba 18; d. gwiazdowa 37, 305.
 Dollond 48 in.
 Donati 277 in.
 Draco (Smok) 309.
 Draper 68.
 Droga księżycza 121 in., 146, Marsa 181, Merkurego 162 in., Urana 230, Saturna 228 in., ziemi 29 in., 38.
 Droga mleczna 291, 303, 310 in., 312 in., 318 in., 358 in.
 Drogi komet 260, 276, księżyców Jowisza 213 in., planet 154 in., 157, planetoid 199 in.
 Easton 359 in.
 Ekliptyka 25, 32, 34 in., 139, 157, 291, 312; pochylenie ekl. 33 in., 39.
 Ekwatoryał 58.

- Elementy drogi ciała niebieskie-
go 265.
- Elipsa 154, 260 in., 262 in., ogni-
sko el. 154, promienie wodzące
(*radius vector*) 159 in.
- Elkin 291.
- Elongacya 156 in., el. Merkurego
163 in., Wenus 172.
- Enceladus 226.
- Encke'go przerwa 219 in.
- Equulei 333.
- Ernst M. 298.
- Eros 203 in., okresowe zmiany
blasku 204 in., paralaksa 241.
- Eter 73.
- Euler 117 in., 293.
- Fabricius Dawid** 243 in.
- Fale eteru 73.
- Fali świetlnej długość 73 in.
- Fazy księżyca 124, Merkurego
166, Wenus 171 in.
- Feil 62.
- Fidzy 22.
- Fizeau 68.
- Flamsteed 229, 234.
- Flint 48 in., 60 in.
- Flora 241.
- Fobos 194.
- Fomalhaut 313, 327.
- Fosforos (gwiazda poranna, We-
nus) 171.
- Fotografowanie nieba 67 in.,
70 in., 80 (przy badaniach spek-
troskopowych), 303 (zdjęcia
gwiazd).
- Fotometr 347.
- Fotosfera 91, 101, 102 (tempera-
tura).
- Foucault 67 in.
- Fraunhofer 61, 78 in. (linie Fr.).
- Galileusz** 171, 212, 217 in.
- Galle 220, 236.
- Gassendi 167.
- Gauss 196.
- Gemini (Bliźnięta) 314.
- Georgium Sidus (gwiazda Jerze-
go, Uran) 229.
- Gęstość gwiazd 341 in., Jowisza
209, Saturna 218 in., słońca
103, ziemi 109, 111 in.
- Goldsmidt 198.
- Goodricke 343.
- Gould 229.
- Graff K. 183.
- Grawitacya 111 in.
- Greenwich 17, 20, 22 in., 26 in.,
81.
- Gromada gwiazd w Herkule-
sie 319, 352 in., w Perseuszu
310, 352, w Plejadach 314, w Ra-
ku 314.
- Gromady gwiazd 350 in., ich wid-
ma 351.
- Grubb 63, 66.
- Grzegorz XIII 43.
- Guinand 61.
- Gwiazda Biegunowa 13 in., 41,
308, 310, Jerzego 229, poranna,
wieczorna 171.
- Gwiazdozbiory 11, 32, 303 in., ich
rozdzielanie 304 in.; gw. jesien-
ne 309 in., 320. letnie 318 in.,
okołobiegunowe 15 in., 307 in.,
318, wiosenne 317 in., zimowe
313 in., zwierzyńcowe 312 in.,
320.
- Gwiazdy nowe 347 in., ich po-
wstawanie 349, widmo 350. Gw.

- okołobiegunowe 14in., podwójne 332in. Gw. spadające 89, 283, 290in., ich pochodzenie 291;peryodyczność rojów gw. spadających 286. Gw. spektroskopowe 335, teleskopowe 302in., 324, zmienne 343in.
- Gwiazdy stałe** 1, 3in., 298-360. Ich aberacja 242, atmosfera 338; barwa 301in.; blask 300in., 343; budowa i gęstość 341; gromady 303, 310, 314, 319, 350in.; historia 340; klasy wielkości 300in.; liczba 302in.; odległość 303, 320in., 327in., 328in. i jej wyznaczenie 321in.; paralaksy 324in.; par. roczna 322in.; ruch 320in., r. pozorny w ciągu doby 10, wiorowy 299; ruch własny i jego szybkość 328in.; temperatura 299in., 302, 341; widma 337in.; wiek 340, 342; wielkość 300in., 342in.; własności fizyczne 336in.
- Hale** 97.
- Hall A.** 193in.
- Halley** 167, 241, 264in., 269.
- Heis** 229.
- Hektor** 205, 216.
- Hel** 339in., 350, 356.
- Heliometr** 326.
- Helmert** 108.
- Hencke** 196.
- Henry bracia** 64.
- Herkules** 304, 319, 339.
- Herodot** 148.
- Herschel J. (syn)** 51, 333.
- Herschel W.** 53, 134, 165, 174, 226, 229in., 234, 298, 332in., 358.
- Hesperos** (gwiazda wieczorna, Venus) 171.
- Hind** 269.
- Hipparch** 240, 347.
- Holden** 223.
- Horyzont** 11.
- Huggins** 151.
- Hull** 294.
- Humboldt Aleksander** 286.
- Hussey** 185.
- Huyghens** 112, 182, 206, 218, 225in., 352.
- Hyjady** 314.
- Hyperbola** 260in., 262in., 291.
- Hyperion** 225in., 228.
- Hypoteza mgławicowa, nebularna** 106.
- Iloraz Marsa** 254, słoneczny, ziemski 253.
- Janssen** 150in.
- Japetus** 226in.
- Jednostka astronomiczna** 240in., 244.
- Jeziro słońca na Marsie** 185in.
- Jolly** 114.
- Jonizacja gazów korony słonecznej** 295.
- Jowisz** 88in., 90, 155, 158, 195in., 201in., 205—216, 218, 234, 237.
- Atmosfera** 210. **Barwa** 206. **Blask** 206in. **Budowa fizyczna** 209in. **Ciążenie na J.** 209. **Czerwona plama** 208. **Gęstość** 209. **Księżyc** 211in., ich drogi i wielkość 213in., przejścia i zaćmienia 215in. **Kształt tarczy** 207. **Masa** 206, 209, 254. **Objętość** 205in., 209. **Opozycje** 206. **Powierzchni**

- nia 206in. Rok i ruch wirowy 206. Światło i temperatura 211. Wpływ na bieg komet 274, na bieg Leonidów 290.
- Junona 196.
- Jutrzenka 171, 206.
- Kalendarz** 40, astronomiczny 215in., Gregoryjański 43in., Juliański 43.
- Kamienie meteoryczne 285.
- Kapteyn 326.
- Kastor 314.
- Kasiopea 309in., 318, 348.
- Kąt godzinny 59.
- Keeler 217, 224, 354.
- Kelvin lord 110.
- Kepler 159, 295.
- Keplera prawa 159in., 204, 224, 230, 240, 333.
- Kirchhof 79.
- Kirkwood 202in.
- Kleweit 340.
- Kłos (Spica) 318, 336.
- Kolury równonocne 36.
- Koła godzinne 26in., 36 (pierwsze k. g.), 59; koła równonocy wiosennej 27, szerokości 26. K. wrębne: porównań 34in., równonocy 36, 310, stanowisk słońca 34in., 36, 306.
- Koło południkowe 82in., zbieżeń 59.
- Kometa Biela 270in., 272in., 280, 289, Brooks'a 274, Donati'ego 277in., Encke'go 270in., 275. K. Halley'a 264 - 271, 275, 281, jej droga 264in., powroty 265in. Jowiszowa rodzina komet 273in. K. Lexella 273in., Morehouse 257.
- Komety 89, 256—283. Aphelium 261. Bieg 260in., 276, wpływ Jowisza 274in., planet wielkich 265, 274in., 277, Saturna i Urana 275. Blask 259, 282. Budowa fizyczna 281in. Drogi 260, 276. Głowa 256. Jądro 256, 259, 281. K-y a meteory 288in. Ogon 256, 259, 282. K-y peryodyczne 263in., 270, 272in., 275in. Pochodzenie 276in. Podział i rozpad 272in. Rodzina Jowiszowa 273in. Szybkość graniczna 262in. K-y świetne nowsze 277in., teleskopowe 259. Warkocz 256, 259, 282in., 293, 295 (teorya Maxwella). Widmo 282.
- Konjunkcja planety ze słońcem 156.
- Konstelacje 304.
- Koń Mały (Equuleus) 333.
- Kopernik 171, 212, 325in.
- Korona północna (Corona borealis) 317in., 319.
- Korona słoneczna 100in., 146in., 151in. Jonizacja gazów, wpływ ciśnienia światła 293, 296. Źródło jej światła 153.
- Koza (Capella) 310, 317in., 327, 336, 338.
- Koziorożec (Capricornus) 31in., 312, 320.
- Krigar-Menzel 114.
- Księżyc 6, 87, 121in., 243. Apeniny na ks. 130. Atmosfera 134in. Brzoźdy 133. Doliny i góry 129in., 145. Góra pierścieniowa

- Tycho 132, góry pierśc. 131. Leverrier 168, 234 in., 237, 288.
 Kwadry 124 in., 127, 129. *Mare Imbrium* 136. Mieszkańcy 135. 317 in.
 Morze burzliwe (*Mare Procellarum*), morze pogodne (*Mare Serenitatis*) 132. Nów 124, 137, 142. Lexell 273.
 Obieg 122 in., 246. Odmiiany 122 in. Odległość od ziemi 121, 143. Odpływy 135 in. Paralaksa 240. Pełnia 124, 129, 137 in. Pierścienie: Antocillusa, Archimedes, Aristillusa 130, Aristarcha 134, Kopernika 133. Postać 122. Libra (Waga) 318.
 Powierzchnia 126 in. Powietrze 134 in. Przyipywy 135 in. Ruch Lockyer Norman 151.
 wirowy 125 in. Rysy 133. Smugi 132. Szare światło 124. Średnica 122, 143. Węzły 139 in. Woda 134 in. Wysokość gór 131 in. Zaćmienia 138 in., 142; zaćm. całkowite i częściowe 140 in. Życie na księżycu 135. Lowell 165 in., 174 in., 185 in., 187 in.
 Księżyce 88. Ks-e Jowisza 211 in., 240. Pełnia 124, 129, 137 in. Pierścienie: Antocillusa, Archimedes, Aristillusa 130, Aristarcha 134, Kopernika 133. Postać 122. Powierzchnia 126 in. Powietrze 134 in. Przyipywy 135 in. Ruch wirowy 125 in. Rysy 133. Smugi 132. Szare światło 124. Średnica 122, 143. Węzły 139 in. Woda 134 in. Wysokość gór 131 in. Zaćmienia 138 in., 142; zaćm. całkowite i częściowe 140 in. Życie na księżycu 135. Luneta 45 in., budowa l. 60 in. L. fotograficzna 68 in. Koło zboczeń, k. godzinne 59. Mechanizm zegarowy 57, 59, 69. Oś biegunowa (godzinna) 56, 58, oś zboczeń 58. Siła powiększenia i wady l. 53 in. Ustawienie l. 55 in., ust. paralaktyczne (równikowe) 57, 69. L. zwierciadlana 46, 68. Zdolność rozpoznawcza l. 46.
 Lutnia (Lyra) 41, 311, 317 in., 328, 330, 345 in.; paralaksa α L-i 326.
 Księżyce 88. Ks-e Jowisza 211 in., Marsa 193 in., 195, Neptuna 237, Saturna 225—229, Urana 231 in., Wenus 178. **Ł**abędź (Cygnus) 311, 318, 360; paralaksa 61 Ł-a 326.
 Kule ogniste 283, 291. **M**addox 69.
 Küstner 117. Magnetyzm ziemski 293.
 Kwadry księżycy 124 in., 127, 129, Magnez 100, 338.
Lacus solis na Marsie 185 in. Mantois 64.
 Lagrange 247. *Mare Imbrium* 130, m. *Procellarum* (Morze burzliwe), *Serenitatis* (pogodne) 132.
 Lalandes 236. Mars 88 in., 90, 158, 161, 166, 180—195, 196, 200, 205. Atmosfera 191 in., badania spektroskopowe 192. Barwa 182. Deimos, Fobos, ich obieg i odległość 194.
 Laplace 247. Lassell 67, 232, 237. Lebiediew 294. Hloraz 254. Jasność 181. Jezioro słońca (*Lacus solis*) 185 in. Kanały 184 in., 189 in., 191. Księży-

- ce 193 in., 195 (wielkość). Masa 315, 352, pierścieniowa w Lutni 356, spiralna w W. Niedźwiedzi-
254. Mieszkańcy 180, 184, 190, cy 357.
193. Odległość 181. Opozyce Mgławice 300, 350 in., ich gęstość
181. Orbita, jej ekscentryczność 356, liczba 354, postać 354, skład
(mimośród) 181. Paralaksa 241. chemiczny 356, widmo 351, 355,
Plamy biegunowe 184, 191 in. wielkość 357.
Powierzchnia 182 in., 189 in., jej Mgławice planetarne 356, pier-
fotografie 187, 190. Rok Marsa ścieniowe 356, spiralne 354 in.,
180 in. Ruch wirowy 182 in. Wid- 360.
mo 191, 192. Mieszkańcy księżycy 135, Marsa
Masa 249 in., m. a ciężar 250. 180, 184, 190, 193.
M. Jowisza, Marsa, Merkure- Mikron 73.
go, Neptuna, Saturna, słońca Mimas 226.
246 in., Urana, Wenus 254, ziemi Mira Ceti (Cudowna w Wielory-
251, 253 in. bie) 313, 343 in., 346.
Mascart 271. Montanari 343.
Maskelyne 115. Narzędzia astronomiczne 45 in.,
Maxwell 223 in., 293. pomocnicze 80 in.
Mayer Christian 332. Narzędzie pędnikowe 82 in.
Mélotte 214. Neptun 88, 90, 155, 158, 161, 168,
Merkury 88 in., 90, 154 in., 157 in., 233—238. Barwa 233. Księżyc
161—170, 181, 213. Atmosfera 237. Kształt 237 in. Masa 233, 254.
166. Elongacje 163 in. Fazy 166. Objętość, odległość od słońca
Masa 254. Obieg 162 in., o. syno- 233. Ruch wirowy 233, 237. Wid-
dyczny 163. Obrót dookoła osi mo 233.
165. Odległość 161 in. Orbita Newton 66, 78, 111 in., 245 in.,
162, jej odchylenie 168 in. 260 in., 264, 333.
Powierzchnia 164 in. Przejścia Nichols 294.
167 in. Wielkość 161 in. Złącze- Niebo, widok z ziemi 7 in.; atlas
nia 162 in. fotograficzny 71 in.
Merz 61. Niedźwiadek (Scorpius) 31 in.;
Messier 273. 320.
Metale 338. Niedźwiedzica Mała (Ursa mi-
Meteory 89, 283—286, ich pocho- nor) 16, 308.
dzenie 29 in., 297. M. a komety Niedźwiedzica Wielka (Ursa ma-
288 in. jor) 16, 307 in., 318.
Metoda wzroku i słuchu 85. Nowa Keplera 348, w Perseuszu
Mgławica Andromedy 310, 352, 350, Tychona 348.
354 in., kosmiczna 340, Oriona

- Nów księżycy 124, 137, 142.
Nyrén 117.
- O**beron 231.
Obieg synodyczny Merkurego 163, Wenus 172.
Objektyw 46 in., 60 in., zbiorowy 49.
Obraz odległego przedmiotu 51 in.
Obserwatorium berlińskie 220, w Captown 281, Cerulli'ego 187, w Cordobie 281, w Flagstaff 165, w Greenwich 17, 20, 23, 26, 235, Harvarda 61, 204, 226, 278, w Heidelbergu 198, Licka 62, 64, 67, 213 in., 335, 354, Lowella 185, 187 in., paryskie 219, 236, w Pułkowie 61 in., 271, w Washingtonie 232, Yerkes'a 46, 62 in., 63 in.
Odbicie świetlne 292.
Odległości ciał niebieskich 6 in., 320. Pomiary odl. w przestrzeni 238 in., 321 in. Sposoby pośrednie wyznaczania odl. 242 in., 244 in.
Odległość gwiazd stałych 320 in., 324 in., księżycy 121, 143, 240, księżyców Saturna 226, Marsa 181, Merkurego 161 in., Neptuna 233, planet 158 in., 240 in., słońca 90 in., 143, 179, 204, 241, Urana 230.
Odmiany księżycy 122 in., 124.
Odpyły morza 135 in.
Ognisko drogi planety, elipsy 154.
Ognisko w reflektorze 65, soczewki refraktora 47.
- Ogniskowa płaszczyzna 51.
Okresy zaćmień 140.
Okular 46, 52 in.
Olbers 196, 199, 286.
Ophiuchi (Wężownika) α 319.
Opozycya planety 156.
Opozycye Jowisza 206, Marsa 181, Saturna 217.
Oppolzer 288 in.
Orion 315 in.
Orzeł (Aquila) 312, 319.
Oś biegunowa (godzinna) 56, 58, zbieżność lunety 57 in.
Oś chwilowa wirowania ziemi 116 in., oś główna wir. z. 117.
Oś świata 26.
Otwór wolny obiektywu w reflektorze 65, w refraktorze 46.
- P**alisa 198.
Pallada 196, 199.
Panna (Virgo) 31 in., 318, 336.
Parabola 260 in., 262 in.
Paralaksa 121, 239 in., 244 in., 322 in., par. roczna 322 in.
Paralaktyczne ustawienie 57 in.
Paruszowice na Szląsku 108.
Patrikl 205, 216.
Pegaz 310, 312 in.
Pełnia księżycy 124, 129, 137 in.
Perihelium 156.
Perrine 214.
Perseidy 289.
Perseusz 288 in., 310, 343 in., 348; gromada gwiazd w P. 310.
Peters 198.
Phoebe 226 in.
Piazzi 195.
Pickering W. H. 170, 194, 226.

- Pierścień Antocillusa, Archimede-
 desa, Aristillusa 130, Aristarcha
 135, Kopernika 155.
- Pies mały, wielki (Canis minor,
 major) 316 in.
- Pion, odchylenie w górach 115.
- Piscey (Ryby) 312.
- Piscis austrinus 313.
- Planeta przedmerkurowa 170.
- Planetoidy 88, 158, 195 in.; ich dro-
 gi 199 in.; obserwacja met. fo-
 tograficzną 198; pochodzenie pl.
 200; rozkład w przestrzeni po-
 między Marsem a Jowiszem 195,
 200 in., 205; ruch dzienny średni
 201.
- Planety 4 in., 32, 87 in., 154 in.,
 dolne, górne 155, małe 195—205.
 Aphelium 156. Drogi planet
 154 in., ich ekscentryczność 154,
 pochylenie i węzły 157. Elonga-
 cya 156 in. Konjunkcya (złącze-
 nie) ze słońcem 156. Odległości
 158 in. Opozycya (przeciwstawi-
 enie) 156. Prawa Keplera
 159 in. Perihelium 156. Punkt
 odsloneczny i przysloneczny
 156. Szereg Bode'go 158 in. Śred-
 ni ruch dzienny 201. Układ wza-
 ajemny planet 154 in. Wpływ na
 bieg i drogi komet 265, 274 in.,
 na bieg Leonidów 290.
- Plejady 291, 314 in., 339, 352.
- Pochodnie słoneczne 96 in.
- Pochylenie drogi 157, ekliptyki
 33.
- Polluks 314.
- Polyhymnia 199.
- Południe 17 in.
- Południk 17, (zasadniczy, niebies-
 ki) in.
- Pomiary ziemi, międzynarodowe
 biuro centralne 107, 118.
- Pontécoulant 267.
- Pory roku 30 in., 33, 38, 39,
 42 in.
- Poszukiwacz 58.
- Powierzchnia Jowisza 206 in.,
 księżycy 126 in., 131 in., Marsa
 182 in., 187, 189 in., Merkurego
 164 in., Saturna 218, słońca 91,
 93, Urana 231.
- Powiększenie lunety 53 in.
- Poziom 11, 34 in.
- Półcień ziemi 141.
- Północ 21.
- Praesepe 314, 352.
- Prawo ciężenia powszechnego
 111 in.
- Precesya punktów równonoc-
 nych 40 in., 42.
- Procyon 316, 327, 335, 358.
- Promienie wodzące 159.
- Promieniowanie 73.
- Protuberancje 99, 101, 147, 150.
- Przeciwstawienie planety 156.
- Przejęcia księżyców Jowisza
 215 in. Przejęcia Merkurego
 167 in., Wenus 175 in., 178 in.
- Przepaska Oriona 315, 352.
- Przyptywy morza 135 in.
- Ptolemeusz 43, 304.
- Punkt odsloneczny, przysło-
 neczny 156.
- Punkt promieniowania meteo-
 rów 287 in., 290.
- Punkt równonocy jesiennej 34
 in., wiosennej 26 in., 34 in.,

- 36, 40 in. (precesya, wyprzedanie), 306, 312.
 Punkty walne 36.
- Radius vector** 160.
- Radyant meteorów 287.
- Rak (Cancer) 31 in., 292, 314.
- Reflektor 46, 64 in., 67.
- Refrakcyja światła w atmosferze ziemskiej 119 in.
- Refraktor 45 in., 53, 60 in., 68; soczewki r. 46 in.
- Regulus 314.
- Repsold bracia 64.
- Rhea 226 in.
- Richardz 114.
- Rigel 316, 338, 352.
- Ritchey 67 in.
- Rok 40 in., gwiazdowy 42, Jowisza 206, Marsa 180 in., Merkurego 162 in., przestępny 43, Saturna 217, słoneczny 42, Urana 230, Wenus 172, ziemi 38, zwrotnikowy 42.
- Rosenberger 267.
- Rosse lord 65, 67.
- Rosya 22, 44 (kalendarz).
- Rozszczepianie światła w atmosferze 120, przez pryzmat 47 in., w reflektorze 65.
- Równik niebieski 25, 28, 30, 32, 34 in., słońca 93, 94 (pochylenie), ziemi 24.
- Równoleżniki 26.
- Równonocy punkty 34 in., 36, 40 in.
- Ruch ciał niebieskich (badanie spektroskopowe) 79 in.
- Ruch dzienny ciał niebieskich 10, 13 in., r. dz. średni planet 201.
- Ruch istotny dzienny i roczny ziemi 38.
- Ruch pozorny dzienny i roczny sklepienia niebieskiego 38.
- Ruch wirowy gwiazd 299, Jowisza 206, księżycza 125 in., Marsa 182 in., Merkurego 165, Neptuna 233, 237, Saturna 218 in., słońca 93, Urana 230, Wenus 172 in., ziemi 10, 28, 38.
- Ruch własny gwiazd 328 in.
- Rutherford 68.
- Ryby (Pisces) 31 in., 42, 312. R. południowe 313.
- Safo** 241.
- Samoa 22.
- Saros 148 in.
- Saturn 88 in., 90, 155, 157 in., 217—229, 230, 234, 237, 265, 292. Atmosfera 219. Barwa, blask 217. Budowa fiz., gęstość 218 in. Księżycze 225 in., ich obieg, odległość 226, położenie względem pierścieni 228 in., wielkość 225. Kształt 218. Masa 254. Opozycye 217. Pierścienie 217 in., 219 in., ich budowa fiz. 223 in., kształt 222, 220 in., ruch obrotowy 224, widmo 224, wielkość 223. Powierzchnia 218. Rok 217. Ruch wirowy 218 in. Wielkość 217. Wpływ na bieg komet 275.
- Schiaparelli 165, 174 in., 184 in., 188, 190, 289.
- Schott i S-ka 64.
- Schroeter 164 in., 173 in.
- Schwabe 95.
- Scorpius (Niedźwiadek) 320.
- Seeliger 170, 224, 349.

- Sfera niebieska 9 in.
 Siła ciężenia 111 in.
 Sklepienie niebieskie 1 in.; ruch pozorny 9 in., 37 in., r. p. dzienny 10 in., 38, roczny 39.
 Słońce 3 in., 87, 90 - 106, jako źródło światła i ciepła 91. Atmosfera 92 in. Bieg pozorny 30 in., 34 in. Bieguny 93. Budowa 100 in., bud. powierzchni 91. Chromosfera 99 in., 152. Ciepła źródło 103 in. Ciężar i gęstość 103. Fotosfera 91, 100 in. Iloraz 253. Jasność 92. Jądro 101. Korona 100, 146, 151 in., jonizacya gazów kor., wpływ ciśnienia światła 293, 295. Masa 103, 246 in. Odległość 91, 143, 179, 204, 241, 244 in. Paralaksa 241, 244 in. Pary wapnia 97 in. Plamy 94 in., 155. Pochodnie 96 in. Pory 95. Protuberancje 99, 150 in. Równik 93, jego pochylenie 94. Ruch obrotowy 93 in. Saros 148 in. Siły magnetyczne 153. Średnie słońce 18. Temperatura 102. Widmo 79. Wielkość 90 in. Wysoki 99 in., 146 in., 151 in. Zaćmienia 138, 142 in., 147 in., ich przewidywanie 148 in. Zaćmienia całkowite (centralne) 143 in., 145 in., 152, obrączkowe 144.
 Smok (Draco) 309.
 Soczewki 46 in., 61 in.
 Sód 338, 350.
 Spektr 74, 78.
 Spektroheliograf 97, 99.
 Spektroskop 72 in., 78. Badanie gwiazd (właściwości fiz.) 337, gwiazd nowych 350, Marsa (atmosfery i powierzchni) 191 in., ruchu ciał niebieskich 79 in., 174, 336, bad. słońca 97, 99 in., 339, zaćmienia słońca 150 in.
 Spica (Kłos) 318.
 Stanowisko letnie i zimowe słońca 36, 39.
 Steinheil 64, 67.
 Stożkowe przecięcia 261.
 Strefy czasu norm. Amer. Półn. 21.
 Struve O. 326, 333.
 Struve Wilhelm 326, 333.
 Strzelec 31 in., 320.
 Swea 197.
 Swift 169.
 Syryusz 62, 302, 316, 327, 335, 338, 358.
 Szare światło księżycy 124.
 Szerokość geograficzna 10, 13, 28, 58, 115 in., (wahania).
 Szkło koronne (potasowe) 48 in., ołowiane 48.
 Szkło oczne 46, 52, przedmiotowe 46.
Średnie słońce 18.
 Światła ciśnienie 293, 297, prawo Maxwella 293 in., wpływ na komety 295, na koronę słoneczną 296. Fala 73, skład 74, szybkość światła 2, 242.
 Światło zodyakalne (zwierzyńcowe) 170, 291 in., jego pochodzenie i widmo 292. Odbicie świetlne 292.
Tales z Miletu (zaćm. słońca) 148.
 Tarcza Sobieskiego 360.

- Taurus (Byk) 313.
 Teleskop 46, t. zwierciadlany 64.
 Temperatura fotosfery 102,
 gwiazd 341, Jowisza 211, słońca
 101 in., wnętrza ziemi 109.
 Tetys 226.
 Themis 226 in.
 Titius 195.
 Tlen 339.
 Tlenek węgla 339.
 Towarzysze planet 88.
 Trapez w Orionie 353.
 Triangulacja 239.
 Tycho, góra pierśc. na księżycu
 132.
 Tycho Brahe 348.
 Tytan 225 in., 228.
 Tytania 231.

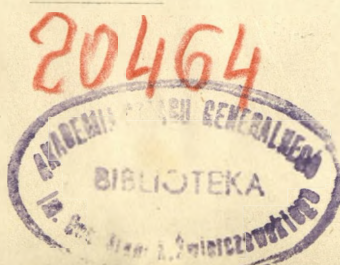
Układ słoneczny 6, 87 in., ruch
 własny 328 in.
 Umbriel 232.
 Uran 88, 90, 155, 157 in., 229—233,
 234 in., 266. Atmosfera 231. Księ-
 życe 231 in. Kształt tarczy 230.
 Masa 254. Bieg dokoła słońca,
 odległość, powierzchnia, ruch
 wirowy, wielkość 230. Widmo
 231. Wpływ na bieg komet 275.
 Ursa major, minor (Wielka i Mała
 Niedźwiedzice) 308.
 Ustawienie lunety 55 in., 57, 69.

 de **Vico** 173 in.
 Virgo (Panna) 318.
 Vogel H. C. 338.

Waga (Libra) 31 in., 318.
 Wahadło kompensacyjne 86.

 Wahanie biegunów ziemi 110,
 116 in., 118.
 Wallis 225.
 Wapień 100, 339, 350.
 Warner & Swasey 64.
 Warren de la Rue 68.
 Wattson 169.
 Wega 31 in., 302, 311 in., 318, 327,
 329 in., 338, 358; paralaksa 326.
 Wenus 88 in., 90, 155 in., 158, 166,
 171—180, 206, 208, 244. Atmosfe-
 ra 175 in. Fazy 171 in. Księżyc
 178. Masa 254. Obieg synodycz-
 ny 172. Paralaksa 241. Przejścia
 175 in., 178 in. Ruch wirowy
 172 in., bad. za pomocą spektro-
 skopu 175.
 Westa 196.
 Węgiel 339.
 Węglowódz 339.
 Węzły dróg planet 157.
 Węzły księżycy 139 in., 142.
 Wężownika (Ophiuchi) α 319.
 Widmo 74 in., 78., absorbcyjne
 76, ciał gazowych, płynnych,
 rozżarzonych, stałych 75, ciągłe
 75, 77, liniowe 76, na fotogra-
 fii 80, nieciągłe, przerywane 75,
 złożone 76.
 Widmo gwiazd 337 in., gwiazd
 nowych 350, komet 282, Marsa
 191 in., Neptuna 233, Saturna
 224, słoneczne 79, 340, światła
 zwierzyńcowego 292, Urana 231,
 Wenus 175, wodoru 76.
 Widnokrąg 11.
 Wielkość gwiazd 300 in., Jowisza
 205 in., 209, księżycy 122, Mer-
 kurego 161 in., Neptuna 233, Sa-

- turna 217, słońca 90 in., 143, Ura-
na 230; w. i postać ziemi 106 in.
Wieloryb (Cetus) 313, 343.
Wiktorya 241.
Witt 203.
Włosy Bereniki (Comae Bereni-
ces) 318.
Wodnik (Aquarius) 31 in., 312,
320.
Wodór 76 (widmo), 100, 338 in.,
350, 356.
Wolarz (Bootes) 317, 331.
Wolf Max 198, 205, 257, 267.
Wollaston 78.
Wóżnica (Auriga) 310, 318,
335 in.
Wóz wielki 307 in.
Wschód, zachód słońca 39,
gwiazdy 39, 305.
Wszehświat 2 in., 5 in. (wiel-
kość).
Wyprzedzanie punkt. równo-
nocn. 40.
Wysoki słoneczne 99 in., 101,
146 in., 151 in.
Wysokość bieguna 13.
Wyznaczanie położenia ciała
niebieskiego 24 in.
Wznoszenie proste 27 in., 59, 81,
83.
Zaćmienia księżyca 138 in., 142;
zaćm. całkowite i częściowe
140 in. Okresy zaćmień 140. Z.
księżyców Jowisza 215 in.
Zaćmienia słońca 138, 142 in.,
145 in., 169 in.; zaćm. całkowite,
centralne 143 in., 145 in., 152,
częściowe, obrączkowe 144.
Obserwowanie przez spektro-
skop 150 in. Przewidywanie za-
ćmień 148 in.
Załamanie światła w atmosferze
ziemi 119 in., 142, w pryzmacie
74, w soczewkach 48 in.
Zboczenie gwiazdy 27 in., 59, 81,
83 in.
Zegar 86, z. gwiazdowy 37, 83 in.,
306.
Zeiss 67.
Zenit 12, 308, 310, 313 in., 317 in.
Ziarnista budowa powierzchni
słońca 91.
Ziemia 1, 4, 87 in., 90, 106 in., 155,
158. Atmosfera 119 in. Bieg rocz-
ny 29 in., 305. Cień ziemi 138 in.
Ciężar 111 in., 115, 251. Droga
29 in., 247, 321 in. Gęstość 109,
111 in. Iloraz 253. Magnetyzm
293. Masa 251, 253 in. Ruch istot-
ny dzienny i roczny 38. Ruch wi-
rowy 10, 28, 38. Temperatura
109. Wahania biegunów 110,
116 in., 118. Wielkość i postać
106 in. Wnętrze 108 in.
Złączenie Merkurego 162 in., pla-
nety ze słońcem 156.
Zodyak 32, 312.
Zorze biegunowe 293.
Zwichnięcia biegu planet 246.
Zwierzyńcowy pas 31 in.; znaki
zw. 32, 312.
Żelazo 338 in., z. meteoryczne
285.
Życie na księżycu 135.



CORRIGENDA.

<i>Na str.</i>	<i>w wierszu</i>	<i>zamiast</i>	<i>powinno być</i>
59.	15. od dołu	osi	kole
93.	2. od góry	pionowo	prostopadle
115.	22. „ „	geodezistom	geodetom
127.	nad rysunkiem	<i>Połuanie</i>	<i>Południe</i>
194.	8. od dołu	Fobos	Deimos
311.	1. „ „	Ostatni	Ostatnia

Wydawnictwa G. Centnerszvera i S-ki w Warszawie.

DARWINIZM A WIEDZA WSPÓŁCZESNA

TREŚĆ:

- L. Krzywicki. Słowo wstępne o wpływie darwinizmu na nasz światopogląd i o nastroju umysłowym, jaki darwinizm wytworzył.
- H. Höffding. Wpływ pojęcia ewolucji na filozofję współczesną.
- W. C. D. Whetham. Ewolucja materji.
- R. 1.80, w oprawie R. 2.55.
- George Darwin. Geneza gwiazd podwójnych.
- C. Bouglé. Darwinizm a socjologia.
- J. B. Bury. Darwinizm a historia.
- P. Giles. Ewolucja a językoznawstwo.
- J. E. Harrison. Wpływ darwinizmu na badania w zakresie religji.

„Dobór zagadnień oraz nazwiska autorów wystarczają zupełnie jako najlepsza rekomendacja książki“.

J. S. (Wszelchświat z dn. 19. II. 1911).

„...rozprawy te dają w kilku rysach naszkicowany, ale wielki obraz ogromnego znaczenia, jakie miała teoria ewolucji dla wszystkich nauk...“

Dr. Władysław Witwicki (Ruch filozoficzny z dn. 15. II. 1911).

„...Przyswojenie literaturze polskiej tej pracy zbiorowej jest niewątpliwie wielką zastugą nakładcy i tłumaczy. — Gorąco też można polecić książkę powyższą inteligencji polskiej...“

K. Stołyhwo. (Nowa Gazeta).

PROF. DR. JÓZEF NUSBAUM

IDEA EWOLUCYI W BIOLOGII

555 str. tekstu z 46 rys., 7 tablic, 10 portretów. R. 5.50, w opr. R. 6.50.

„W niej przystępnie, a zarazem wszechstronnie, wyłożoną została historia wraz z zasadami nauki... Nie z miernej wagi publikacja, dzieło, które powinno stać się księgą podręczną u całej naszej inteligencji. Nauka ewolucji... ledz powinna w osnowie, jako główny fundament światopoglądu nowegożytnego, powszechnego, by rozproszyć nareszcie mroki, przesady i wierzenia, datujące się ze starożytności.“

„...Tę dokonać potrafi praca prof. Józefa Nusbauma, czego jej najserdeczniej życzymy“.

Dr. B. Dybowski (Kuryer Lwowski).

„...książka ta zaznajamia nas z rozwojem darwinizmu, z jego pochodniami i zboczeniami, jednym słowem daje obraz, o ile można, najpełniejszy, oświetla go jak najwyraźniej i podaje w formie bardzo łatwej nawet dla najmniej z naukami przyrodniczymi obeznanych do przyswojenia... wdzięczni powinniśmy być też autorowi i za to, że nie ominął również wskazania, jaki wpływ wywarł darwinizm na naukę polską...“

Adam Czartkowski. (Nowa Gazeta).

Th. H. Huxley. Zasady Fizjologii w opracowaniu Dr. I. Rosenthala. Przekład Dr. Adama Landego z czwartego poprawionego wydania 1910 roku. 105 rycin.

R. 3.20
opr. półc. „ 3.80
w półsk. „ 4.20

„Znakomity ten wykład zasad fizjologii stanowi nie tylko podręcznik dla studiujących medycynę i nauki przyrodnicze, ale jest książką, którą z dużym pożytkiem przeczyta każdy człowiek inteligentny. Znajdzie on tu odpowiedź na wszystkie ważniejsze zagadnienia fizjologii i nauczy się patrzeć właściwie na funkcje organizmu własnego i organizmu zwierzęcego w ogóle.“ *Kurjer Warszawski z dn. 23/X 1911.*

Książkę tę „każdy lekarz przeczytać może z przyjemnością, dzięki bardzo udatnemu układowi i przejrzystości wykładu. Dla warstw inteligentnych jest to książka wyborna, doskonale opracowana, spolszczona bez zarzutu i godna polecenia... Książka ta zarówno dla wykładających, jak i dla uczniów jest pożądanym nabytkiem.“

J. Z. (Medycyna i Kronika lekarska, 11.XI. 1911).

„Książka jest po mistrzowsku jasno napisana i dlatego poleca się szczególnie początkującym“.

Zoologisches Centralblatt.

„Wykład jest ściśle naukowy, zgoła jednak nie wymaga wiadomości zawodowych; całość napisana w sposób nader przystępny, wobec czego gorąco polecamy światu nauczycielskiemu to nowe wydanie Huxley-Rosenthala *Zasad Fizjologii*“.

Pädagogischer Jahresbericht.

„Niema chyba drugiego dzieła, któreby tak, jak to, nadawało się do zapoznania nas z budową i czynnościami ciała ludzkiego: jestto arcydzieło popularnego, jednakże ani razu nie zwulgaryzowanego wykładu“.

Zeitschrift für mat. u. naturw. Unterricht.

„Dziółko to jest jedną z tych znakomych książek popularnych, których czytanie może być bardzo pożyteczne nawet dla zawodowca. Jak najgoręcej możemy je polecić każdemu lekarzowi, który w przyjemny sposób chce odświeżyć swą wiedzę fizjologiczną“.

Fortschritte der Medizin.

H. Höffding. Psychologia w zarysie na podstawie doświadczenia. Przekład Ad. Mahrburga.

R. 3.20
opr. w półsk. „ 4.20

H. Poincaré. Nauka i Hypoteza. Przekład M. H. Horwitza. R. 1.50
„ **Wartość Nauki.** Przekład Ludwika Silbersteina „ 1.50
„ **Nauka i Metoda.** Przekład M. H. Horwitza. „ 2,—

„Rzadko kiedy książka treści filozoficznej przyjęta została (zagranicą) z takim powszechnym entuzjazmem... jak te dzieła Poincarégo... Są one świetną odtrutką przeciw różnym pseudo-naukowym wykwitom na polu filozofji przyrody... Wdzięczność należy się tłumaczom za przyswojenie ich naszemu językowi“.

Prof. M. Smoluchowski. (Ateneum Polskie).

W DRUKU I NA UKOŃCZENIU.

A. E. Love. Zasady rachunku różniczkowego i całkowego. Przekład z angielskiego St. Kalinowskiego i W. Wojtowicza.

R. Eucken. Poglądy życiowe wielkich myślicieli. Przekład Dr. A. Zieleńczyka z dziewiątego wydania oryginału.

Prof. Dr. Józef Nusbaum. Embryologia.

BIBLIOTEKA

ASG

NAUKOWA

45884