

*Biblioteka*  
**PROBLEMÓW**

*Andrzej Wróblewski*

# **Z TAJEMNIC MARSA**

**PAŃSTWOWE WYDAWNICTWO NAUKOWE**



# Z tajemnic Marsa

Andrzej Kajetan Wróblewski

## Spis treści

Wstęp .....	3
Rozdział I Mars jako planeta .....	6
Rozdział II Obserwacje Marsa. Areografia .....	17
Rozdział III Księżycy. Wygląd nieba na Marsie .....	37
Rozdział IV Atmosfera .....	47
Rozdział V Klimat .....	64
Rozdział VI Czerwone pustynie .....	72
Rozdział VII Czapki polarne .....	79
Rozdział VIII Kanały .....	87
Rozdział IX „Morza” .....	100
Rozdział X Czyżby wulkany na Marsie? .....	109
Rozdział XI Czy istnieje życie na Marsie? .....	117
Zakończenie .....	128
Dodatek .....	128
Mapy powierzchni Marsa według E. M. Antoniadiego (1930) z alfabetycznym wykazem szczegółów .....	128
Literatura .....	143

## Wstęp

Spośród wszystkich planet naszego układu słonecznego Mars jest niewątpliwie planetą najbardziej interesującą ludzkość. Żadna inna planeta nie stała się przedmiotem tylu badań i obserwacji, tylu hipotez i zażartych dyskusji; o żadnej też innej planecie nie napisano tylu mniej lub więcej poważnych dzieł i rozpraw.

Złożyło się na to wiele przyczyn. Już w starożytności Mars zwracał na siebie uwagę swą czerwoną barwą, przypominającą krew czy łuny pożarów. Ciała niebieskie uważano wówczas za wyrocznie losów ludzkich i badając ich ruchy starano się zgłębić przyszłość własną czy też całego państwa.

Krwawy wygląd Marsa sprawił, że zaczęto go uważać za sprawcę wszelkich nieszczęść i wojen. Najstarsi astrologowie znad Tygrysu i Eufratu uznali Marsa za gwiazdę złowrogię boga Nergala, opiekuna wojen, dżumy i śmierci; ku jego czci budowano wielkie świątynie, których tarasy wykładano czerwonymi cegłami.

Od Babilończyków przejęły wiedzę astrologiczną inne ludy starożytne. U różnych narodów Mars nosił różne nazwy: Egipcjanie nazywali go Harmachisem, Persowie - Mirichem, Grecy - Aresem, a Rzymianie nadali mu nazwę Mars, której używamy do dziś. Wszędzie jednak i zawsze widziano w nim boga wojen, chorób i wszelkich nieszczęść, toteż ze szczególną uwagą śledzono jego ruchy.

Z odkryciem lunety rozpoczął się nowy okres badań Marsa. Już wkrótce zauważono znaczne podobieństwo zjawisk obserwowanych na Marsie i zjawisk zachodzących na Ziemi. Zaczęto więc go nazywać „Ziemią w mniejszym wydaniu”. Badaniom sprzyjała stosunkowo rzadka atmosfera Marsa umożliwiającą dokładne obserwacje jego powierzchni. Trzeba tu bowiem dodać, że z wyjątkiem Merkurego, powierzchnie innych planet są skryte pod grubą, gęstą warstwą atmosfery i niedostępne dla obserwacji.

Właściwy jednak wybuch zainteresowania Marsem nastąpił w roku 1877, kiedy to włoski astronom G. V. Schiaparelli odkrył na jego powierzchni tak zwane kanały. Odkrycie to rozpętało wśród astronomów prawdziwą wojnę. Tak więc nazwa Mars, bóg wojny, znalazła nieoczekiwane uzasadnienie. Dzieje tej osiemdziesięcioletniej walki o wyjaśnienie zagadek Marsa są bardzo ciekawe. Niekończące się zaciekle spory i dyskusje na kongresach, zjazdach i łamach pism ogarnęły nie tylko świat astronomiczny, ale i ogół ludzi inteligentnych. Dziś, choć zagadnienie kanałów Marsa zostało właściwie wyjaśnione, walka nie ustała, przeniosła się tylko na inne pola bitewne. Obecnie w kwestii Marsa zabierają głos nie tylko astronomowie, ale również fizycy, chemicy, biologowie i geologowie. Główną przyczyną obecnych sporów jest zagadnienie życia na Marsie.



*Rysunek 1 Mars według rysunku E. M. Antoniadiego wykonanego w dniu 8 XII 1926 r. (godz. 21.15) za pomocą 83-centymetrowego refraktora obserwatorium w Meudon*

Osiemdziesiąt lat wytrwałych badań sprawiło, że Mars jest dziś - oczywiście poza Ziemią - najlepiej poznaną planetą naszego układu. Mimo to jednak nasza wiedza o nim jest ciągle bardzo fragmentaryczna, pełna białych plam i znaków zapytania. Z biegiem czasu i w miarę rozwoju metod badawczych wyjaśniamy wiele wątpliwych zagadnień, ale pojawiają się coraz to nowe zagadki i często



zdarza się, że to co jeszcze przed kilkunastu laty wydawało się jasne i zrozumiałe, z powrotem staje się dziwne i niezwykle. Czerwony glob zazdrośnie strzeże swych tajemnic!

W książce niniejszej starałem się przede wszystkim przedstawić współczesny stan wiedzy o Marsie. Oprócz zagadnień dobrze zbadanych, co do których mamy pewne, niewątpliwe dane, opisałem również kwestie sporne i niewyjaśnione, które są przecież najciekawsze. Sporo miejsca poświęciłem również historii badań Marsa oraz dziejom „wojny o kanały”.

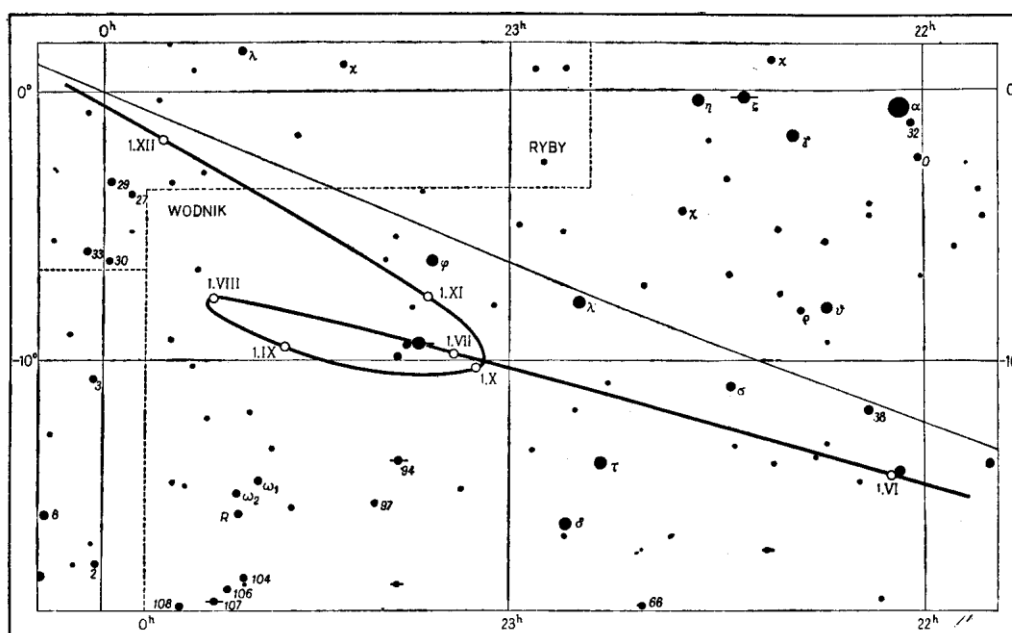
Nie chciałem jednak ograniczyć się do podawania faktów i informacji lecz dążyłem do ich uzasadnienia. Jakże często bowiem słyszy się pod adresem astronomów zarzuty: „To są przecież wszystko tylko hipotezy i fantazje, bo skąd wy możecie wiedzieć co się dzieje na odległych ciałach niebieskich”. Popularny charakter książki nie pozwalał mi oczywiście na szczegółowy opis metod badawczych czy też dokładne przytaczanie rozważań i wyliczeń. Tam jednak, gdzie to było możliwe, starałem się przedstawić te zagadnienia w sposób nieskomplikowany. Sądzę, że te często bardzo obszerne dygresje pozwolą lepiej zrozumieć metody badań planet i trudności, jakie w tej pracy występują, oraz właściwie ocenić dotychczas osiągnięte wyniki.

## Rozdział I

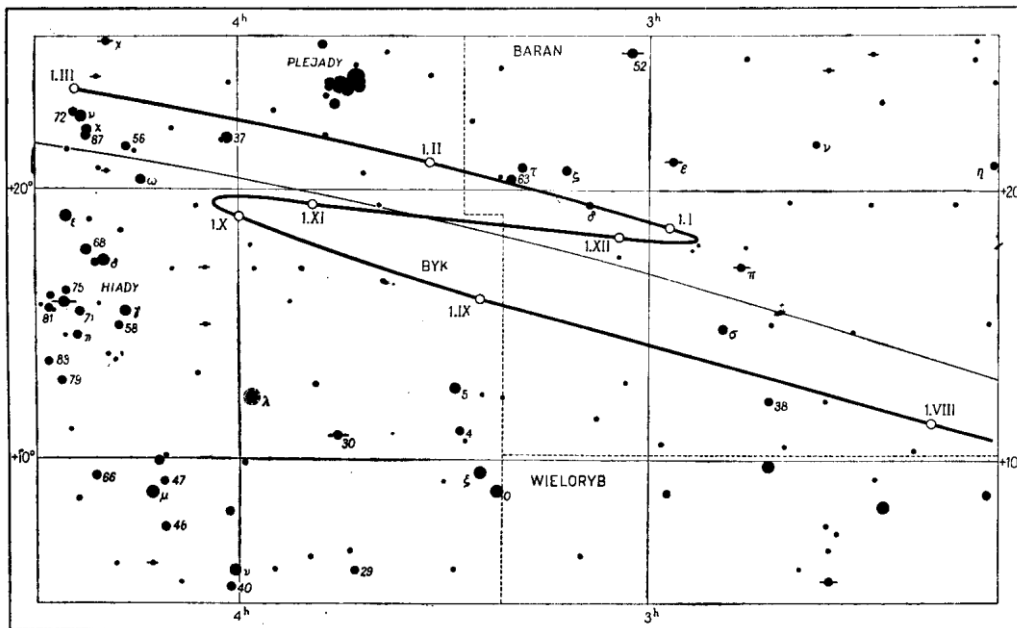
### Mars jako planeta

Mars nie zawsze jest dobrze widoczny na naszym niebie. Co dwa lata średnio pojawia się, aby zabłysnąć wspaniałym czerwonym blaskiem. Ustępuje wtedy jasnością jedynie Słońcu, Księżycowi i Wenerze i tylko czasem najjaśniejszej gwiazdzie nieba - Syriuszowi. Astronomowie mówią wówczas, że nadeszła opozycja Marsa. Żadna z planet nie świeci tak czerwonym światłem; nawet najbardziej czerwone z jasnych gwiazd: Aldebaran czy słynna olbrzymia Betelgeuze, są jeszcze również mniej czerwone od Marsa. Gdy do tego dodamy, że Mars świeci blaskiem spokojnym, a nie migocącym jak gwiazdy, to widać, że nietrudno jest go wtedy odnaleźć na niebie.

Gdybyśmy uważnie obserwowali Marsa w tym okresie, zauważylibyśmy, że jego ruch wśród gwiazd jest dość skomplikowany. Planeta porusza się najpierw z zachodu na wschód (ruch taki astronomowie nazywają ruchem prostym), następnie zatrzymuje się i zaczyna przesuwac po niebie w kierunku przeciwnym (tak zwanym ruchem wstecznym). Po upływie około dwóch miesięcy Mars znów zatrzymuje się i zmienia kierunek ruchu na prosty zakreślając w ten sposób na niebie zygzak lub też zamkniętą pętlę. Tak na przykład podczas ostatniej opozycji z jesieni 1956 roku Mars zakreślił na niebie pętlę (rys. 2a), natomiast w czasie najbliższej opozycji, która przypadnie w końcu 1958 roku, zakreśli zygzak w kształcie litery Z (rys. 2b).



Rysunek 2 a) Droga Marsa wśród gwiazd podczas opozycji 1956 r.



Rysunek 2 b) Droga Marsa wśród gwiazd podczas opozycji 1958 r.

Wszystkie planety opisują na niebie podobne zygzaki i pętle jak Mars. Te dziwne ruchy znane były już starożytnym, wydawały im się jednak bezładne i niezrozumiałe.

Odbiciem poglądów dawnych astronomów jest sama nazwa „planety”, która pochodzi od greckiego słowa „planes” - błędzący, tułacz, oznacza więc gwiazdy błędzące po niebie.

W II wieku naszej ery największy astronom starożytności Ptolemeusz opracował dla wytłumaczenia zakłóceń ruchów planet tzw. geocentryczny system świata. W systemie tym, jak wynika z nazwy, ciałem centralnym była Ziemia, dookoła której po skomplikowanym układzie kół: epicykli, deferensów i ekwansów poruszały się planety. Wierzący w to, że koło jest najszlachetniejszą figurą geometryczną, zaś ruch jednostajny - najdoskonalszym ruchem w przyrodzie; dlatego też planety poruszały się ruchem jednostajnym po kołach. Pomimo całej swej sztuczności i zakłóceń budowy oraz tego, że obserwowane pozycje planet często odbiegały znacznie od pozycji wyliczonych, geocentryczny system świata przetrwał 14 wieków.

Jego błędność wykazał dopiero Mikołaj Kopernik, twórca heliocentrycznego systemu świata. Udowodnił on, że centralnym ciałem naszego układu jest Słońce, dokoła którego krążą planety, w ich liczbie i nasza Ziemia. Okazało się, że wszystkie skomplikowane przesunięcia planety po niebie, tworzenie pętli i zygzaków, zatrzymywanie się, ruch prosty i wsteczny, dadzą się teraz bardzo prosto wyjaśnić jako nałożenie się dwóch niezależnych ruchów: ruchu planety i Ziemi dokoła Słońca.

Kopernik nie zdecydował się zerwać z założeniem jednostajnego ruchu planet po kołach, wiedział jednak, że obserwacje nie zgadzają się z takim założeniem. Wprowadził więc do swego systemu za Ptolemeuszem pewne małe epicykle oraz umieszczał środki kolistych orbit planet nieco poza Słońcem. Mimo tych wszystkich braków system Kopernika miał ogromne znaczenie filozoficzne. Ziemia została bowiem zepchnięta z uprzywilejowanego położenia we Wszechświecie i upodobniona do innych ciał niebieskich.

Wiekopomne dzieło Kopernika rozwinął i udoskonalił Jan Kepler. Widział on, że system Kopernika, ze swymi kołami mimośrodowymi i epicyklami, jest jeszcze bardzo niedoskonały. Dlatego też, opierając się na bardzo dokładnych, jak na owe czasy, obserwacjach wykonanych przez Tychona de Brahe, postanowił opracować doskonalszą teorię ruchu planet.

Do swych badań wybrał Kepler Marsa. Okazało się, że położenia planety wyliczone przy założeniu orbity kołowej różniły się od wyników obserwacji Tychona de Brahe o zaledwie 8' (minut kątowych), czyli mniej niż jedną czwartą średnicy tarczy Księżyca. Kepler jednak wierzył, że obserwacje są dokładniejsze. Zerwał więc z założeniem jednostajnego ruchu planet po kołach i szukał innych krzywych dla wyjaśnienia kształtu orbit planetarnych. Po wielu nieudanych próbach stwierdził, że można uzyskać zgodność obserwacji z wyliczeniami, jeśli przyjmie się, że orbita Marsa jest elipsą. Wkrótce wykrył to samo w przypadku innych planet i po dodatkowych rachunkach sformułował trzy słynne prawa ruchu. Brzmiały one następująco:

- I. prawo: Orbity planet są elipsami, posiadającymi jedno wspólne ognisko, w którym znajduje się Słońce;
- II. prawo: Promień wodzący planety (odcinek prostej łączący ognisko, w którym znajduje się Słońce, z punktem na orbicie, w którym znajduje się planeta) określa równe pola w równych odstępach czasu;
- III. prawo: Drugie potęgi okresów obiegu planet dokoła Słońca są wprost proporcjonalne do trzecich potęg ich średnich odległości od Słońca (wielkich półosi orbit).

Prawa Keplera dały właściwy obraz budowy układu planetarnego i reguł rządzących ruchem planet. Tłumaczyły one niejednostajny ruch planet, a oprócz tego pozwoliły (III prawo) dokładnie wyliczyć ich odległości od Słońca.

Omówimy teraz bardziej szczegółowo kształt i rozmiary drogi Marsa wokół Słońca. Mars jest pierwszą spośród planet górnych albo zewnętrznych, tzn. znajduje się dalej od Słońca niż Ziemia. Orbita Marsa jest elipsą o dość dużym mimośrodku<sup>1</sup>.

Średnia odległość Marsa od Słońca (połowa wielkiej osi jego orbity) wynosi 1,523678 jednostek astronomicznych<sup>2</sup>, czyli 227 797 000 kilometrów. Jednak wskutek dużego mimośrodu orbity ( $e = 0,093$ ) zmiany jego odległości od Słońca są bardzo znaczne: od 206 530 000 kilometrów w przysłonecznym punkcie orbity (perihelium) do 249 064 000 kilometrów w punkcie odslonecznym (aphelium). Orbity innych planet, z wyjątkiem Merkurego i Plutona, są bardziej zbliżone do kół. Tak na przykład mimośród orbity Wenus wynosi tylko 0,007, a mimośród orbity Ziemi 0,017. W związku z tym odległość Ziemi od Słońca zmienia się bardzo nieznacznie: od 147 000 000 kilometrów w perihelium do 152 000 000 w aphelium.

Z drugiego prawa Keplera wynika, że Mars w perihelium porusza się po orbicie szybciej niż wtedy, gdy znajduje się w pobliżu aphelium. Różnica szybkości jest znaczna: w perihelium Mars przebiega w ciągu sekundy 26,3 kilometrów, natomiast w aphelium tylko 21,8 kilometrów. Wynika to z omawianych powyżej znacznych zmian odległości od Słońca. Szczęśliwy przypadek zrzucił, że Kepler wybrał do swych badań właśnie Marsa. W tym bowiem przypadku różnice szybkości planety w różnych miejscach orbity były uchwytne już dla obserwacji Tychona de Brahe.

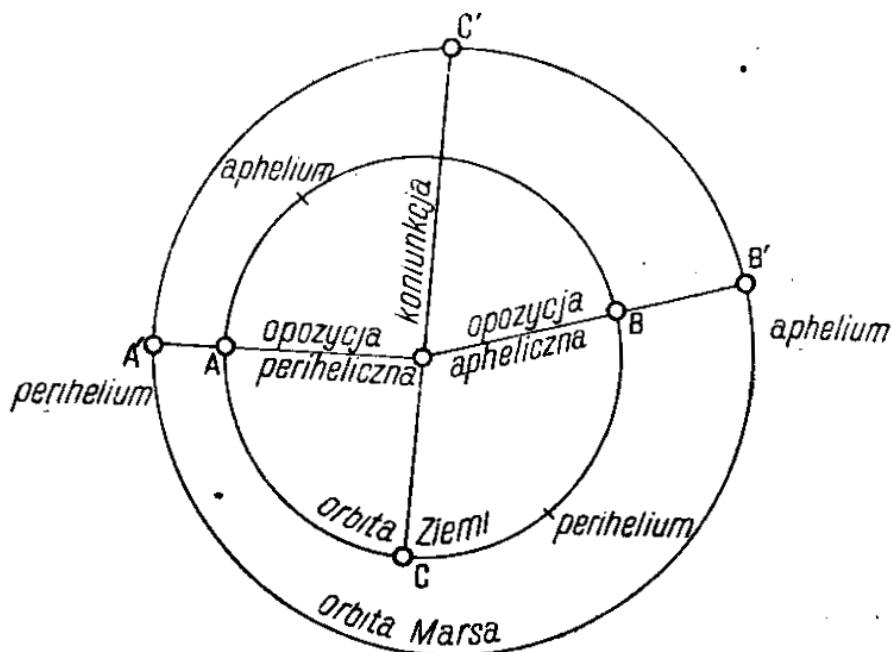
Odległość Marsa od Ziemi zmienia się w daleko szerszych granicach. Spójrzmy na rys. 3, na którym przedstawione są orbity Marsa i Ziemi z zachowaniem rzeczywistego stosunku rozmiarów. Gdy Mars znajdzie się dokładnie po przeciwnej stronie Słońca niż Ziemia, jego odległość od naszej planety jest największa (CC'). Mówimy wtedy, że Mars jest w złączeniu (konjunkcji) ze Słońcem. Oczywiście ginie

---

<sup>1</sup> Mimośród  $e$  jest wielkością wskazującą, jak dalece elipsa odchyła się od koła. Jeśli wielką półoś orbity oznaczymy przez  $a$ , to maksymalna i minimalna odległość planety od Słońca wynosi odpowiednio  $a(1 + e)$  oraz  $a(1 - e)$ .

<sup>2</sup> Jednostką astronomiczną nazywamy średnią odległość Ziemi od Słońca, która według najnowszych danych wynosi 149 504 000 kilometrów. W tych właśnie jednostkach przyjęto wyrażać odległości w naszym układzie planetarnym.

wówczas w blasku Słońca i obserwować go z Ziemi nie można. Największa odległość Marsa od Ziemi może wynosić 399 900 000 kilometrów.



Rysunek 3 Orbita Marsa i Ziemi. Na rysunku zachowane są rzeczywiste stosunki rozmiarów orbit

Natomiast, gdy Mars znajduje się po tej samej stronie Słońca co Ziemia, warunki jego obserwacji są najlepsze. Gdy przy tym Mars, Ziemia i Słońce ustawione są w przybliżeniu na linii prostej, mówimy, że Mars jest w opozycji (przeciwstawieniu) względem Słońca. Rzut oka na rysunek mówi nam, że w pobliżu momentu opozycji odległość Marsa od Ziemi jest najmniejsza<sup>3</sup>. Przyjęto też nazywać opozycją całą, dogodny do obserwacji planety, okres przed i po momencie opozycji. Z rysunku widać, że nie wszystkie opozycje są jednakowo dogodne. Gdy podczas „spotkania” Marsa i Ziemi Mars jest w pobliżu aphelium swojej orbity, jego odległość od Ziemi jest dość znaczna (opozycja apheliczna - BB'). Gdy natomiast podczas opozycji Mars przebiega okolice swojego perihelium, jego odległość od Ziemi jest niewielka, a warunki obserwacji - bardzo dogodne (opozycja periheliczna - AA').

Oczywiście odległość Marsa od Ziemi byłaby najmniejsza podczas takiej opozycji, w której Mars znajdowałby się w perihelium, Ziemia zaś w aphelium. Wtedy, jak łatwo wyliczyć z przytoczonych wyżej danych, odległość ta wynosiłaby tylko 54 500 000 kilometrów. Niestety, wystarczy spojrzeć na rys. 3, aby przekonać się, że taka sytuacja jest w obecnej chwili<sup>4</sup> niemożliwa, gdyż perihelium orbity Marsa przypada w innym miejscu niż aphelium Ziemi.

W rzeczywistości najmniejsza odległość Marsa od Ziemi może wynosić 55 500 000 kilometrów, natomiast w najbardziej niedogodnej opozycji aphelicznej wzrasta do 101 000 000 kilometrów. Dogodne opozycje periheliczne, w których odległość Marsa od Ziemi spada prawie do wartości minimalnej, nazywane są „wielkimi opozycjami”.

<sup>3</sup> Wskutek tego, że orbity planet są elipsami i nie leżą dokładnie w jednej płaszczyźnie, moment największego zbliżenia Marsa do Ziemi różni się zwykle o kilka dni od momentu opozycji.

<sup>4</sup> Położenie perihelium i aphelium (czyli tzw. linii apsydów) na orbicie planety ulega ciągłym, bardzo powolnym zmianom. W dalekiej przyszłości możliwe jest więc „spotkanie się” perihelium Marsa i aphelium Ziemi. Według przybliżonych obliczeń J. A. Pearce’a nastąpi to za około 276 300 lat.

Wraz z odległością zmienia się wielkość gwiazdowa<sup>5</sup> Marsa. W czasie najdogodniejszej opozycji Mars świeci jako wspaniała gwiazda  $-2,^m7$  (m - w skrócie „magnitudo” - wielkość gwiazdowa) przewyższając blaskiem wszystkie gwiazdy i planety z wyjątkiem Wenus. W opozycji aphelicznej jasność jego wynosi już tylko  $-0,^m8$ , natomiast w pobliżu koniunktacji ze Słońcem spada do  $+1,^m6$ .

Okres czasu, po którym Mars okrążywszy Słońce wraca na to samo miejsce swej orbity, nosi nazwę gwiazdowego (syderycznego) okresu obiegu dokoła Słońca. W tym czasie, dla obserwatora który znajdowałby się na Słońcu, Mars powraca do tego samego położenia wśród gwiazd.

Gwiazdowe okresy obiegu poszczególnych planet są znane bardzo dokładnie. Dla Marsa okres ten wynosi 686,97982 dni, a więc jest 1,88082 razy dłuższy od roku gwiazdowego<sup>6</sup>.

Okres czasu, jaki upływa między dwoma kolejnymi opozycjami Marsa nazywamy jego obiegiem synodycznym. Spróbujmy obliczyć wartość tego obiegu. Dla uproszczenia będziemy zakładać, że zarówno Ziemia jak i Mars poruszają się po swych orbitach ruchem jednostajnym. Mówiliśmy wyżej, że Mars obiega swoją orbitę w ciągu 686,97982 dni, wobec tego jego ruch dzienny wynosi  $\frac{360^\circ}{686,97982} = 0^\circ,52403$ . Natomiast szybkość kątowna Ziemi wynosi  $\frac{360^\circ}{365,25636} = 0^\circ,98560$ , jest zatem większa o  $0^\circ,46157$  od szybkości kątowej Marsa. Począwszy zatem od momentu opozycji Ziemia wyprzedza codziennie Marsa w ruchu dokoła Słońca o  $0^\circ,46157$ . Następną opozycja zajdzie wtedy, gdy Ziemia wyprzedzi Marsa o pełne  $360^\circ$ . Nastąpi to po upływie  $\frac{360^\circ}{0,46157} = 779,94$  dni. Tyle wynosi obieg synodyczny Marsa.

Wartość, którą otrzymaliśmy, jest wartością średnią, bowiem przy jej obliczaniu zakładaliśmy, że obie planety poruszają się ruchem jednostajnym po orbitach kołowych. W rzeczywistości nierównomierne szybkości obiegu Marsa i Ziemi powodują, że długość obiegu synodycznego waha się od 765 do 811 dni.

Wspominaliśmy już, że opozycje Marsa bywają mniej lub bardziej dogodne dla obserwacji. Łatwo można wyliczyć jak często powtarzają się bardzo dogodne opozycje. Trzeba w tym celu znaleźć przybliżoną wspólną wielokrotność gwiazdowych okresów obiegu Marsa i Ziemi. Pamiętajmy, że rok gwiazdowy Marsa trwa 1,88082 roku gwiazdowego Ziemi. Mnożąc tę wartość przez kolejne liczby całkowite znajdujemy, że  $8 \times 1,88082 \approx 15,047 \approx 15$ . Zatem po 15 latach Ziemia i Mars „spotkają” się znów w tych samych w przybliżeniu częściach swych orbit. Jeśli więc w 1956 roku miała miejsce „wielka” opozycja, to opozycja, która nastąpi po 15 latach będzie również bardzo dogodna, bowiem różnica położeń Marsa na orbicie podczas obu opozycji będzie bardzo niewielka. Różnicę tę można łatwo wyliczyć. W ciągu 0,047 roku Ziemia przesuwają się na orbicie o  $16^\circ,9$ . Gdy więc Mars po ośmiu obiegach dokoła Słońca wrócił do miejsca, w którym przed 15 laty nastąpiła opozycja, Ziemia wyprzedziła go już o  $16^\circ,9$ . Opozycja nastąpiła zatem 36,6 dni wcześniej, gdyż jak wiemy, Ziemia wyprzedza Marsa o  $0^\circ,46157$  dziennie. W ciągu 36,6 dni Mars przesunął się na orbicie o  $19^\circ,2$ , tyle więc wynosi szukana przez nas różnica.

---

<sup>5</sup> Wielkość gwiazdowa jest to jednostka astronomicznej skali jasności gwiazd i planet obserwowanych z Ziemi. Podział gwiazd na wielkości gwiazdowe pochodzi ze starożytności, kiedy najjaśniejsze gwiazdy nazwano gwiazdami 1-szej wielkości, mniej jasne od nich - gwiazdami 2-giej wielkości itd. aż do gwiazd 6-tej wielkości (najsłabszych gwiazd, jakie można dostrzec gołym okiem). Później skalę tę rozszerzono i wprowadzono dziesiąte i setne części wielkości gwiazdowych. Skala wielkości gwiazdowych jest skalą logarytmiczną: gdy dwie gwiazdy różnią się blaskiem o jedną wielkość gwiazdową, to stosunek ich jasności wynosi 2,512. Im mniejsza wielkość gwiazdowa, tym większa jest jasność obiektu. Najjaśniejsze ciała niebieskie mają ujemne wielkości gwiazdowe (np. jasność Księżyca wynosi  $-12,^m6$ , a Słońca  $-26,^m8$ ).

<sup>6</sup> Rok gwiazdowy jest to okres obiegu Ziemi dokoła Słońca; wynosi on 365,25636 dni.

Widzimy, że po 15 latach opozycja nastąpi praktycznie w tej samej części orbity. Wykonując podobne obliczenia możemy znaleźć inne wspólne wielokrotności okresów obiegu Marsa i Ziemi. Wyniki takich obliczeń są zestawione w tabeli I. Są to oczywiście wartości przybliżone, gdyż nie braliśmy pod uwagę eliptyczności orbit obu planet.

Z poniższej tabeli widać, że najkrótszymi okresami powtarzania się podobnych opozycji są okresy 15-letni i 17-letni. Po tych właśnie okresach powtarzają się „wielkie” opozycje (patrz tabela II). Jak się później przekonamy, olbrzymia większość naszych wiadomości o Marsie została uzyskana podczas tych właśnie opozycji.

*Tabela I*

Powtarzanie się opozycji Marsa		
Liczba obiegów Marsa	Liczba lat ziemskich	Różnica położeń Marsa na orbicie podczas opozycji
1	1,88082 $\approx$ 2	48 <sup>0</sup> ,7
8	15,047 $\approx$ 15	19,2
9	16,927 «s 17	29,7
17	31,974 $\approx$ 32	10,6
25	47,021 $\approx$ 47	8,6
42	78,994 $\approx$ 79	2,4
151	284,004 $\approx$ 284	1,6
193	362,998 $\approx$ 363	0,8

*Tabela II*

„Wielkie” opozycje Marsa			
Moment opozycji	Moment największego zbliżenia Marsa do Ziemi	Najmniejsza odległość Marsa od Ziemi (mln. km))	Maksymalna średnica kątowa tarczy Marsa
6 IX 1877 r.	2 IX 1877 r.	56,3	24",8
3 VIII 1892 r.	6 VIII 1892 r.	56,4	24",8
23 IX 1909 r.	18 IX 1909 r.	58,2	24",0
23 VIII 1924 r.	22 VIII 1924 r.	55,7	25", 1
23 VII 1939 r.	28 VII 1939 r.	57,7	24",1
10 IX 1956 r.	7 IX 1956 r.	56,5	24", 7

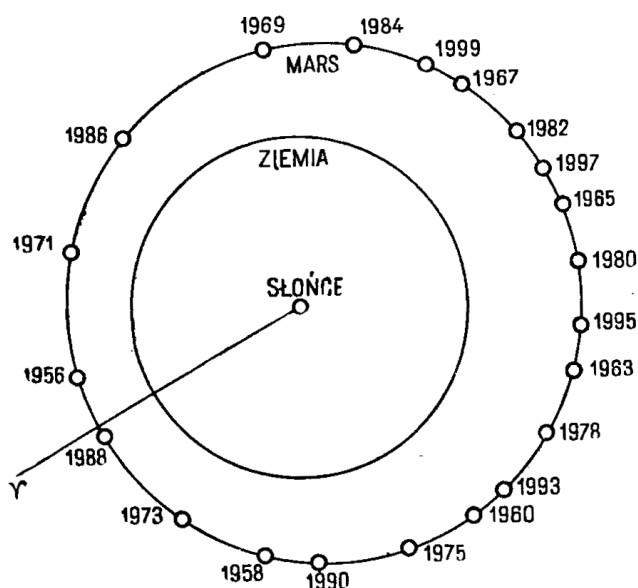
*Tabela III*

Opozycje Marsa w okresie 1956 - 2000 (według M. B. B. Heatha)		
Moment opozycji	Średnica kątowa tarczy Marsa	Jasność Marsa w opozycji
10 IX 1956 r.	24",7	-2, <sup>m</sup> 6
16 XI 1958 r.	18,9	-1,9
30 XII 1960 r.	15,4	-1,3
4 II 1963 r.	14,0	-1,0
9 III 1965 r.	14,0	-0,9
15 IV 1967 r.	15,6	-1,3
31 V 1969 r.	19,3	-2,0
10 VIII 1971 r.	24,9	-2,7
25 X 1973 r.	21,1	-2,2
15 XII 1975 r.	16,2	-1.5

22 I 1978 r.	14,3	-1,1
25 II 1980 r.	13,8	-0,8
31 III 1982 r.	14,7	-1,1
11 V 1984 r.	17,4	-1,7
10 VII 1986 r.	22,1	-2,4
28 IX 1988 r.	23,6	-2,5
27 XI 1990 r.	17,8	-1,8
7 I 1993 r.	14,9	-1,2
12 II 1995 r.	13,8	-1,0
17 III 1997 r.	14,2	-1,1
24 IV 1999 r.	16,2	-1,4

Z tabeli widać, że wszystkie „wielkie” opozycje Marsa przypadają w miesiącach letnich: lipcu, sierpniu i wrześniu. Wtedy bowiem właśnie Ziemia znajduje się w pobliżu perihelium orbity Marsa (dokładniej: Ziemia „mija” perihelium Marsa w dniu 29 sierpnia). W lutym natomiast Ziemia przebiega w pobliżu aphelium Marsa, zatem wszystkie opozycje przypadające w pierwszym kwartale są bardzo niekorzystne. Opozycja z roku 1924 była najkorzystniejszą opozycją naszego stulecia. Następną podobna opozycja nastąpi dopiero w roku 2003.

Na zamieszczonym na rys. 4 rysunku orbit Marsa i Ziemi zaznaczone są miejsca, w których będą następować przyszłe opozycje Marsa. Szczegółowe dane liczbowe zestawione są w tabeli III.



Rysunek 4 Opozycje Marsa od roku 1956 do 2000

Najbliższa opozycja Marsa, która nastąpi w listopadzie 1958 roku, nie będzie już tak dogodna, jak „wielka” opozycja z roku 1956. Mars znajdzie się najbliżej Ziemi 9 listopada, ale będzie go w tym momencie dzielić od nas 73 miliony kilometrów. Na rys. 2b przedstawiony jest ruch Marsa wśród gwiazd w okresie tej opozycji, zaś w tabeli IV zestawione są zmiany jego odległości od Ziemi.

Tabela IV

Zmiany odległości Marsa od Ziemi (w okresie opozycji 1958 - 1959 r.)	
Data	Odległość (mln. km)



1 VIII 1958 r.	136,6
15 VIII	125,0
1 IX	111,2
15 IX	100,2
1 X	88,4
15 X	80,0
1 XI	73,7
9 XI	73,0
15 XI 1958 r.	73,4
1 XII	79,8
15 XII	90,9
1 I 1959 r.	109,1
15 I	127,1
1 II	151,0
15 II	171,5
1 III	197,0

Ruchy planet są już dziś znane bardzo dokładnie. W każdym momencie możemy z dużą precyzją podać odległość dzielącą Marsa od Ziemi. Mierząc więc jego pozorną średnicę możemy łatwo wyznaczyć rzeczywiste rozmiary planety. Pomiary średnicy pozornej są wykonywane wizualnie za pomocą mikrometrów lub też fotograficznie. Z pomiarów tych wynika, że gdy Mars znajduje się w odległości jednej jednostki astronomicznej, jego pozorna średnica (równikowa) wynosi  $9'',36^7$ . Wykonując proste obliczenia otrzymamy, że długość średnicy Marsa wynosi 6784 kilometrów, czyli 0,534 średnicy Ziemi. Mars jest więc planetą znacznie mniejszą od naszej Ziemi. Jego powierzchnia jest równa tylko 0,28 powierzchni kuli ziemskiej, a więc nieco mniejsza niż całkowita powierzchnia naszych kontynentów.

Masę Marsa można dość łatwo wyznaczyć z obserwacji ruchów jego księżyców. Wynosi ona tylko 0,108 masy Ziemi, a więc 644 tryliony ( $644 \cdot 10^{18}$ ) ton. Znając tę wartość łatwo obliczyć, że siła ciężenia na powierzchni Marsa jest 2,63 razy mniejsza od siły ciężenia na powierzchni Ziemi. A więc 100-kilogramowy grubas ważyłby na Marsie tylko 38 kilogramów i mógłby się poruszać żwawo jak młody chłopiec, wykonując bez trudu kilkunastometrowe skoki. Jeżeli zatem w przyszłości zacznie się kolonizacja Marsa to w pierwszym rzędzie będą tam chciały pojechać wszystkie grubasy. Przyjemnie będzie bowiem udać się na Marsa i stwierdzić, że waży się np. tylko 20 kilogramów. Ale uwaga: trzeba pojechać na Marsa z wagą sprężynową. Jeżeli bowiem użyjemy wagi szalkowej, to jest wskazania

---

<sup>7</sup> Jest to wartość średnia, przyjmowana we wszystkich oficjalnych zestawieniach astronomicznych; nie należy jednak sądzić, że jest ona bezbłędna. Pomiary kątowych średnic planet nastroczają wiele trudności i rozrzut poszczególnych rezultatów jest dość znaczny. Można się o tym przekonać z zestawienia wyników otrzymanych w obserwatorium na Pic du Midi, gdzie od kilkunastu lat wykonywane są niezwykle dokładne fotograficzne obserwacje Marsa. Oto wyniki otrzymane podczas ostatnich opozycji (w nawiasach podana jest średnica kątowa Marsa w odległości 1 jedn. astronomicznej):

1941 r. ( $9'',48$ )  
1943 r. ( $9'',37$ )  
1946 r. ( $9'',25$ )  
1948 r. ( $9'',25$ )  
1950 r. ( $9'',26$ )  
1954 r. ( $9'',47$ )

W przeliczeniu na średnice liniowe odpowiada to wartościom od 6 707 km do 6 874 km. Dokładność, z jaką znamy rozmiary Marsa nie przekracza zatem kilkudziesięciu kilometrów.

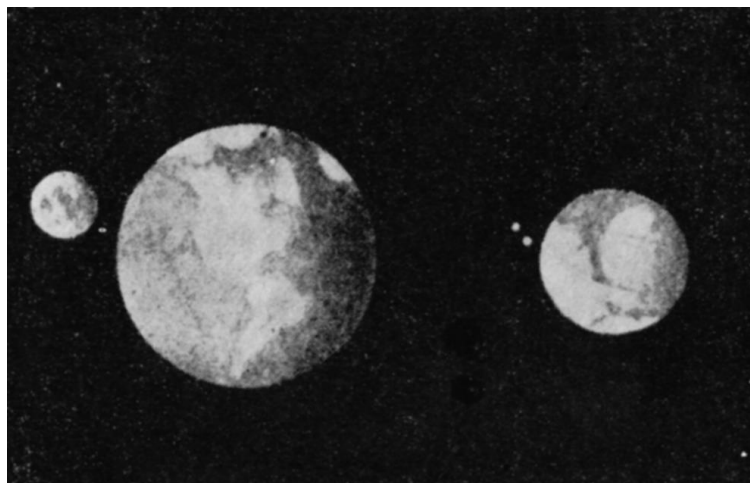
będą takie same jak na Ziemi. Odważniki stracą na ciężarze tyle samo co i przedmiot ważony, a więc 100-kilogramowy grubas będzie musiał być równoważony przez 100-kilogramowy odważnik.

Patrząc na Marsa przez lunetę (z północnej półkuli Ziemi) zauważymy, że szczegóły widoczne na jego powierzchni nie zajmują stałego położenia na tarczy, lecz przesuwają się powoli z prawa na lewo (gdy używamy lunety astronomicznej dającej obrazy odwrócone). Jest to dowodem, że Mars obraca się dookoła osi, podobnie jak Ziemia. Obserwując przesunięcia tych szczegółów, a w szczególności ich przejścia przez centralny południk tarczy, można wyznaczyć okres obrotu Marsa dookoła osi, czyli długość jego doby gwiazdowej<sup>8</sup>. Oceny takie wykonywano już dość dawno. W roku 1659 Ch. Huygens, jeden z pierwszych obserwatorów Marsa, doszedł do wniosku, że okres obrotu Marsa dookoła osi trwa około 24 godzin. W roku 1666 D. Cassini ocenił długość doby gwiazdowej Marsa na  $24^h 40^m$ . W miarę upływu lat wyznaczano tę wartość coraz lepiej, dochodząc w końcu do dokładności ułamków sekundy. Wreszcie, w ostatnich latach J. Ashbrook (1953), zestawiając wszystkie obserwacje wykonane w latach 1704-1952, otrzymał wynik:  $24^h 37^m 22^s,6679 \pm 0^s,0026$ . Obecnie znamy już więc długość doby Marsa niewiele mniej dokładnie niż długość doby ziemskiej. Okres obrotu Marsa dookoła osi jest o 41 minut dłuższy od okresu obrotu Ziemi, który wynosi  $23^h 56^m 4^s,0990$ .

Średnia doba słoneczna Marsa jest nieco dłuższa od jego doby gwiazdowej i wynosi  $24^h 39^m 35^s$ . Tak więc rok Marsa, który trwa 686,98 dni ziemskich, zawiera tylko 668,6 dni marsowych.

Obserwując ruch obrotowy Marsa można wyznaczyć kierunek jego osi obrotu, a więc znaleźć położenie jego biegunów. Według ostatnich danych H. Camichela (1956) północny biegun Marsa ma współrzędne:  $\alpha = 316,77^\circ$ ,  $\delta = +52^\circ 94'$ ,<sup>9</sup> leży zatem w gwiazdozbiorze Łabędzia.

O biegunach Marsa będziemy mówić szerzej w rozdziale III przy omawianiu wyglądu nieba marsowego. Tutaj wspomnimy tylko, że płaszczyzna równika Marsa jest nachylona do płaszczyzny jego orbity pod kątem  $24^\circ 8'$ . Wartość ta jest zbliżona do kąta, jaki tworzy płaszczyzna równika Ziemi z jej orbitą ( $23^\circ 45'$ ). Dzięki temu na Marsie występują takie same pory roku jak na Ziemi (patrz rozdział V).



*Rysunek 5 Mars i Ziemia wraz ze swymi księżycami (księżyce Marsa są powiększone przeszło 30 razy)*

<sup>8</sup> Wskutek zjawiska precesji, czyli powolnego przesuwania się biegunów po niebie, doba gwiazdowa planety różni się o drobny ułamek sekundy od okresu jej obrotu dookoła osi. Różnica jest jednak bardzo niewielka.

<sup>9</sup> Rektascensja ( $\alpha$ ) i deklinacja ( $\delta$ ) są to współrzędne astronomiczne pozwalające określać położenie punktów na sferze niebieskiej, analogicznie do tego, jak położenie punktów na powierzchni Ziemi określa się przy pomocy długości i szerokości geograficznej.

Pozostaje jeszcze do omówienia zagadnienie budowy wewnętrznej Marsa. Stawianie takiego problemu może się wydawać dziwne, wiadomo bowiem, że nawet o budowie naszej Ziemi wiemy dotąd mało, mimo iż od kilkudziesięciu lat geofizycy przeprowadzają dla jej poznania różnorodne badania. Cóż więc można powiedzieć o budowie planety odległej o miliony kilometrów? Z pomocą przychodzą nam jednak prawa mechaniki. Opierając się na nich, możemy wyciągnąć pewne wnioski o budowie wewnętrznej planety, jeżeli znamy jej spłaszczenie, gęstość i szybkość obrotu dookoła osi.

Spłaszczenie planety jest wywołane przez jej obrót dookoła osi. Powstająca przy obrocie siła odśrodkowa „rozciąga” równikowe obszary planety, wskutek czego jej średnica równikowa staje się dłuższa niż średnica biegunowa. Tak na przykład średnica biegunowa Ziemi jest o  $\frac{1}{298}$  krótsza od jej średnicy równikowej. Wielkość spłaszczenia zależy oczywiście od szybkości obrotu. Na przykład Jowisz, który obraca się bardzo szybko, ma spłaszczenie równe  $\frac{1}{16}$ , a więc 19 razy większe od spłaszczenia Ziemi.

Interesujący nas tutaj dział mechaniki został rozbudowany przez słynnego matematyka francuskiego - A. Clairauta. Przytoczmy w skrócie jego wyniki. Oznaczmy przez  $q$  stosunek siły odśrodkowej na równiku planety do siły ciężkości na jej powierzchni. Stosunek ten zależy tylko od szybkości obrotu dookoła osi oraz od gęstości planety. Clairaut wykazał, że wielkość  $q$  wiąże się w określony sposób ze spłaszczeniem  $\varepsilon$ . Jeśli mianowicie planeta ma budowę jednorodną, tzn. jeżeli jej gęstość jest wszędzie stała, to zachodzi związek  $\varepsilon = \frac{5q}{4}$ . Gdy natomiast budowa jest skrajnie niejednorodna, tzn. gdy cała masa planety jest skupiona w jej środku, to  $\varepsilon = \frac{q}{2}$ . W przypadkach pośrednich wielkość spłaszczenia jest zawarta między wartościami  $\frac{5q}{4}$  i  $\frac{q}{2}$ .

Tabela V

Budowa wewnętrzna planet	
	$\frac{\varepsilon}{q}$
Budowa jednorodna	1,25
Mars	1,14
Ziemia	0,97
Jowisz	0,76
Saturn	0,62
Cała masa w środku planety	0,50

W przypadku Marsa można łatwo obliczyć, że  $q = \frac{1}{216}$ . Trudniejsza jest sprawa ze spłaszczeniem. Jedną z metod służących do jego wyznaczania jest badanie ruchów księżyców Marsa. H. Struve otrzymał z takich badań wartość  $\varepsilon = \frac{1}{192} = 0,00521$ . Tymczasem bezpośrednie pomiary mikrometryczne dają wynik  $\varepsilon = \frac{1}{77} = 0,013$  (średnia z wielu pomiarów wyliczona przez G. de Vaucouleursa), a więc wartość przeszło dwukrotnie większą. Przyjmując ją otrzymalibyśmy zupełnie nieprawdopodobny wynik  $\varepsilon 2,8 q$ . Bezpośrednie pomiary muszą więc być obarczone poważnym błędem. Sprzeczności tej do dziś nie udało się wyjaśnić.

Pozostaje więc wartość  $\varepsilon = \frac{1}{192}$  otrzymana metodą pośrednią przez Struvego. Otrzymujemy wtedy  $\varepsilon = 1,14 q$ . Z tej tabeli V wynika zatem, że Mars ma budowę bardzo zbliżoną do jednorodnej,

w przeciwieństwie do takich planet jak Jowisz i Saturn, których masa jest przeważnie skupiona w centralnym jądrze.

Dzieląc masę Marsa przez jego objętość znajdujemy, że średnia gęstość planety wynosi  $3,95 \text{ g/cm}^3$ , jest więc znacznie mniejsza od gęstości Ziemi ( $5,52 \text{ g/cm}^3$ ). Znany geofizyk H. Jeffreys uważa, że wobec tego Mars składa się przeważnie z minerałów o małej gęstości, np. z oliwinu (mieszaniny siarczanów żelaza i magnezu), którego gęstość wynosi  $3,3 \text{ g/cm}^3$ . Warstwy powierzchniowe Marsa posiadałyby właśnie taką gęstość, głębiej natomiast gęstość rosłaby wskutek wzrostu ciśnienia aż do wartości  $4,2 \text{ g/cm}^3$  na głębokości 2900 km. W środku Marsa znajdowałoby się niewielkie jądro żelazo-niklowe o gęstości około  $8,6 \text{ g/cm}^3$ .

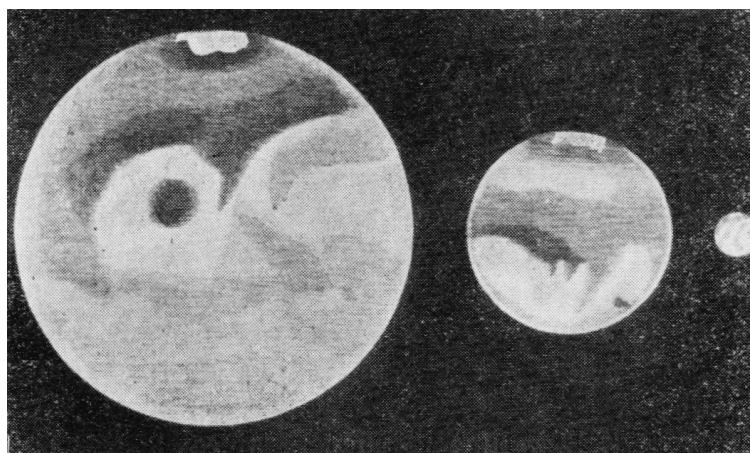
Inny pogląd wysuwa W. Ramsey, który sądzi, że również i jądro Marsa jest złożone z oliwinu, który jednak pod wpływem olbrzymiego ciśnienia przeszedł w fazę metaliczną. W każdym razie w centralnym jądrze Marsa jest zawarta tylko niewielka część jego masy.

## Rozdział II

### Obserwacje Marsa. Areografia

Omówimy teraz warunki obserwacji Marsa oraz dawne i obecne metody jego badań. Jest zupełnie oczywiste, że warunki obserwacyjne zależą od odległości Marsa od Ziemi (nie mówimy oczywiście o warunkach atmosferycznych). Gdy planeta znajduje się daleko od Ziemi, jej tarcza jest mała i trudno wtedy cokolwiek na niej zobaczyć, natomiast w opozycjach, gdy jest blisko Ziemi - warunki obserwacji są najlepsze.

Przejdźmy do liczb. Podczas koniunkcji ze Słońcem średnica kątowa Marsa wynosi tylko  $3'',5$  sekund kątowych, w niekorzystnej opozycji aphelicznej  $13'',8$ , natomiast w najkorzystniejszej opozycji perihelicznej aż  $25'',2$ . Nie każdy prawdopodobnie wyobraża sobie jak małe są te kąty. Na przykład kąt  $25'',2$  jest kątem, pod jakim widzimy monetę pięciogroszową z odległości 165 metrów (oczywiście moneta jest wtedy niedostrzegalna dla gołego oka). Rozmiary kątowe tarczy Księżyca wynoszą średnio  $31'$ , a więc są 74 razy większe (pięciogroszówka widziana z odległości 2,2 metra). Gdy patrzymy na Marsa przez lunetę, kąt pod jakim widzimy jego tarczę wzrasta tyle razy, ile wynosi powiększenie lunety. A więc gdy obserwujemy Marsa (podczas najdogodniejszej opozycji) przez lunetę powiększającą  $74\times$ , widzimy jego tarczę takiej wielkości jak tarcza Księżyca widziana gołym okiem. Na rys. 6 przedstawione są rozmiary tarczy Marsa podczas koniunkcji oraz w najbardziej niekorzystnej i najkorzystniejszej opozycji. Patrząc na ten rysunek z odległości 40 cm będziemy widzieli Marsa takiej wielkości jak w lunecie powiększającej  $950\times$ .

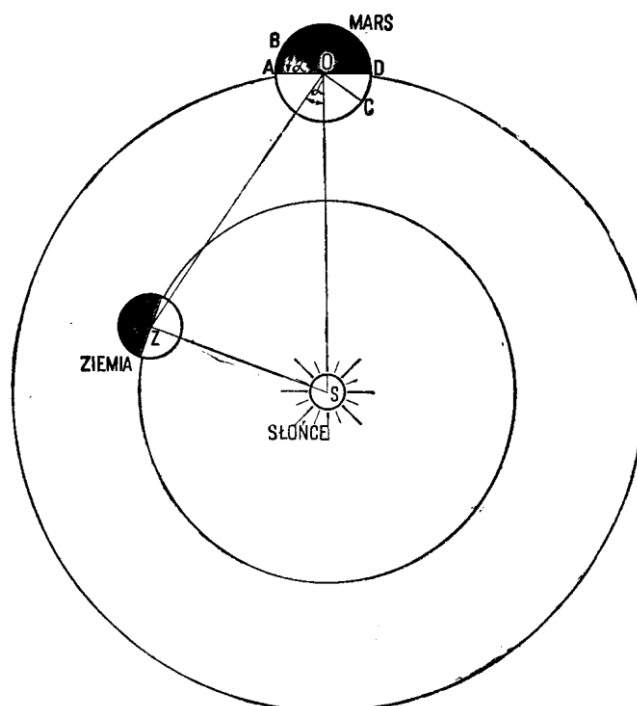


*Rysunek 6 Wielkość tarczy Marsa podczas koniunkcji ze Słońcem oraz w najbardziej niekorzystnej i najkorzystniejszej opozycji. Patrząc na rysunek z odległości 40 cm widzimy Marsa takiej wielkości, jak w lunecie powiększającej 950 razy*

Mars, tak jak wszystkie planety, świeci odbitym światłem słonecznym, a więc oświetlona jest zawsze jego półkula zwrócona w danej chwili do Słońca, natomiast na drugiej półkuli panuje noc. Podczas opozycji Ziemia znajduje się pomiędzy Marsem a Słońcem, widzimy więc wtedy całą oświetloną półkulę planety. Mars jest wtedy w pełni. W momencie koniunkcji ze Słońcem Mars również zwraca ku Ziemi całą swą oświetloną półkulę, jednak jest wtedy niedostępny dla obserwacji.

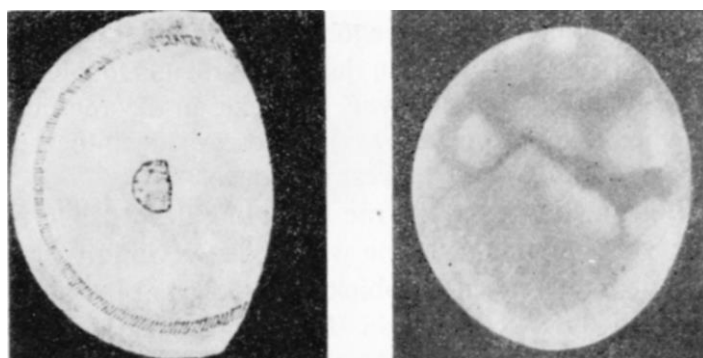
Między opozycją a koniunkcją Mars zwraca ku Ziemi część swej nieoświetlonej półkuli, wygląda więc podobnie jak Księżyc w pobliżu pełni. Spójrzmy na rys. 7. Obserwator znajdujący się na Ziemi widzi półkulę Marsa BAC, natomiast do Słońca jest zwrócona półkula ACD. Patrząc z Ziemi widzimy więc oświetloną część tarczy AC i część nieoświetloną AB. Miarą nieoświetlonej części tarczy jest kąt  $AOB = \alpha$ , zwany kątem fazy. Widać z rysunku, że kąt fazy jest równy kątowi ZOS, zatem można go łatwo

wyznaczyć, bowiem wszystkie boki trójkąta Ziemia-Mars-Słońce są w danej chwili znane nam z dużą dokładnością.



*Rysunek 7 Fazy Marsa (rozmiary planet są oczywiście przesadzone)*

Wiemy, że kąt fazy naszego Księżyca zmienia się w granicach od  $0^\circ$  do  $180^\circ$ . Księżyc przechodzi przez wszystkie fazy: może być w pełni, w kwadrach, czy też w nowiu. Mars natomiast znajduje się dalej od Słońca niż Ziemia, dlatego też kąt jego fazy jest ograniczony. Nie można na przykład oglądać Marsa w nowiu, gdyż musiałby wtedy znaleźć się między Ziemią a Słońcem. Łatwo wykazać, że kąt fazy Marsa jest największy wówczas, gdy linie Ziemia-Słońce i Ziemia-Mars tworzą kąt prosty. Mówimy wtedy, że Mars jest w kwadraturze ze Słońcem. Uwzględniając eliptyczność dróg Marsa i Ziemi możemy wyliczyć, że maksymalny kąt fazy Marsa może wynosić  $47^\circ$ . Przy tym kącie fazy Mars wygląda tak, jak Księżyc 4 dni przed lub po pełni.



*Rysunek 8 Fazy Marsa. Po lewej rysunek F. Fontany z 1638 r., po prawej rysunek K. Graffa z r. 1924*

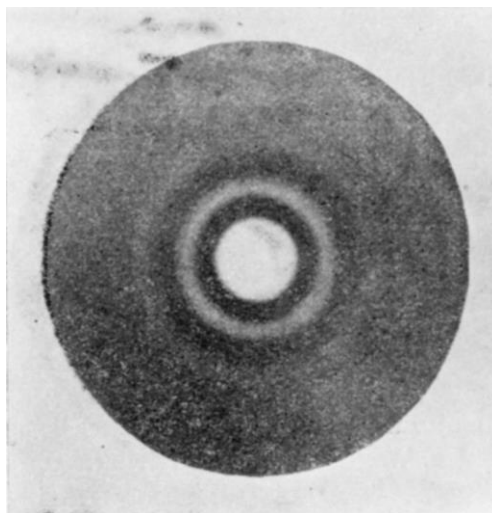
Fazy Marsa odkrył F. Fontana już w roku 1638. Widzimy je również na rysunkach innych współczesnych mu obserwatorów. Wydawać by się mogło, że fazy stanowią poważną przeszkodę dla obserwacji, gdyż pewna część zwróconej ku nam półkuli planety jest niedostępna dla obserwacji. W rzeczywistości jednak nie jest to poważne utrudnienie. Przeciwnie, dzięki fazom możemy widzieć część nocnej półkuli planety i obserwować zjawiska zachodzące o zmierzchu i po zapadnięciu nocy

oraz rankiem, gdy dla danej okolicy Marsa następuje wschód Słońca. Chodzi tu głównie o obserwacje zjawisk atmosferycznych, które będziemy szczegółowo omawiać w rozdziale IV.

Omawianie metod obserwacyjnych rozpoczniemy od najprostszych obserwacji wizualnych. Obserwacje takie polegają najczęściej na tym, że patrząc na Marsa przez lunetę staramy się możliwie najdokładniej odtworzyć na rysunku wygląd planety. Mówiliśmy poprzednio, że przy powiększeniu  $74\times$  Mars (w najdogodniejszej opozycji) wygląda tak, jak Księżyc widoczny nieuzbrojonym okiem. Wiemy, że na tarczy Księżyca można dostrzec gołym okiem wiele szczegółów, jednak jest ona tak mała, że ich odrysowanie nie jest łatwe. Podobnie jest z obserwacjami Marsa: jeśli używalibyśmy przy obserwacji małych powiększeń (około  $100\times$ ), to tarcza Marsa byłaby tak niewielka, że trudno byłoby wykonać dokładny rysunek dostrzeżonych utworów. Musimy więc obserwować przy większym powiększeniu<sup>10</sup>.

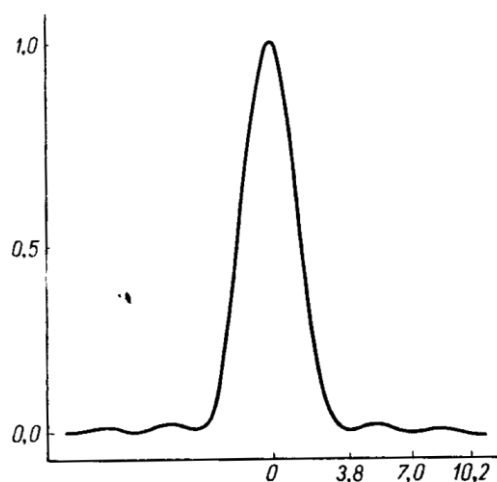
Jednakże wraz ze wzrostem powiększenia pogarsza się jakość obrazu. Po pierwsze, wzrasta wówczas wpływ wszelkich błędów optycznych lunety oraz wpływ drgań powietrza, po drugie zaś, przy zwiększaniu powiększenia maleje jasność powierzchniowa obrazu planety, przez co zaciera się stopniowo kontrast między różnymi szczegółami. Widzimy więc, że przy małych powiększeniach obraz planety jest najlepszy i najostrzejszy, jednak szczegóły są tak drobne, że trudno je rozróżnić. Przy większych powiększeniach natomiast szczegóły są już odpowiednio większe, ale pogarsza się jakość obrazu. Do obserwacji należy więc używać powiększeń pośrednich, takich, przy których obraz jest jeszcze dostatecznie dobry, a szczegóły wystarczająco duże.

Nie mówiliśmy dotąd nic o zdolności rozdzielczej lunety. Promienie świetlne wpadające do lunety uginają się na brzegach jej obiektywu. Jest to tak zwane zjawisko dyfrakcji światła. Dyfrakcja światła sprawia, że obrazy gwiazd, które posiadają przecież znikomo małe rozmiary kątowe, nie są punktami świetlnymi, lecz małąkimi jasnymi krążkami, otoczonymi kilkoma pierścieniami, których jasność szybko maleje wraz ze wzrostem średnicy (rys. 9a). Na rys. 9b podany jest rozkład jasności w takim obrazie dyfrakcyjnym. W praktyce rozważamy jedynie centralne krążki, gdyż pierścienie są znacznie mniej jasne i widać je dopiero w dobrych warunkach. Średnica  $s$  centralnego krążka dyfrakcyjnego zależy od średnicy obiektywu lunety  $D$  (wyrażonej w centymetrach) w następujący sposób:  $s = \frac{14''}{D}$ . Im większy jest zatem obiektyw lunety, tym rozmiary krążków dyfrakcyjnych są mniejsze i obrazy gwiazd „ostrzejsze”.



<sup>10</sup> Powiększenie lunety mierzy się stosunkiem ogniskowej jej obiektywu do ogniskowej okularu. Powiększenie danej lunety można więc zmieniać w dość szerokich granicach używając coraz to innych okularów.

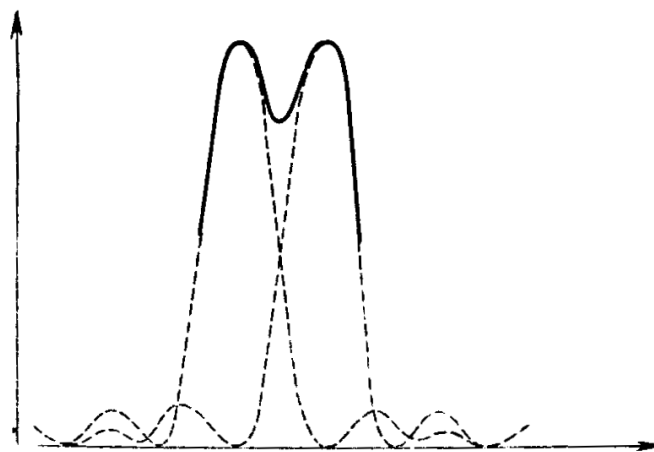
Rysunek 9 a) Dyfrakcyjny obraz gwiazdy (silnie powiększony)



Rysunek 9 b) Rozkład jasności w takim obrazie

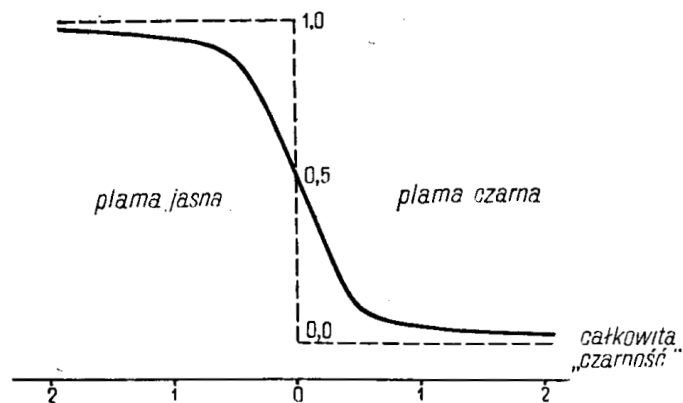
Na przykład teleskop o średnicy obiektywu 30 cm daje obrazy gwiazd o średnicy (centralnego krążka) około  $0'',5$ . Jeśli zatem odległość kątowa dwóch gwiazd jest mniejsza niż  $0'',5$ , to oba krążki dyfrakcyjne nakładają się, a więc za pomocą takiego teleskopu nie możemy zobaczyć tych gwiazd oddzielnie. Ta najmniejsza odległość kątowa, przy której obrazy dwóch gwiazd mogą być widoczne oddzielnie, nosi nazwę zdolności rozdzielczej danego obiektywu. Odległość ta równa się właśnie średnicy krążka dyfrakcyjnego.

Używając nowoczesnych metod pomiaru jasności (mikrofotometr) możemy rozróżnić dwie gwiazdy nawet wtedy, gdy ich obrazy dyfrakcyjne nieco się nakładają. Jak widać bowiem z rys. 9b jasność krążka dyfrakcyjnego jest największa w środku, ku brzegom zaś szybko maleje. Obraz powstały przy częściowym nałożeniu się dwóch takich krążków będzie miał łatwe do wyróżnienia dwa maksima jasności (rys. 10).



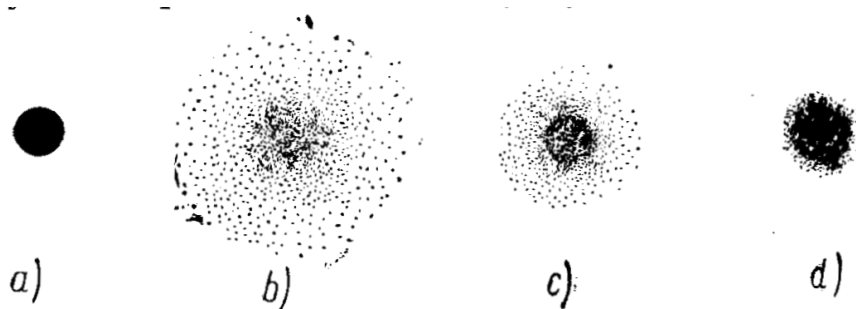
Rysunek 10 Rozkład jasności w obrazie dyfrakcyjnym dwóch blisko położonych gwiazd





Rysunek 11 Rozkład jasności w obrazie brzegu jasnej i ciemnej plamy

Powierzchnia planet nie świeci sama, lecz odbija tylko światło słoneczne. Są na niej wobec tego miejsca jasne, tzn. takie, które odbijają dużo padającego światła, są też i ciemne, które odbijają światło znacznie słabiej. Wyobraźmy sobie, że obserwujemy przez lunetę jakąś ciemną plamę na jasnej powierzchni planety. Przyjmijmy jasność otaczającej powierzchni za jednostkę i założmy, że plama jest zupełnie czarna, tzn. że jej jasności równa się zero. Gdyby nie było dyfrakcji światła, to rozkład jasności powierzchni planety w pobliżu brzegu plamy byłby taki, jak to jest przedstawione linią przerywaną na rys. 11. Na granicy plamy następowałby przeskok od jasności 1,0 do jasności 0,0. Wskutek dyfrakcji światła obraz każdego punktu powierzchni jest rozmytym krążkiem świetlnym. Dzięki temu obraz brzegu plamy również staje się rozmyty: jasność stopniowo przechodzi w czarność tak, jak to wyobraża linia ciągła na rys. 11. Wielkość rozmycia zależy od zdolności rozdzielczej lunety. Z umieszczonej na rysunku skali widać, że czarna plama zostaje silnie „zalana” jasnością aż do odległości 0,5 zdolności rozdzielczej od brzegu, a i w częściach wewnętrznych również nie jest już zupełnie czarna. Jeśli średnica plamy jest znacznie większa od zdolności rozdzielczej, to wpływ dyfrakcji przejawia się jedynie w rozmyciu jej brzegów, natomiast centralne części plamy nie ulegną zasadniczym zmianom. Inaczej przedstawia się sprawa w przypadku, gdy rozmiary plamy są już równe lub mniejsze od zdolności rozdzielczej. Wówczas bowiem rozmycie obejmie również i część centralną plamy i zamiast niej będziemy widzieli niewyraźny szarawy półcień.



Rysunek 12 Obrazy dyfrakcyjne niewielkiej czarnej plamy (średnica  $0'',25$ ) przy obserwacji przez lunety o średnicach obiektywu 28 cm (b), 56 cm (c) i 112 cm (d). Po lewej stronie geometryczny obraz plamy (a)

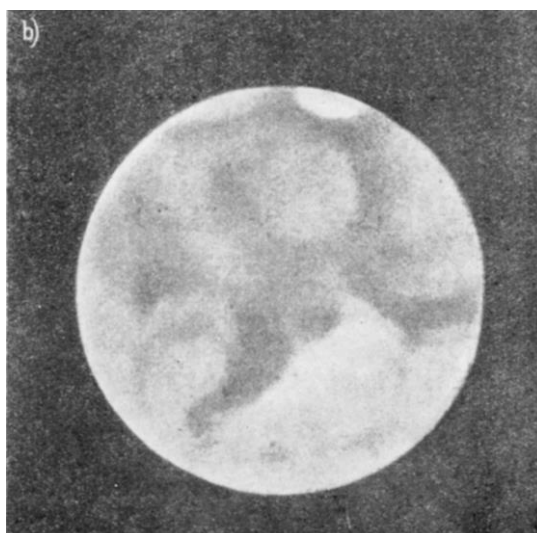
Z tego, co powiedzieliśmy dotąd, wynika, że ta sama plama obserwowana przez lunety o różnej zdolności rozdzielczej będzie miała zupełnie różny wygląd. Najlepiej zobaczymy to na przykładzie. Przypuśćmy, że obserwujemy na powierzchni Marsa okrągłą czarną plamę o średnicy  $0'',25$ , używając lunety o 28-centymetrowym obiektywie. Zdolność rozdzielcza takiej lunety wynosi  $0'',5$ , jest więc dwukrotnie większa od rozmiarów obserwowanej plamy. Wówczas, jak wiemy, obraz plamy będzie tylko niewyraźnym rozmytym półcieniem (rys. 12b). Dostrzeżenie takiego półcienia na powierzchni planety jest prawie zupełnie niemożliwe, gdyż oko ludzkie nie potrafi wyróżniać zbyt słabych

kontrastów. Dopóki więc będziemy używać 28 cm teleskopu, plama pozostanie niewidoczna. Użyjemy zatem lunety dwukrotnie większej (56 cm). W tym przypadku zdolność rozdzielcza wynosi tyle, ile rozmiary obserwowanej plamy i dyfrakcyjne rozmycie wpływa mniej na jej centralne części. Zewnętrzne rozmyte części nadal pozostaną niewidoczne ze względu na zbyt mały kontrast z otaczającą powierzchnią, jednak środek będzie już dużo ciemniejszy (rys. 12c). W miejscu plamy dostrzeżemy więc niewielki szaroczarny krążek. Wreszcie, gdy użyjemy lunety o średnicy 112 cm, plama będzie dostrzegalna bardzo wyraźnie, gdyż rozmyciu ulegną tylko jej brzegi, natomiast środek będzie prawie tak czarny, jak w rzeczywistości (rys. 12d). W miarę zatem zwiększania średnicy lunety obserwowany obraz plamy coraz bardziej zbliża się do jej rzeczywistego wyglądu.

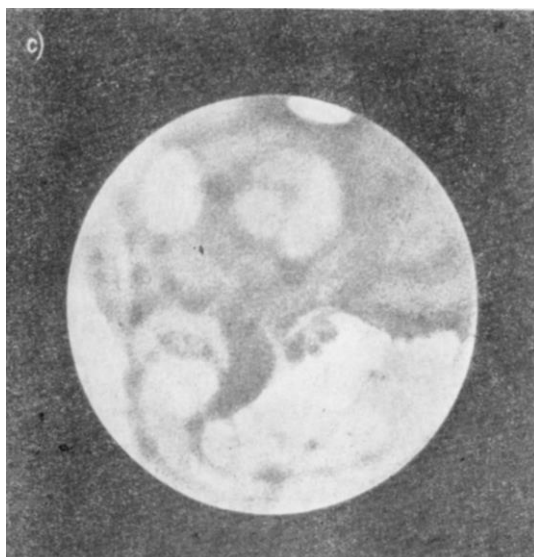
Możemy już teraz określić najlepsze dla obserwacji planet powiększenie danej lunety. Wiemy, że zdolność rozdzielcza oka ludzkiego wynosi średnio około  $1'$  (w wyjątkowych przypadkach nawet  $34''$ ). Chcąc zatem w pełni wyzyskać możliwości danego teleskopu musimy zastosować takie powiększenie, przy którym najdrobniejsze szczegóły, jakie może rozróżniać dany obiektyw, będą miały średnicę kątową  $1'$ , wtedy bowiem można będzie wszystkie te szczegóły dostrzec i narysować. Dalsze zwiększenie powiększenia nic już nie pomoże. Nie zobaczymy drobniejszych szczegółów, a obraz będzie się stawał coraz gorszy. Chcąc dostrzec na powierzchni planety mniejsze utwory musimy użyć teleskopu o większym obiektywie. Dopiero wówczas staną się widoczne drobne szczegóły, które poprzednio ze względu na mały kontrast z otoczeniem nie były dostrzegalne (rys. 13).



*Rysunek 13 a) Obraz Marsa w małej lunecie, przy niewielkim powiększeniu*



*Rysunek 13 b) Obraz Marsa w tej samej lunecie przy powiększeniu trzykrotnie większym; nie widzimy żadnych nowych szczegółów*



*Rysunek 13 c) Obraz Marsa w dużej lunecie, przy tym samym powiększeniu co w b). Widoczne są drobne plamy przedtem niedostrzegalne, obraz jest wyraźniejszy i bardziej kontrastowy*

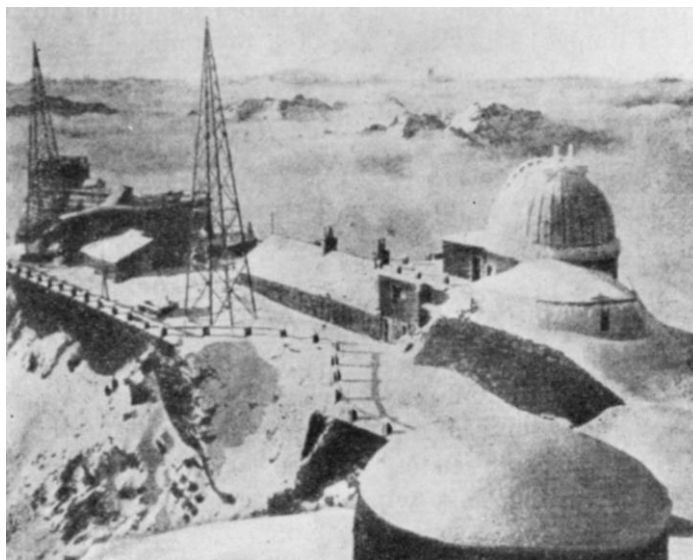
Niektórzy astronomowie operują terminem „przybliżenie” lunety, który mówi, ile razy zdolność rozdzielcza jej obiektywu jest większa od zdolności rozdzielczej oka. Na przykład dla teleskopu o średnicy 30 cm, który ma zdolność rozdzielczą  $0",47$ , „przybliżenie” wynosi około  $130\times$ . Oznacza to, że dopóki obserwujemy planetę przy użyciu tej lunety, to choćbyśmy niewiedomo jak zwiększali powiększenie, nie możemy jej powierzchni zobaczyć dokładniej niż w przypadku, gdyby planeta znajdowała się 130 razy bliżej. Słowo „przybliżenie” jest może źle dobrane, bo przecież teleskop w rzeczywistości nie przybliża obserwowanego obiektu, jednakże termin ten właściwie charakteryzuje możliwości danej lunety, w przeciwieństwie do powiększenia kąтового, które często może prowadzić do błędnych wniosków.

Podany powyżej wzór na zdolność rozdzielczą obiektywu lunety jest oczywiście słuszny dla obiektywów idealnych, pozbawionych wszelkich niedokładności. W rzeczywistości każdy obiektyw posiada pewne błędy, które uniemożliwiają osiągnięcie teoretycznej zdolności rozdzielczej.

W dotychczasowych rozważaniach nie mówiliśmy nic o wpływie warstw powietrza, przez które przechodzi światło wpadające do lunety. W rzeczywistości stan atmosfery wpływa decydująco na jakość obrazów planet. Warstwy powietrza znajdują się w ciągłym ruchu. Różnorodność warunków termicznych powoduje ciągłe drobne zmiany gęstości powietrza, a co za tym idzie i optycznych właściwości poszczególnych obszarów atmosfery. Wszystkie te bezładne ruchy, prądy i wiry powietrza noszą nazwę turbulencji atmosferycznej. Turbulencja zmniejsza zdolność rozdzielczą lunety i powoduje, że obrazy są niespokojne i drgające. Najważniejsze jest jednak to, że przy obserwacjach wielkimi lunetami wpływ turbulencji jest dużo większy niż w przypadku małych lunet. Wskutek tego dla dużych teleskopów osiągnięcie teoretycznej zdolności rozdzielczej jest prawie niemożliwe. Teleskopy niewielkich rozmiarów dają dość dobre obrazy nawet w średnich warunkach atmosferycznych, podczas gdy wielkie lunety można odpowiednio wykorzystać tylko w warunkach idealnych.

Tak więc skądinąd bezcenny dla nas ocean powietrzny, na którego dnie żyjemy, poważnie ogranicza nasze możliwości w zakresie obserwacji astronomicznych. Jedyną drogą polepszenia zdolności rozdzielczej jest częściowe choćby wyeliminowanie wpływu powietrza. Trzeba w tym celu budować obserwatoria na wysokich szczytach, wtedy bowiem na drodze promieni świetlnych do lunety pozostanie już tylko nieznaczna część atmosfery. Budowa obserwatoriów w górach napotyka jednak

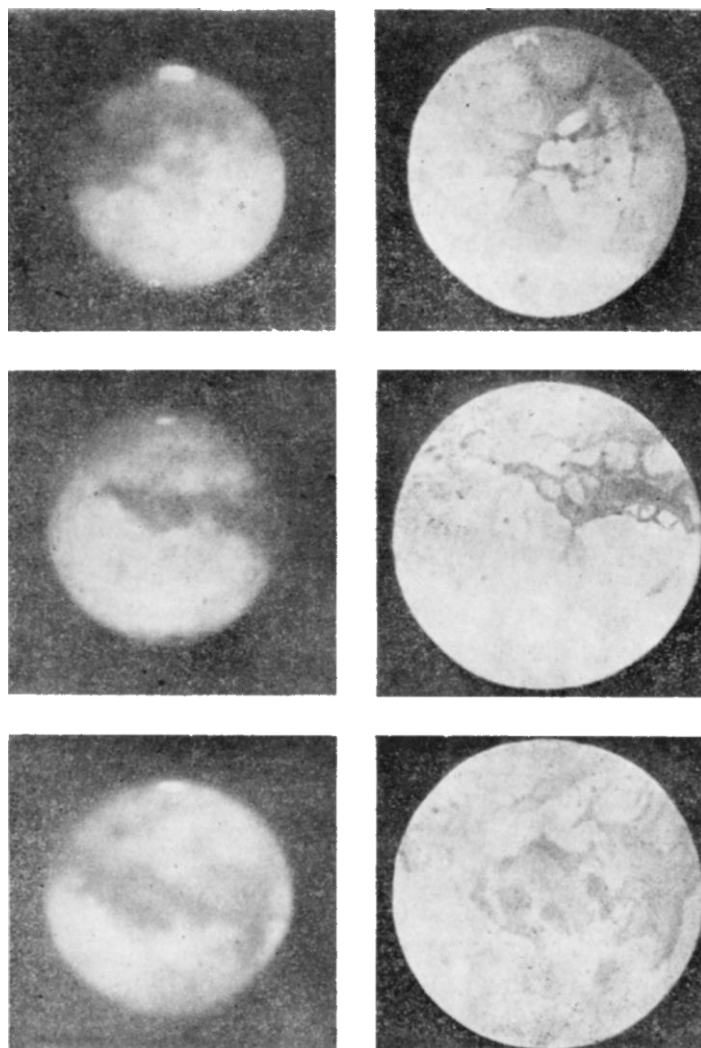
na poważne trudności, a nadto występują tam w nocy silne wstępujące prądy powietrza, uniemożliwiające obserwacje.



*Rysunek 14 Wysokogórskie obserwatorium na Pic du Midi w Pirenejach (2860 m)*

Zauważono jednak, że nad wyniosłościami odosobnionymi od innych gór atmosfera jest dość spokojna, tam też najczęściej buduje się obserwatoria. Najsłynniejszym z takich obserwatoriów wysokogórskich jest francuskie obserwatorium na Pic du Midi w Pirenejach (wys. 2860 m). Powietrze nad tym obserwatorium jest wyjątkowo spokojne, wieczorne prądy wstępujące szybko ustają, a obłoki znajdują się na ogół poniżej szczytu. Dzięki tak doskonałym warunkom w obserwatorium tym wykonano szereg bardzo dobrych rysunków i fotografii Marsa, udało się przy tym osiągnąć teoretyczną zdolność rozdzielczą ustawionego tam 62 cm refraktora ( $0'',2$ ).

Obserwacje wizualne przez wiele lat były jedyną metodą badania planet. Ze względu na możliwość popełniania przez obserwatora błędów subiektywnych wartość ich była niejednokrotnie poddawana krytyce. Starano się więc zastąpić te obserwacje przez fotografowanie Marsa. Okazało się jednak, że jeśli chodzi o zdolność rozdzielczą, obserwacje fotograficzne znacznie ustępują obserwacjom wizualnym. Przyczyna tego leży właśnie we własnościach atmosfery. Mówiliśmy wyżej o niepokoju i drganiach powietrza, które powoduje zacieranie się drobnych szczegółów w obrazach planet. Zdarza się jednak, że na moment cała masa powietrza na drodze promieni świetlnych do lunety znajdzie się w spoczynku. Oko ludzkie potrafi wykorzystać te krótkie momenty spokoju atmosfery i zarejestrować wszystkie subtelne szczegóły, które nagle stają się wtedy widoczne. Obserwator musi się tylko nauczyć wyczekiwać na te momenty. Tymczasem naświetlanie kliszy fotograficznej trwa zwykle kilka sekund. W ciągu tego czasu klisza sumuje dochodzące do niej światło, a więc zarejestruje wszystkie migotania i falowania. Dlatego też obraz na kliszy będzie zawierał jedynie zarysy najbardziej wyraźnych szczegółów (rys. 15).



*Rysunek 15 Fotografie i rysunki Marsa wykonane przez Camichela i Gentilego w obserwatorium na Pic du Midi podczas opozycji 1941 r. Fotografie i rysunki były wykonane w tym samym czasie, za pomocą tej samej lunety i przedstawiają w przybliżeniu te same części powierzchni Marsa*

Aby można było stosować możliwie najkrótszy czas naświetlania należy umieszczać kliszę w ognisku lunety, wtedy bowiem jasność powierzchniowa obrazu planety jest największa. Zobaczmy jednak, jakie są rozmiary Marsa na tak wykonanych zdjęciach. Średnica obrazu Marsa w ognisku lunety jest tym większa, im dłuższa jest ogniskowa. Tak na przykład obraz Marsa w ognisku teleskopu o ogniskowej długości 3 metrów ma średnicę tylko 0,4 mm, zaś w ognisku wielkiego refraktora z Pic du Midi (ogniskowa 18,2 metrów) - nieco ponad 2 mm. Na takich maleńkich tarczach trudno jest oczywiście wyróżnić jakiegokolwiek szczegóły, trzeba więc zdjęcie odpowiednio powiększyć. Jednakże powiększać zdjęcia można dopóty, dopóki nie zaczną być widoczne poszczególne ziarna kliszy. Możemy oczywiście użyć klisze drobnoziarniste, co umożliwia znacznie większe powiększenie zdjęć, klisze te jednak są mniej czułe od klisz gruboziarnistych, wymagają więc dłuższego naświetlania.

Oczywiście fotografowanie Marsa w ognisku lunet o krótkiej ogniskowej nie ma sensu. W lunetach tych umieszcza się przed kliszą układy optyczne powiększające obraz planety (tzw. fotografowanie w projekcji). Można już wtedy stosować klisze gruboziarniste, gdyż nie trzeba powiększać otrzymanych zdjęć. Jednak powiększenie obrazu idzie w parze ze zmniejszeniem się jego jasności powierzchniowej, przedłuża się więc czas naświetlania i wzmacnia szkodliwy wpływ atmosfery. Widać z tego, że dobranie optymalnych warunków fotografowania przez daną lunetę jest rzeczą niełatwą, wymaga uwzględnienia wielu czynników i wykonania wielu prób.



Czas naświetlania kliszy można oczywiście skrócić zwiększając jasność fotografowanego obiektu. W ostatnich czasach starano się to rozwiązać na dwóch drogach. Pierwsza z nich jest oczywista: należy fotografować Marsa przez największe teleskopy, gdyż wtedy obraz będzie bardzo jasny. Wiedzieliśmy wprawdzie, że w wielkich teleskopach wpływ turbulencji atmosferycznych jest bardzo znaczny, jednak przy zastosowaniu dostatecznie krótkiego czasu naświetlania kliszy można wyłapać moment spokoju atmosfery. Rozwiązanie samo się narzuca: trzeba po prostu użyć kamery filmowej. Jeżeli w ciągu nocy naświetlimy kilkadziesiąt klatek filmu, to na pewno chociaż na kilku z nich uchwycimy będzie obraz Marsa w momentach spokoju atmosfery.

Taką kamerę filmową zastosowali E. Pettit i R. S. Richardson w obserwatorium na Mt Wilson (USA). Podczas dogodnej opozycji 1954 r. Mars był tam fotografowany za pomocą 2,5-metrowego reflektora. Średnica obrazu Marsa na filmie wynosiła 8 mm, przy czym czas naświetlania udało się zmniejszyć do 0,2 sek. (przy użyciu żółtego filtru). Ogółem uzyskano około 8000 fotografii, z których część była bardzo dobra. Zdjęcia te pomimo wszystko ustępują jeszcze znacznie obserwacjom wizualnym.

Natomiast druga metoda, metoda teleskopów elektronowych, rokuje prawie nieograniczone nadzieje na przyszłość. Dopóki pozostajemy wyłącznie w dziedzinie metod optycznych, dopóty jasność obrazu może być zwiększona jedynie przez zwiększenie obiektywu teleskopu. Jeśli jednak przekształcimy sygnały świetlne na sygnały elektryczne, to po wzmocnieniu tych ostatnich, możemy je znów zamienić na sygnały świetlne, które będą już znacznie silniejsze. Technika wzmacniania słabych sygnałów elektrycznych jest już dziś znakomicie opracowana. Dzięki temu możemy nawet bardzo słabe obrazy świetlne zamieniać drogą „obrazów” elektrycznych na obrazy o dużej jasności.

Zasada teleskopu elektronowego polega więc na dołączeniu do zwykłego teleskopu przystawki elektronowej, która zamienia obrazy świetlne na „obrazy” elektryczne, wzmacnia te ostatnie i przetwarza je z powrotem na obrazy świetlne. Istnieje kilka typów teleskopów elektronowych (są one budowane od 1933 r.) i nie ma tu oczywiście miejsca na dokładny opis każdego z nich.

Podczas dogodnej opozycji 1954 r. R. Sturm i A. Wilson z obserwatorium Lowella po raz pierwszy zastosowali powyższą metodę do fotografii Marsa. Użyli oni urządzenia telewizyjnego, które było poprzednio używane w pobliskim szpitalu przy prześwietleniach promieniami Rentgena. Dzięki zastosowaniu tej aparatury wzmacniano tam znacznie jasność niewyraźnych obrazów rentgenowskich, przez co skracał się znacznie czas badania, podczas którego lekarz i pacjent poddani byli działaniu szkodliwego promieniowania.

Aparaturę tę zmontowano przy refraktorze o średnicy obiektywu 61 cm. Obraz Marsa wytworzony przez teleskop był zamieniany na „obraz” elektryczny przez czułą nadawczą lampę telewizyjną „Ortikon”. Na ekranie telewizora powstał obraz Marsa o średnicy 10,5 mm. Obraz ten był tak jasny, że przy jego fotografowaniu wystarczał czas naświetlania zaledwie  $\frac{1}{15}$  sekundy. W porównaniu z fotografowaniem Marsa przez tę samą lunetę, przy użyciu zwykłych metod, czas naświetlania został skrócony trzydziestokrotnie!

Jak widać z załączonej fotografii uzyskane zdjęcia nie są jeszcze zbyt dobre. Przyczyną tego jest „gruba” struktura obrazu na ekranie telewizyjnym. Mimo, iż na ekranie odbiorczym zastosowano 1029 linii, zamiast 525 zwykle używanych przez telewizję amerykańską, na fotografiach widać tylko zasadnicze szczegóły powierzchni Marsa. Przed opozycją 1956 r. ulepszono znacznie aparaturę, tak aby obraz planety składał się z czterokrotnie większej ilości linii. Wyniki nie są jeszcze znane, spodziewać się jednak należy, że uzyskane fotografie są znacznie lepsze. Przyszłość przyniesie prawdopodobnie dalsze postępy w dziedzinie teleskopów elektronowych.



*Rysunek 16 Fotografia Marsa z opozycji 1954 r. wykonana w obserwatorium Lowella za pomocą techniki telewizyjnej*

Obserwacje fotograficzne mają jednak dla badań Marsa niezwykle duże znaczenie, mimo tego, że, jak widzieliśmy, na razie jeszcze ustępują znacznie obserwacjom wizualnym, jeśli chodzi o zdolność rozdzielczą i dokładność rejestrowanych szczegółów. Przede wszystkim fotografie w świetle podczerwonym i nadfioletowym znacznie rozszerzają zakres badań wizualnych. Zdjęcia w nadfiolecie są szczególnie ważne dla badań atmosfery Marsa (patrz rozdział IV). Fotografie stanowią przy tym dokument, który można poddawać wielokrotnym pomiarom. Oceny zacinienia kliszy przy fotografowaniu Marsa przez filtry barwne dostarczają nam znacznie więcej danych niż niepewne jednorazowe oceny wizualne. Obserwacje fotograficzne są również obarczone błędami wynikającymi ze struktury kliszy i charakteru procesu fotograficznego. Błędy te jednak można stosunkowo łatwo ocenić i wyeliminować, są one więc znacznie mniej niebezpieczne niż subiektywne błędy obserwacji wizualnych.

Większą część naszej wiedzy o Marsie zawdzięczamy precyzyjnym metodom fizycznym, które udało się zastosować do badań Marsa w ostatnich dziesiątkach lat. Spektroskopia (analiza widmowa), spektrofotometria, radiometria i polarymetria dostarczają nam cennych danych, których uzyskanie za pomocą zwykłych metod byłoby niemożliwe. Metody te i wyniki ich stosowania będziemy szczegółowo omawiać w następnych rozdziałach.

Wspomnieć trzeba także o zupełnie nowej dziedzinie astronomii planet, dziedzinie, która stawia dopiero obecnie pierwsze kroki. Chodzi tu o badania radioastronomiczne. Radioastronomia liczy sobie wprowadzić już dwadzieścia pięć lat, ale radiowe badania planet rozpoczęto dopiero w r. 1955, kiedy odkryto promieniowanie radiowe Jowisza. W następnym roku udało się również odebrać sygnały radiowe z Wenus i z Marsa.

Bardziej niecierpliwym Czytelnikom spieszę wyjaśnić, że nie chodzi tu bynajmniej o jakieś sygnały czy audycje nadawane przez inteligentnych mieszkańców planet. Fakt emisji przez planety promieniowania radiowego jest zupełnie naturalnie tłumaczony przez prawa fizyki. Prawa te mówią, że każde ciało o temperaturze wyższej od zera bezwzględnego ( $-273,1^{\circ}\text{C}$ ) wysyła w przestrzeń promieniowanie, którego ilość i rodzaj są dla danego ciała zależne wyłącznie od jego temperatury. Powierzchnia planet nagrzewa się dzięki pochłanianiu światła i ciepła przychodzącego ze Słońca. Temperatura planet jest jednak dość niska, wskutek czego nie wysyłają one prawie wcale światła widzialnego (światło ich jest odbitym światłem słonecznym), promieniują natomiast fale dłuższe: podczerwone i radiowe. Najwięcej energii emitują planety w podczerwieni (długość fali około  $0,001\text{ cm}$ ), natomiast energia wysyłana w dziedzinie ultrakrótkich fal radiowych (długość fali  $1\text{ cm} - 10\text{ m}$ ) jest już znacznie mniejsza. Dlatego też podczerwone promieniowanie planet udało się wykryć już w 1924 r. (patrz rozdział V), a badanie fal radiowych stało się możliwe dopiero niedawno dzięki zbudowaniu czułych przyrządów odbiorczych.

Promieniowanie radiowe Marsa (długość fali 3,15 cm) zostało odebrane po raz pierwszy we wrześniu 1956 r. przez astronomów z obserwatorium w Waszyngtonie: C. H. Meyera, T. P. McCullocha i R. M. Sloanekera, którzy używali radioteleskopu o średnicy 15,2 m. Na podstawie obserwowanego natężenia promieniowania oceniono temperaturę powierzchni Marsa na około  $-40^{\circ}\text{C}$ , co zgadza się mniej więcej z innymi ocenami (patrz rozdział V). Pełniejszych rezultatów nie udało się na razie uzyskać ze względu na ciągle jeszcze niedostateczną czułość przyrządów.

Dalszy rozwój badań radioastronomicznych przyniesie niewątpliwie nowe cenne wyniki. Przede wszystkim wysyłając w stronę Marsa wiązkę fal radiowych i rejestrując sygnały odbite od jego powierzchni można będzie wyznaczać jego odległość z dokładnością o wiele większą niż w astronomii optycznej. Metodę tę stosowano już z pożytkiem do wyznaczania odległości Księżyca. Poza tym będzie można dokładniej wyznaczyć temperaturę powierzchni Marsa. Może także uda się otrzymać pewne dane o własnościach atmosfery i powierzchni planety, tak jak to udało się osiągnąć w przypadku Księżyca.

Zmienia się również obecnie organizacja badań Marsa. Dawniej poszczególne obserwatoria pracowały najczęściej w odosobnieniu, realizując taki program badań, jaki wydawał się najwłaściwszy pracującym w nich astronomom. Często wobec tego zdarzało się, że pewne zakresy badań nie były w ogóle przeprowadzane, podczas gdy inne były powtarzane jednocześnie w kilku obserwatoriach. Taki stan rzeczy uniemożliwiał uzyskanie jednolitego i pełnego obrazu zjawisk zachodzących na Marsie. Aby temu zaradzić, utworzono w r. 1953 Międzynarodowy Komitet Badań Marsa, który ma koordynować badania w poszczególnych obserwatoriach. W skład Komitetu weszło wielu wybitnych specjalistów: astronomów, fizyków i meteorologów.

Pierwszym zadaniem Komitetu było utworzenie tzw. Służby Marsa, czyli zorganizowanie sieci obserwatoriów rozłożonych równomiernie na całej kuli ziemskiej dla zapewnienia ciągłości obserwacji wszystkich części powierzchni Marsa. Takie rozwiązanie było konieczne ze względu na to, że okres obrotu Marsa dokoła osi jest niewiele dłuższy od doby ziemskiej. Różnica wynosi tylko 37 minut, co odpowiada obrotowi kuli Marsa o  $9^{\circ}$ .

Wyobraźmy sobie, że Mars znajduje się nad horyzontem obserwatorium przez pełne 12 godzin. Gdy zaczynamy go obserwować np. o godz. 18-tej i obserwujemy bez przerwy do 6-tej, to przez południk centralny tarczy przededefilują szczegóły prawie całej półkuli Marsa. Większość drugiej półkuli będzie natomiast widzialna bardzo słabo, gdyż jej utwory będą położone blisko brzegów tarczy, a gdy zaczną się przesuwac ku jej środkowi, Mars schowa się już pod horyzontem. Zwykle jednak w danym obserwatorium można obserwować Marsa najwyżej przez kilka godzin, gdy znajduje się on dostatecznie wysoko na niebie, bowiem obserwacje w pobliżu horyzontu są utrudnione przez grubą warstwę atmosfery. Obserwacjom dostępny jest zatem jedynie niewielki wycinek powierzchni planety. Gdy następnego wieczoru rozpoczniemy obserwacje o tej samej porze, ujrzymy taki sam obraz, gdyż utwory powierzchni Marsa będą tylko o  $9^{\circ}$  przesunięte w stosunku do położenia z poprzedniego dnia. Podobnie w ciągu kilku następnych dni będziemy mogli obserwować nadal tę samą półkulę, druga natomiast pozostanie praktycznie niewidoczna. Sytuacja ulegnie zmianie dopiero za kilkanaście dni, gdy zacznie być widoczna druga półkula Marsa, stracimy zaś z oczu pierwszą.

Zorganizowanie systematycznych badań w sieci obserwatoriów położonych w różnych miejscach na kuli ziemskiej zapewnia ciągłość obserwacji całej powierzchni Marsa. Gdy bowiem Mars przestaje być widoczny z jednego obserwatorium, zaczynają się jego obserwacje w drugim. Przy odpowiednim rozłożeniu obserwatoriów badania mogą być prowadzone bez przerwy przez całą dobę.



Służbę Marsa utworzyło siedem obserwatoriów: Boscha (Jawa), Kodaikanal (Indie), Helwan (Egipt), Lamont-Hussey (Płd. Afryka), Pic du Midi (Francja), Eva Peron (Argentyna) i obserwatorium Lowella (USA). Obserwacje prowadzone były prawie przez okrągłą dobę. Poważne przerwy stanowiły jednak wielkie przestrzenie Atlantyku i Pacyfiku. Dlatego też Amerykanie planują na przyszłe opozycje zbudowanie specjalnego obserwatorium na jednej z wysp Oceanii.

We wszystkich wymienionych obserwatoriach wykonywano patrolowe fotografie Marsa przez filtry barwne przy czym dla zapewnienia jednorodności wyników używano tych samych filtrów i klisz oraz podobnych przyrządów. Olbrzymi materiał kilkudziesięciu tysięcy zdjęć nie jest jeszcze dokładnie opracowany, dostarczy jednak niewątpliwie wielu ciekawych informacji, głównie jeśli chodzi o zjawiska atmosferyczne na Marsie.

Komitet opracował poza tym program badań dla dalszych dziesięciu obserwatoriów: Carter (N. Zelandia), Commonwealth (Australia), Tokyo i Kwasan (Japonia), Union (Płd. Afryka) oraz Mc Donald, Griffith, Lick, Mt Palomar i Mt Wilson (USA). Program prac był bardzo różnorodny: obejmował oprócz fotografowania przez filtry barwne (tak jak w obserwatoriach Służby Marsa) także zdjęcia filmowe, telewizyjne, pomiary radiometryczne, spektroskopowe i inne. Wyniki nie zostały jeszcze całkowicie opracowane, należy jednak oczekiwać wielu rewelacji.

Komitetowi podlega dotąd tylko kilkanaście obserwatoriów. Brak wśród nich obserwatoriów radzieckich, których prace są kierowane przez osobną Komisję Fizyki Planet, oraz wielu innych ośrodków rozsianych po całym świecie. Należy jednak przypuszczać, że sprawa ujednolicenia programu badań we wszystkich obserwatoriach zostanie wkrótce pomyślnie rozwiązana.

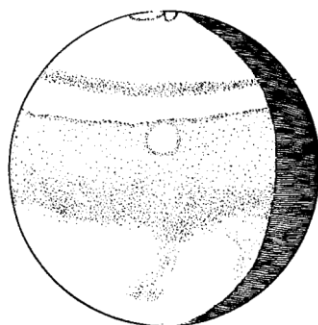
Tyle - jeśli chodzi o obecny stan badań Marsa. A teraz cofnijmy się myślą wstecz i przerzucmy karty historii areografii (Ares - po grecku Mars, stąd areografia - odpowiednik geografii).



Huygens 1659



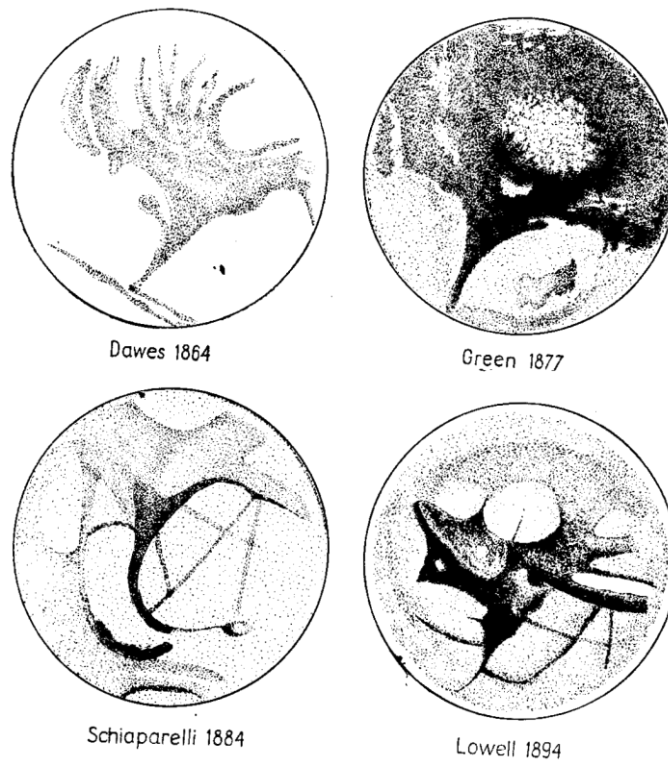
Herschel 1777



Schröter 1798



Beer i Mädler 1830



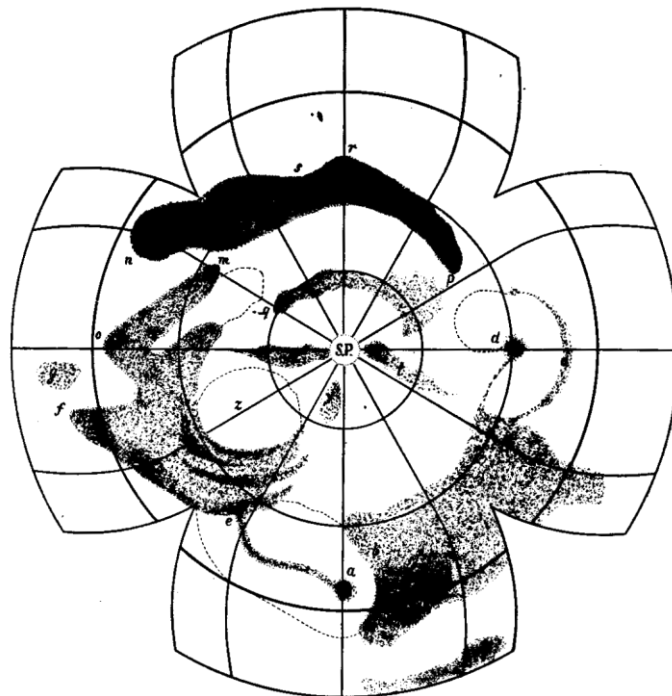
*Rysunek 17 Mars według rysunków różnych obserwatorów. Rysunki przedstawiają tę samą (w przybliżeniu) półkulę Marsa. Ciemna, lekko wydłużona plama, to okolica zwana obecnie Syrtis Maior*

Pierwszym astronomem, który obserwował Marsa przez lunetę był Galileusz (1610), nie zdołał on jednak dostrzec na powierzchni planety żadnych szczegółów. Było to oczywiście winą jego prymitywnej lunety. Ćwierć wieku później F. Fontana (1636) odkrył fazy Marsa i widział na jego tarczy ciemne plamy. Jego rysunek z 1638 r. jest pierwszym zachowanym rysunkiem Marsa (rys. 8). W kilka lat potem fazy planety dostrzegł również gdański astronom Jan Heweliusz (1645). W roku 1659 rozpoczął obserwacje Marsa Ch. Huygens. Odkrył on południową czapę polarną i określił czas trwania obrotu planety dokoła osi na około 24 godziny. Rysunki Huygensa (rys. 17) zawierają poza tym ciemną plamę, którą można zidentyfikować z okolicą Marsa, zwaną dziś Syrtis Maior. Następnym ważnym momentem w dziejach obserwacji Marsa jest rok 1666, w którym D. Cassini określił dość dokładnie czas trwania jego doby. Z obserwatoriów tego okresu należy jeszcze wyróżnić R. Hooke'a, F. Bianchiniego oraz F. Maraldiego, odkrywcę północnej czapy Marsa.

W latach 1777-1783 obserwował Marsa W. Herschel. Wyznaczył on bardzo dokładnie długość doby planety i zauważył zmienność czap polarnych. Jego rysunki zawierają pewne szczegóły, których jednak nie można na ogół powiązać z dzisiejszymi obserwacjami. Herschel starał się już snuć pewne hipotezy na temat przyrody Marsa. Ciemne plamy na jego powierzchni uważał za oceany, jasne zaś obszary za lądy pokryte czerwonymi skałami. Dużo dokładniejsze są natomiast rysunki H. Schrötera (1783-1805), na podstawie których sądzi się nawet dziś o zmianach, jakie od tego czasu zaszły na powierzchni Marsa. Ciekawe, że Schröter uważał wszystkie obserwowane przez siebie szczegóły za chmury w atmosferze Marsa, starając się nawet na podstawie swych obserwacji wyznaczyć kierunki i prędkości wiatrów.

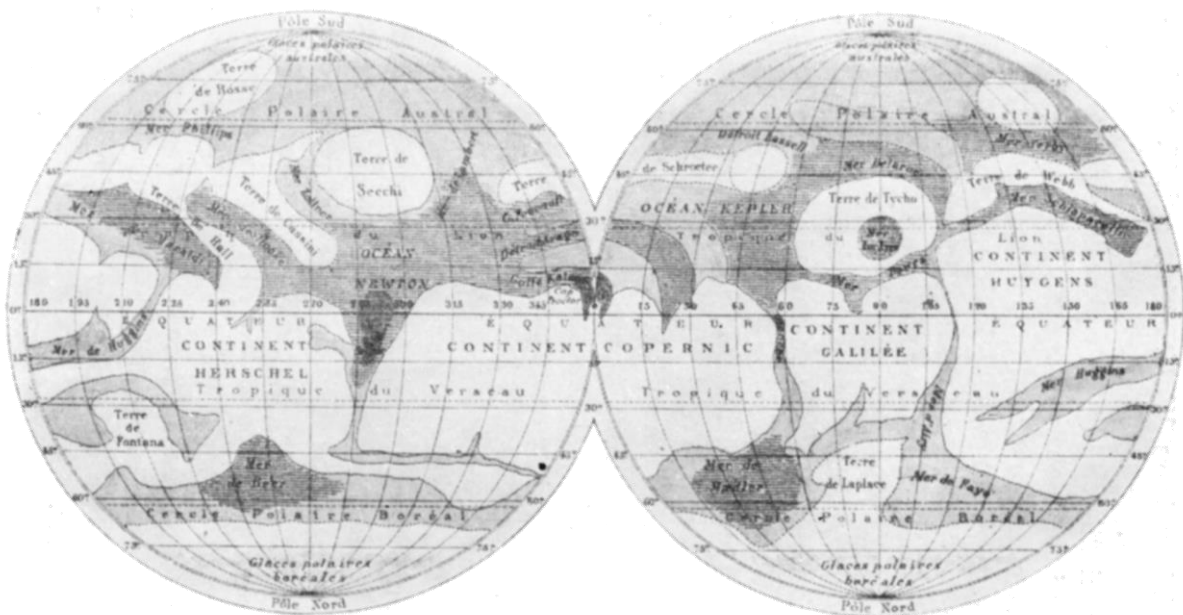
W dziewiętnastym stuleciu obserwacje znacznie się ożywiły. Podczas opozycji 1830 roku obserwowali Marsa J. Beer i H. Mädler. Zauważyli oni, że szczegóły dostrzegane na powierzchni planety zajmują na niej mniej więcej stałe położenie. Na podstawie swych rysunków opracowali zatem pierwszą mapę J.

Beera i H. Mädlera Marsa (rys. 18) oznaczając na niej południk zerowy i wprowadzając współrzędne areograficzne. W ten sposób rok 1830 stał się momentem przełomowym w historii badań Marsa.



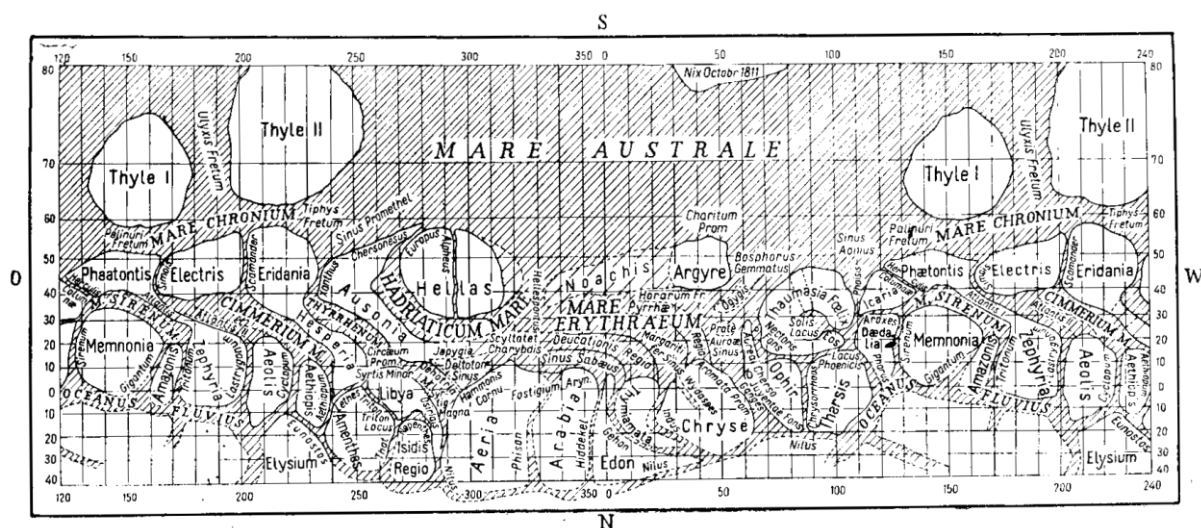
Rysunek 18 Pierwsza mapa marsa wykonana w 1830 przez J. Beera i H. Mädlera

Z biegiem lat obserwacje Marsa stają się coraz dokładniejsze. Do badań przystępują A. Secchi, W. Dawes, J. Phillips, F. Kaiser, W. Lockyer, F. Terby, N. Green, C. Flammarion i inni. Wydawane są nowe mapy powierzchni Marsa (Kaiser (1862), Proctor (1869), Flammarion (1876), Green (1877)). Na mapach tych poszczególne utwory oznaczano nazwiskami sławnych astronomów i zasłużonych badaczy Marsa. Załączona obok mapa Flammariona ilustruje postęp, jaki dokonał się w tej dziedzinie od roku 1830.

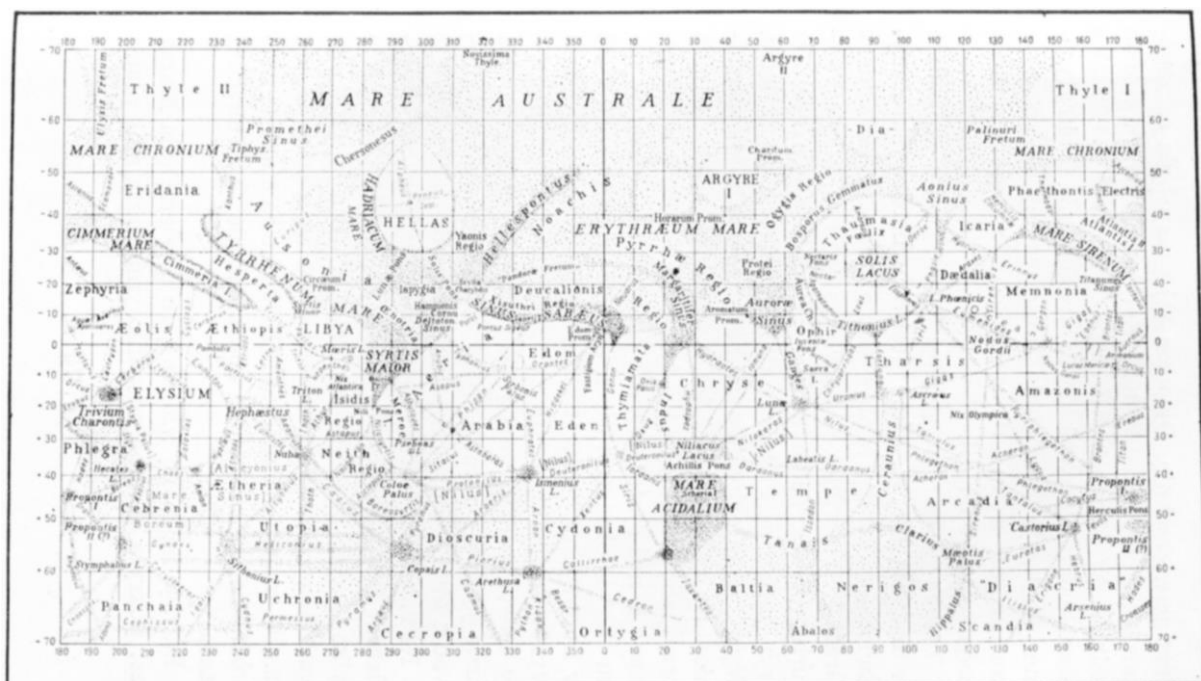


Rysunek 19 Mapa Marsa opracowana przez C. Flammariona (1876)

Rok 1877 rozpoczął nową erę badań czerwonej planety. Dostrzeżono wreszcie jej księżycy, a dzięki odkryciu kanałów przez G. V. Schiaparellego Mars znalazł się nagle w centrum zainteresowania ogółu. W roku tym Schiaparelli wydał również swoją pierwszą mapę powierzchni Marsa (rys. 20), przewyższającą wszystkie poprzednie ilością i dokładnością szczegółów. Mapa ta po raz pierwszy została oparta na dokładnych pomiarach mikrometrycznych. Schiaparelli był do tego stopnia samodzielny, że zignorował zupełnie używane dotąd nazwy i opracował nową nomenklaturę opartą o mitologię i dzieje starożytne. Nazwy podane przez Schiaparellego po kilkunastu latach oporów przyjęły się powszechnie i są używane do dziś. Nomenklatura jest w miarę potrzeby rozwijana i uzupełniana.



Rysunek 20 Pierwsza mapa Schiaparellego (1877)



Rysunek 21 Mapa Marsa opracowana przez Antoniadiego w roku 1903

Następne lata badań Marsa upływają pod znakiem „wojny o kanały”, której dzieje są opisane w rozdziale VIII. Chęć rozwiązania wielkiej zagadki dopinguje astronomów do zwiększonego wysiłku. Powstają nowe obserwatoria, budowane są coraz lepsze lunety. Dzięki pracom G. Schiaparellego, N.



Greena, E. Maundera, E. Barnarda, C. Flammariona, P. Lowella, A. E. Douglassa, W. H. Pickeringa, V. M. Sliphera, M. Millochau, J. Comasa Soli, P. Moleswortha, E. M. Antoniadiego i innych wykreślane są coraz dokładniejsze i coraz obfitsze w szczegóły mapy Marsa. Mapa opracowana przez Antoniadiego (1903) (rys. 21) świadczy o tym, jak wielki krok naprzód uczyniła areografia przez 25 lat od czasów Schiaparellego.

Okres wytężonych badań nad kanałami trwa mniej więcej do roku 1909. Oprócz obserwacji wizualnych, które były dotąd jedyną formą badań Marsa, zaczynają się rozwijać także inne metody badawcze. Po próbach B. Goulda (1877), P. Lowell, W. H. Pickering, G. Hale, C. Lampland i V. M. Slipher rozwijają fotografię Marsa, a H. Vogel, P. Janssen i W. Huggins dają początek badaniom spektroskopowym tej planety.

Po opozycji 1909 roku w areografii następuje zasadniczy zwrot. Dzięki pracom E. M. Antoniadiego zmieniają się zupełnie nasze pojęcia o wyglądzie powierzchni Marsa. Zagadka kanałów zostaje częściowo rozwiązana, a stare mapy przestają już być aktualne. Od roku 1924 aż do chwili obecnej, obserwacje wizualne ustępują powoli miejsca bardziej obiektywnym sposobom badań. Areografia rozwija się nadal i nasze mapy Marsa są coraz dokładniejsze, jednakże większą część wiedzy o tej planecie zawdzięczamy fotografii, spektrografii, polarymetrii i innym metodom badawczym. Rodzi się nowa gałąź nauki o Marsie - areofizyka (odpowiednik geofizyki). Nie będziemy tu streszczać obszernej historii tych ostatnich lat badań, znajdziemy ją bowiem niemal w każdym z następnych rozdziałów.

Ten krótki rys historyczny byłby niepełny, gdybyśmy nie podkreślili roli trzech wielkich badaczy: Flammariona, Lowella i Antoniadiego, którzy poświęcili badaniom Marsa prawie całe swe życie.

C. Flammarion (1842-1925) zajął się obserwacjami Marsa już wtedy, gdy jako siedemnastoletni chłopiec rozpoczął pracę w obserwatorium paryskim. W roku 1864 opracował swą pierwszą mapę powierzchni Marsa, a od roku 1883 nieprzerwanie badał go w swym prywatnym obserwatorium w Juvisy pod Paryżem. Choć największą sławę zdobył Flammarion dzięki swym pracom popularyzatorskim, w których rozwijał szeroko ideę zamieszkalności ciał niebieskich, to jednak obserwacje wykonywane w Juvisy miały duże znaczenie, a jego dwutomowe dzieło „La planète Mars” (1892, 1909) przez wiele lat stanowiło podstawę wiedzy o Marsie.

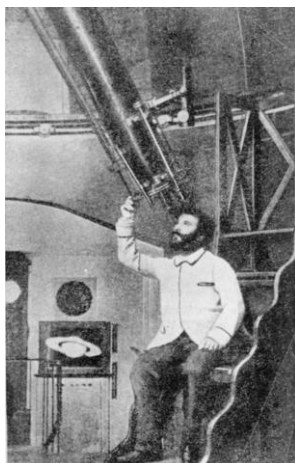
P. Lowell (1855-1915) rozpoczął obserwacje Marsa w roku 1894. Oczarowany dostrzeżeniami Schiaparellego zbudował w Arizonie prywatne obserwatorium, w którym zajął się badaniami kanałów. Godne podziwu są zapał i wytrwałość, które cechowały pracę Lowella, jak również jego niezachwiana wiara w istnienie życia na Marsie, wypowiedana w licznych artykułach i książkach. Obserwatorium Lowella jest do dziś ośrodkiem badań Marsa.

E. M. Antoniadi (1870-1944) zaczął obserwować Marsa w roku 1888 i jego doskonałe rysunki szybko zwróciły uwagę astronomów. Od roku 1909 Antoniadi pracuje przy wielkiej lunecie obserwatorium w Meudon. Wyjaśnia tam zagadkę geometrycznej sieci kanałów Marsa i niezwykle dokładnie studiuje jego powierzchnię. Owocem tej pracy była szczegółowa mapa Marsa, którą zamieszczamy na końcu książki. W roku 1930 Antoniadi wydaje dzieło „La planète Mars”, w którym uwzględnia i krytycznie analizuje wszystkie obserwacje Marsa wykonane od roku 1659. Dzieło to jest do dziś podstawą areografii.

Trzeba jeszcze wspomnieć o polskim wkładzie w badania Marsa, choć jest on bardzo skromny. Światową sławę zdobył sobie jedynie Kazimierz Graff, który jednak pracował za granicą, w obserwatorium w Bergedorfie i w Wiedniu. Jego rysunki (rys. 8, 55) są zaliczane do najlepszych na świecie. Wykonywanie dokładnych badań w kraju jest utrudnione przede wszystkim przez brak odpowiednich przyrządów. Dlatego też tylko dwukrotnie wykonywano u nas systematyczne

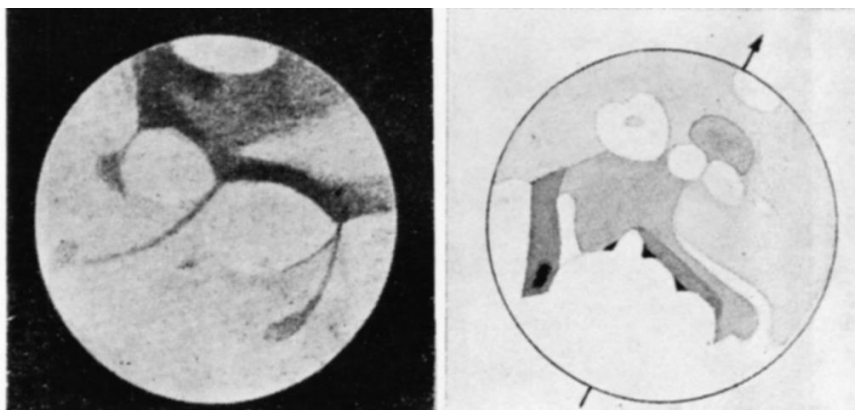
obserwacje Marsa: w roku 1924 w obserwatorium w Poznaniu i w roku 1956 w Ludowym Obserwatorium w Katowicach. Rysunki wykonane podczas tych opozycji (rys. 23) umożliwiły nawet wykreślenie map powierzchni Marsa. Na razie jednak nie możemy w tej dziedzinie konkurować z obserwatoriami zagranicznymi.

Na zakończenie tego rozdziału urządzmy małą wycieczkę po powierzchni Marsa. Będzie to oczywiście tylko wycieczka „palcem po mapie”. Dla jej przeprowadzenia posłużymy się zamieszczoną przy końcu książki mapą Antoniadiego (1930), która stanowi najdokładniejsze obecnie zobrazowanie powierzchni Marsa.



*Rysunek 22 Jeden z najśłynniejszych badaczy Marsa - C. Flammarion przy lunecie w swoim obserwatorium Juvisy*

Patrząc na mapę widzimy, że powierzchnia Marsa jest pokryta dwoma zasadniczymi rodzajami plam: plamami ciemnymi i plamami jasnymi. W teleskopie widać wyraźnie, że plamy jasne mają barwę żółtoczerwoną, one to więc nadają Marsowi jego specyficzny kolor; plamy ciemne mają natomiast odcień zielony lub niebieskawy. Dawni badacze Marsa nazwali plamy jasne „lądami”, zaś plamy ciemne „morzami”, „jeziorami”, „bagnami” itd. W dalszych rozdziałach zobaczymy, że nazwy te tylko częściowo odpowiadają prawdziwej naturze tych plam, mimo to jednak zostały aż do dziś utrzymane w areografii.



*Rysunek 23 Polskie rysunki Marsa. Po lewej rysunek K. Kordylewskiego wykonany 13 VIII 1924 r. za pomocą 11-centymetrowego refraktora (powiększenie 260 ×); po prawej rysunek A. Marksa wykonany 8 IX 1956 r. za pomocą 30-centymetrowego refraktora (powiększenie 280 ×)*

Przy studiowaniu mapy trzeba pamiętać, że strony świata są na niej ułożone w dość niezwykły sposób: południe jest na górze, północ - na dole, wschód - z lewej strony, zachód zaś - z prawej.

W stosunku do map ziemskich mapa ta jest więc obrócona o  $180^\circ$ . Pochodzi to stąd, że lunety astronomiczne dają obraz odwrócony. Aby nie wprowadzać zamętu postanowiono więc wykreślać mapy Marsa w ten sposób, aby widoczne na nich szczegóły były widziane tak jak przy obserwacji przez lunetę. Trzeba również zwrócić uwagę na to, że mapa jest wykreślona w rzucie Merkatora, wskutek czego podbiegunowe okolice Marsa są znacznie rozciągnięte i zniekształcone, tak jak na przykład Grenlandia na mapach Ziemi wykonanych tą samą metodą.

Podobnie jak na mapach ziemskich, na mapie Antoniadiego oznaczone są współrzędne: szerokość i długość areograficzna, analogiczne do współrzędnych geograficznych. Umówiono się, aby długość areograficzną liczyć od południka przechodzącego przez środek ciemnej zatoki zwanej Sinus Meridiani. Południk ten jest zatem dla areografii tym, czym południk Greenwich dla geografii. Przez środek Sinus Meridiani przechodzi również równik Marsa.

W przeciwieństwie do map ziemskich, na których długość geograficzną liczymy od  $0^\circ$  do  $180^\circ$  w obie strony: na wschód i na zachód od południka Greenwich, długość areograficzną liczy się w jednolity sposób od  $0^\circ$  do  $360^\circ$ . Natomiast szerokość areograficzną wyraża, się podobnie jak szerokość geograficzną: od  $0^\circ$  do  $-90^\circ$  na południe od równika i od  $0^\circ$  do  $+90^\circ$  na północ od niego. Warto jeszcze dodać, że dokładność wykreślenia map Marsa jest rzędu  $1^\circ$ .

Najwyraźniejszą ciemną plamą na powierzchni Marsa jest duża trójkątna zatoka zwana Wielką Syrtą (Syrtis Maior). Zatokę tę można dostrzec już przez niewielką lunetę, toteż widzimy ją już na rysunkach pierwszych badaczy Marsa (rys. 17). Wielka Syrta w południowej swej części wydłuża się i przechodzi w wąskie pasmo zwane Nilosyrtis, które sięga aż poza  $40^\circ$  szerokości areograficznej północnej. Pasma to jest najwyraźniejszym przedstawicielem tzw. kanałów. Na wschód od Wielkiej Syrtys znajduje się duże „jezioro” Lacus Moeris i żółta pustynia Libya. Wygląd tej części powierzchni Marsa podlega dość wyraźnym zmianom. Na północ od Lacus Moeris widywano czasem dwie bardzo jasne plamy. Przypuszczano, że były to osady śnieżne na wyniosłościach, które się znajdują w tych miejscach. Jeśli jednak są to nawet jakieś wzgórza, to nie mogą mieć wysokości większej od jednego kilometra. Na południe od Wielkiej Syrtys leży wielki owalny ląd Hellas. Na jego żółtawo-pomarańczowej powierzchni można czasem wyróżnić ciemniejsze pasma i „jezioro” Lacus Zea.

Na zachód od Wielkiej Syrtys i Hellas znajduje się cały szereg połączonych ze sobą „mórz” i „zatok”: Marę Ionium, Mare Serpentis, Deltoton Sinus, Sinus Sabaeus i wreszcie wspomniana już zatoka Sinus Meridiani, przez którą przechodzi południk zerowy. Na północ od tych „mórz” ciągnie się cały szereg lądów: Arabia, Eden, Moab i Aeria, która według G. Kuipera jest najbardziej czerwoną częścią powierzchni Marsa. Na powierzchni tych lądów występuje cały szereg drobnych ciemniejszych pasm i plam, z których prawie wszystkie mają swoje nazwy.

Posuwając się nadal na zachód od Sinus Meridiani mamy kolejno „morza”: Margaritifer Sinus, Mare Erythraeum, Sinus Aurorae oraz wielkie „jeziora”: Solis Lacus (Jezioro Słońca) i Tithonius Lacus. Oba „jeziora” składają się z wielkiej liczby drobnych plam i są utworami bardzo zmiennymi. Tę samą mniej więcej długość areograficzną co Margaritifer Sinus ma wielkie morze” półkuli północnej zwane Mare Acidalium. Górna część tego „morza” tworzy jezioro o kształcie korony (Lacus Niliacus). Na zachód od Mare Acidalium spostrzegano również bardzo jasną plamę, możliwe więc, że i w tym miejscu istnieją na powierzchni Marsa jakieś niewielkie wzgórza.

Na zachód od Jeziora Słońca ciągną się dalsze wielkie „morza” Marsa: Aonius Sinus, Mare Sirenum, Mare Cimmerium i Mare Tyrrhenum, które swą zatoką Syrtis Minor graniczy już prawie bezpośrednio z Wielką Syrtą. Na południe od tego pasa „mórz” znajdują się nieco mniej jasne lądy: Phaethontis, Electris, Eridania i Ausonia, która jest utworem bardzo zmiennym. Natomiast „morza” leżące bardziej na północ: Memnonia, Zephyria, Aeolis i Aethiopsis są już dużo jaśniejsze. Jeszcze dalej na północ leży

Elysium, jeden z najjaśniejszych obszarów Marsa. Na półkuli północnej brak jest wielkiego pasa „mórz” jaki ciągnie się wzdłuż równika na półkuli południowej, występuje tam natomiast cały szereg większych i mniejszych „jezior”, z których najwyraźniejszymi są Trivium Charontis i Nodus Gordii. Dzięki kontrastowi z jasnym Elysium dobrze zwykle są widoczne również inne „jeziora” otaczające ten ląd.

Okolice bieguna południowego otoczone są wielkim Morzem Południowym (Mare Australe), które dzieli się na szereg zatok i odnóg otaczających jasne owalne wyspy: Thyle I, Thyle II, Argyre I, Argyre II, Noachis i Dia. Wyspy te podczas zimy są zwykle pokryte białymi lodami polarnymi, które sięgają często poza 60° szerokości areograficznej południowej. Jeszcze dalej na południe, prawie tuż pod biegunem, znajduje się jasna wyspa Novissima Thyle, która jest prawdopodobnie największym wzniesieniem na powierzchni Marsa.

Biegun północny jest natomiast otoczony lądami, tylko w jednym miejscu ich pasmo jest przerwane przez wielkie „jezioro” Lacus Hyperboreus. Powierzchnia tych lądów: Ortygii, Cecropii, Uchronii, Lemurii, Ierne i Panchai jest stosunkowo jednostajna. Ten brak drobnych szczegółów wynika jednak prawdopodobnie stąd, że północny biegun Marsa jest ku nam zwrócony podczas niedogodnych opozycji aphelicznych, trudno jest więc wtedy zauważyć drobne pasma czy „jeziora”. Natomiast półkula południowa jest widoczna podczas opozycji perihelicznych i z tego względu znamy ją znacznie lepiej.

Ten krótki szkic topograficzny nie jest oczywiście jakimś dokładnym przewodnikiem po powierzchni Marsa. Zamieściliśmy go wyłącznie w celu zapoznania Czytelników z nazwami utworów, o których będziemy mówić w następnych rozdziałach.



## Rozdział III

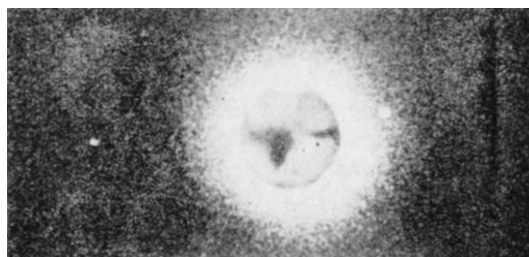
### Księżyce. Wygląd nieba na Marsie

Dla mieszkańców Marsa, jeśli tacy istnieją, wygląd nieba marsowego i zachodzące na nim zjawiska są źródłem ciekawych i niezwykłych wrażeń. Prawdopodobnie już za lat kilkadziesiąt piękno tego nieba będą mogli podziwiać pierwsi przybysze z Ziemi. Tymczasem jednak musimy się zadowolić opowiadaniem.

Omówimy przede wszystkim układ dwóch maleńkich satelitów Marsa, które zostały odkryte podczas opozycji 1877 r. Układ ten, jedyny w swoim rodzaju, jest tak niezwykły, że warto poświęcić wiele miejsca na jego opis.

Interesująca jest choćby sama historia poszukiwań i odkrycia księżyców. Istnienie księżyców było przewidywane już przeszło 250 lat przed ich odkryciem. Wprawdzie w nauce często spotykamy przypadki, kiedy przewidywania teoretyczne o wiele lat wyprzedzają badania doświadczalne (tak było np. z dodatnim elektronem), w przypadkach tych jednak istnienie nowego zjawiska wynika najczęściej z faktów i zjawisk już znanych, a tylko odpowiednio uporządkowanych i ujętych przez nową teorię. Jeśli chodzi natomiast o księżyce Marsa, to przewidywanie ich istnienia można wytłumaczyć jedynie jako genialną intuicję lub też przypadek.

Gdy wynalazca lunety Galileusz odkrył cztery księżyce Jowisza, Kepler dowiedziawszy się o tym wysunął przypuszczenie, że Mars powinien mieć dwa księżyce. Przypuszczenie to ugruntowało się jeszcze bardziej w kilkadziesiąt lat później, kiedy odkryto pięć księżyców Saturna. Należy dodać, że w owym czasie spodziewano się również istnienia nieznanej planety krążącej między orbitami Marsa i Jowisza. Ponieważ Ziemia posiadała jeden księżyc, Jowisz - cztery, a Saturn - pięć, więc Mars powinien posiadać dwa księżyce, a owa nieznana planeta - trzy. Przypuszczenie to nie miało więc żadnego rzeczowego uzasadnienia, lecz oparte było jedynie na spekulacjach i wierze w magię liczb. Pisarz angielski J. Swift poświęcił wiele miejsca hipotetycznym towarzyszom Marsa w znanej powieści fantastycznej „Podróże Guliwera”, wydanej w roku 1726. Podał tam między innymi okresy obiegu i odległości księżyców od środka Marsa. Co ciekawsze, dane te, jak się później przekonano, były bardzo zbliżone do prawdy. O księżycach Marsa pisał też F. Voltaire w swej fantastycznej książce „Micromegas”.



*Rysunek 24 Mars z Phobosem (na prawo od tarczy) i Deimosem (na lewo) sfotografowany przez E. C. Sliphera w roku 1924. Obraz planety, prześwietlony podczas długiego naświetlania, koniecznego dla uchwycenia księżyców został zastąpiony przez normalną fotografię Marsa*

Niezależnie od tych spekulacji, astronomowie usiłowali od dawna dostrzec hipotetyczne księżyce. Nie pomagały jednak coraz to większe i dokładniejsze lunety: wszystkie poszukiwania okazały się bezowocne. Po bezskutecznych badaniach W. Herschla z r. 1783 i poszukiwaniach przeprowadzanych w r. 1830 przez H. Mädlera i w r. 1862 przez d'Arresta ogólnie zwątpiono w istnienie księżyców Marsa. Gdy jednak nadeszła bardzo korzystna opozycja r. 1877, A. Hall, dyrektor obserwatorium

waszyngtońskiego, w którym znajdował się potężny reflektor o średnicy 66 centymetrów, postanowił jeszcze raz spróbować szczęścia.

Tym razem powiodło mu się: 11 sierpnia zauważył w pobliżu tarczy Marsa drobny punkcik świetlny szybko zmieniający położenie. Dalsze obserwacje uniemożliwiła niepogoda. Dopiero 16-go odkrycie zostało potwierdzone, a 17-go Hall odkrył drugi księżyc. Gdy na podstawie dalszych obserwacji ustalono kształt orbit księżyców i poznano ich ruchy na tyle, że można było w każdym momencie przewidzieć ich położenie, okazało się, że mogą być one dostrzeżone za pomocą lunet o wiele mniejszych nawet od tej, którą posługiwał się d'Arrest.

Nazwy nadawane ciałom niebieskim pochodzą w większości przypadków z mitologii starożytnej. Również i w tym przypadku księżycom Marsa nadano nazwy Phobos (strach) i Deimos (przerażenie), które są imionami towarzyszy Aresa (Marsa) w „Iliadzie” Homera. Phobosem nazwano księżyc bliższy planecie, Deimosem zaś dalszy.

Układ księżyców Marsa jest tak mały, że stanowi jakby dziecinny model wielkich systemów kosmicznych. Oba księżyce wypada nazwać mikroskopijnymi (oczywiście w skali astronomicznej), ich średnice są bowiem tak małe, że dotąd nie udało się wyznaczyć ich dokładnych wartości.

Pewne wiadomości o rozmiarach księżyców można otrzymać z pomiarów ich jasności. Pomiar takie są dość trudne ze względu na bliskość jasnej tarczy Marsa, toteż pierwsze obserwacje Halla i innych astronomów dawały dość sprzeczne rezultaty. Według jednych obserwatorów jaśniejszy był Phobos, według innych zaś - Deimos. Dopiero w późniejszych latach udało się wykonać dokładne pomiary. Okazało się, że Phobos świeci tak, jak gwiazda 11,5 wielkości gwiazdowej, natomiast jasność Deimosa wynosi 13<sup>m</sup>0. Wartości te odnoszą się do momentu średniej opozycji Marsa, gdy jego jasność wynosi 1,85<sup>m</sup>. Z określenia wielkości gwiazdowej wiemy, że gdy dwie gwiazdy różnią się jasnością o 1<sup>m</sup>0, to stosunek natężeń ich światła wynosi 2,512. Ponieważ różnica wielkości gwiazdowych Marsa i Phobosa wynosi 11,5 + 1,85 = 13,35, więc stosunek natężeń blasku równa się  $(2,512)^{13,35} = 219\,000$ . Mars wysyła więc 219 000 razy więcej światła niż Phobos. Podobnie możemy znaleźć, że Mars świeci 871 000 razy silniej od Deimosa. Ponieważ wiemy, że zarówno Mars jak i jego księżyce świecą odbitym światłem słonecznym, więc z powyższych danych można byłoby obliczyć wielkość księżyców, gdybyśmy tylko wiedzieli jak odbijają one promienie słoneczne. Niestety, nie mamy żadnych danych o albedo<sup>11</sup> księżyców, musimy więc uczynić założenie, że odbijają one światło tak jak Mars. Wówczas stosunek ilości światła, jakie otrzymujemy od Marsa i jego księżyców, byłby taki sam jak stosunek ich powierzchni. Wiemy zaś, że powierzchnia jest proporcjonalna do drugiej potęgi promienia kuli. A więc promień Marsa jest  $\sqrt{219\,000}$  razy większy od promienia Phobosa i  $\sqrt{871\,000}$  razy większy od promienia Deimosa. Otrzymujemy stąd, że Phobos ma średnicę 15 kilometrów, Deimos zaś 7,5 kilometra.

Przyjęte przez nas założenie równości albeda Marsa i jego księżyców może oczywiście nie być zgodne z prawdą. Wiemy, że Mars posiada atmosferę i wskutek tego odbija światło w inny sposób niż ciała niebieskie pozbawione atmosfery. Tak na przykład albedo naszego Księżyca, który praktycznie nie posiada żadnej atmosfery (gęstość atmosfery Księżyca stanowi około jednej miliardowej części gęstości atmosfery ziemskiej), wynosi tylko 0,07, a więc połowę albeda Marsa. Księżyce Marsa są na pewno pozbawione atmosfery, mają bowiem zbyt małą masę, aby utrzymać szybkie cząsteczki

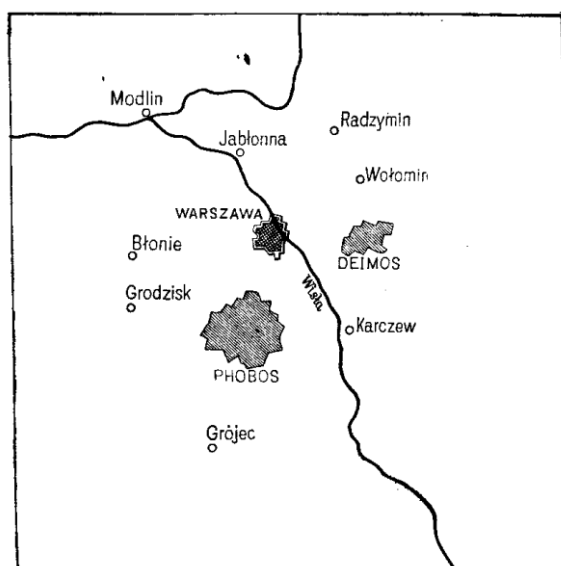
---

<sup>11</sup> Albedo jest to wielkość charakteryzująca zdolność odbijającą danej powierzchni. Określa, jaka część promieniowania padającego zostanie przez powierzchnię odbita. Na przykład albedo Marsa (jako całości) wynosi 0,15, co oznacza, że Mars odbija 15% światła słonecznego padającego na jego półkulę zwróconą ku Słońcu.

gazów. Można by więc przypuszczać, że ich albedo jest zbliżone do wartości 0,07. Otrzymalibyśmy wtedy dla Phobosa i Deimosa średnice odpowiednio: 22 km i 11 km.

Z drugiej strony jednak księżyce Marsa są zbliżone do planetoid<sup>12</sup> zarówno pod względem rozmiarów jak i tego, że nie posiadają atmosfery. Albedo planetoid, jak wynika z ostatnich zestawień (K. Stumpf), waha się w dość szerokich granicach, ale średnio wynosi 0,15, a więc właśnie tyle co albedo Marsa. Nasze założenie nie jest więc bezpodstawne.

P. Lowell próbował wyznaczyć rozmiary księżyców Marsa drogą bezpośrednich pomiarów mikrometrycznych. Dla Phobosa otrzymał on średnicę 58 km, dla Deimosa 16 km. Wyniki te są zupełnie nieprawdopodobne. Aby je pogodzić z obserwowanymi jasnościami księżyców należałoby przyjąć, że albedo Deimosa jest 4,5 razy mniejsze od albedo Marsa, a albedo Phobosa aż 14 razy mniejsze. Phobos odbijałby więc zaledwie 1% promieniowania słonecznego padającego na jego powierzchnię. Taki wynik jest nie do przyjęcia. Poza tym zmierzone przez Lowella pozorne średnice księżyców były mniejsze od 0",2, co stanowiło już granicę zdolności rozdzielczej używanego przez niego teleskopu.



Rysunek 25 Porównanie rozmiarów Phobosa i Deimosa z mapą okolic Warszawy

Kończąc powyższe rozważania widzimy, że najbardziej wiarygodnymi ocenami średnic Phobosa i Deimosa są wartości 15 km i 7,5 km. W porównaniu z innymi księżycami czy planetami są to więc naprawdę filigranowe kulki. Na ich powierzchni z trudem zmieściłyby się najmniejsze państwka ziemskie. Powierzchnia Deimosa np. wynosi zaledwie tyle co obszar Liechtensteinu. Prawdopodobnie zresztą księżyce nie mają kształtu kulistego, lecz są dość nieregularnymi bryłami skalnymi, podobnie jak niektóre planetoidy.

Wrażenia, jakich doznawałby człowiek znajdujący się na powierzchni któregoś z tych kartów przestrzeni, przypominałyby rzeczywiście jakąś bajkę. Wskutek małej masy Deimosa siła ciężenia na jego powierzchni wynosi zaledwie około  $\frac{8}{10000}$  siły ciężenia na powierzchni Ziemi. Dorosły człowiek ważący na Ziemi 70 kilogramów na Deimosie ważyłby zaledwie 60 gramów! Wysięk mięśni, przy

<sup>12</sup> Planetoidy - drobne ciała niebieskie krążące dookoła Słońca, najczęściej w obszarze między orbitami Marsa i Jowisza. Największe z nich mają średnice kilkuset kilometrów, większość znanych dotychczas ma jednak rozmiary rzędu kilku kilometrów. Zmiany blasku planetoid wskazują na ich nieregularne kształty. Planetoidy powstały prawdopodobnie z rozpadu na części większej planety.

którym podskakujemy na wysokość 1 metra, uniósłby nas na Deimosie na 1250 metrów ponad jego powierzchnię. Skok taki byłby raczej powolnym szybowaniem w przestrzeni. Prędkość ucieczki wynosi na powierzchni Deimosa zaledwie 11,4 m/sek. Taką prędkość można by z dzieciinną łatwością nadać rzuconemu ręką kamieniowi. A więc kamień rzucony z powierzchni Deimosa ręką ludzką opuściłby jego powierzchnię na zawsze. Co więcej, można by tak wyrzucić kamień z powierzchni Deimosa, że doleciałby do powierzchni Marsa. Nieprawdopodobne, a jednak prawdziwe.

Orbity obu księżyców leżą prawie dokładnie w płaszczyźnie równika Marsa. Phobos obiega Marsa w średniej odległości 9380 km od jego środka, czyli 5990 km od jego powierzchni. Wskutek eliptyczności orbity może się on zbliżać do powierzchni planety na odległość zaledwie 5830 km (tyle wynosi mniej więcej odległość Lizbony od Nowego Jorku).

Wskutek niewielkiej odległości Phobosa, jego pozorna średnica widziana z powierzchni Marsa ulega znacznym zmianom w zależności od położenia księżyca na niebie. Phobos jest najbliżej miejsca obserwacji wówczas, gdy znajduje się w zenicie; jego tarcza ma wtedy 8',6 (czasem nawet 8',8), a więc przeszło 3,5 raza mniej niż tarcza naszego Księżyca widziana z Ziemi. Natomiast gdy znajduje się on nisko nad horyzontem, odległość od obserwatora jest dużo większa i rozmiary tarczy mogą zmaleć nawet do 5',7. Podobnie zmienia się jasność Phobosa: podczas pełni, w zenicie jest on -8,1 wielkości gwiazdowej, świeci zatem 60 razy słabiej od Księżyca, natomiast przy horyzoncie jego jasność może obniżyć się do -7,<sup>m</sup>3 (wartości te zostały obliczone bez uwzględniania ekstynkcji<sup>13</sup> światła w atmosferze Marsa).

Średnia odległość Deimosa od środka Marsa wynosi 23 460 km, a jego odległość od powierzchni planety może zmaleć nawet do 20 000 km. Tarcza Deimosa oglądana z powierzchni Marsa ma średnicę zaledwie 1,4 minut kątowych, zaś jasność wynosi -5,<sup>m</sup>0. Oczywiście, tak jak w przypadku Phobosa, rozmiary i jasność Deimosa ulegają zmianom w zależności od położenia na niebie. Deimos widziany z powierzchni Marsa wygląda zatem podobnie jak Wenus na naszym niebie. Fazy Phobosa można by z łatwością śledzić gołym okiem, natomiast fazy Deimosa byłyby rozróżnialne z wielkim trudem.

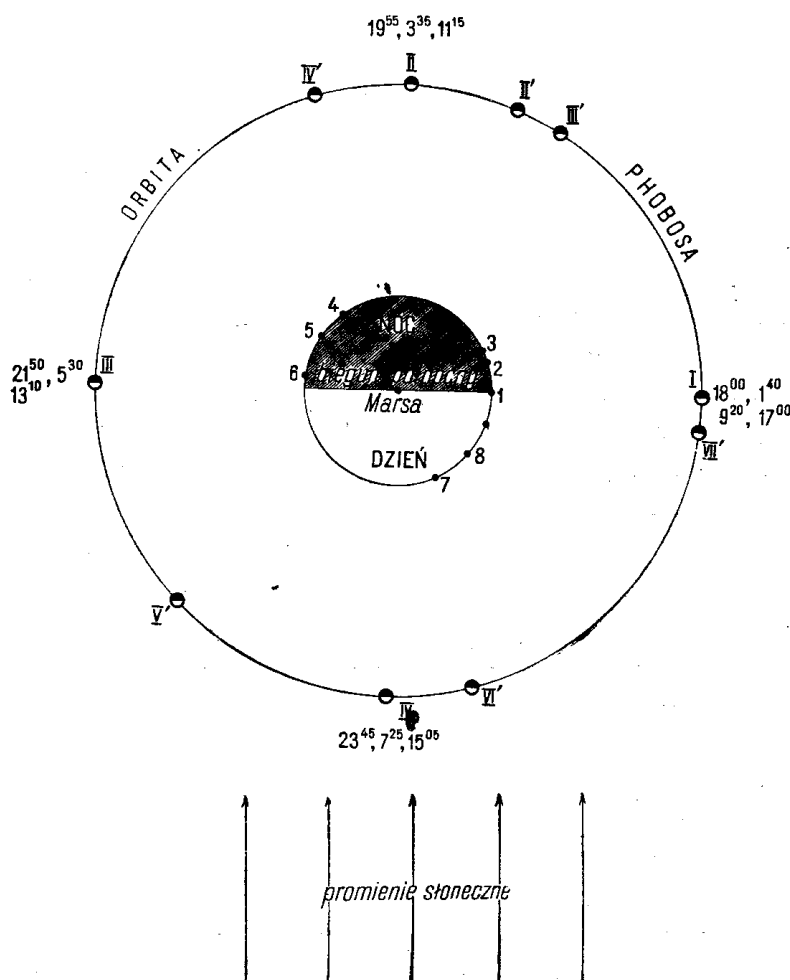
Ruchy obu księżyców są bardzo szybkie. Deimos dokonuje jednego obiegu wokół Marsa w ciągu 30 godzin 17 minut i 55 sekund, zaś obieg Phobosa trwa tylko 7<sup>h</sup>39<sup>m</sup>13<sup>s</sup>. Phobos obiega zatem Marsa szybciej niż ten obraca się wokół własnej osi; wyprzedza więc obrót planety i dla obserwatora znajdującego się na powierzchni Marsa wschodzi na zachodzie i zachodzi na wschodzie! Jest to jedyny tego rodzaju przypadek w naszym układzie słonecznym (nie bierzemy pod uwagę sztucznych satelitów Ziemi).

Szybkie ruchy Phobosa muszą stanowić nie lada widowisko. Spróbujmy je sobie wyobrazić posługując się rysunkiem 26 (dla uproszczenia zakładamy, że orbita Phobosa jest kołem, a obieg dokoła Marsa trwa 7 godzin i 40 minut). Wyobraźmy sobie najpierw obserwatora umieszczonego wysoko nad północnym biegunem Marsa. Przypuśćmy, że o godzinie 18.00 (czas liczymy według zegara ziemskiego) Phobos znajduje się w punkcie I. Jest on wtedy w pierwszej kwadrze. Szybko poruszając się na tle gwiazd już o 19.55 dochodzi do punktu II (pełnia). O godzinie 21.50 obserwator widzi ostatnią kwadrę Phobosa (punkt III) a o 23.45 następuje nów (IV). O 1.40 obserwator widzi znów pierwszą kwadrę. Dalsze fazy następują równie szybko. Godziny ich następowania podane są przy

---

<sup>13</sup> Światło ciał niebieskich przechodząc przez atmosferę ulega osłabieniu (ekstynkcji) wskutek rozpraszania i pochłaniania przez cząsteczki powietrza. Wielkość tego osłabienia zależy od długości drogi, jaką światło przebywa w atmosferze. Najsilniej jest więc osłabione światło gwiazd znajdujących się blisko horyzontu.

odpowiednich punktach na rysunku. W ciągu doby obserwator może widzieć zatem aż cztery razy tę samą fazę Phobosa.



Rysunek 26 Ruchy Phobosa oglądane z Marsa

Nieco inaczej wygląda ruch Phobosa dla obserwatora znajdującego się na powierzchni obracającego się wokół osi Marsa. Ze względu na małą odległość Phobosa od Marsa, dla dwóch obserwatorów, znajdujących się w różnych miejscach planety, Phobos będzie widoczny w różnych fazach. Łatwo się o tym przekonać patrząc na rys. 26 Wyobraźmy sobie, że Phobos znajduje się w punkcie II, czyli jest w pełni dla „środk Marsa”. Wówczas dla obserwatora z punktu 2 Phobos będzie już po pełni, a dla obserwatora z punktu 5 - jeszcze przed pełnią. Na Marsie można więc mówić tylko o „fazie lokalnej”, w zależności od położenia obserwatora na powierzchni planety.

Zobaczmy teraz jak wyglądają zmiany faz Phobosa obserwowane z powierzchni Marsa. Przypuśćmy, że o godzinie 18.00, gdy Słońce chowa się pod horyzont i zaczyna się noc marsowa, obserwator znajduje się w punkcie 1, a Phobos świeci w zenicie nad jego głową. Jest on wtedy w pierwszej kwadrze i rozmiary widocznej połówki tarczy są największe. Prawie w oczach, bo z szybkością  $\frac{1}{2}$  stopnia na minutę, księżyc przesuwa się po niebie w kierunku wschodniego horyzontu zbliżając się do pełni. O 19.30 obserwator, który w tym czasie wskutek obrotu Marsa przesunął się do punktu 2, widzi pełnię Phobosa (II') już dość nisko nad horyzontem. Wkrótce potem (godz. 20.00) Phobos zachodzi. W chwili zachodu mała jego tarczka odbiega już dość wyraźnie kształtem od pełnego krążka (obserwator jest wtedy w punkcie 3). Dalsze fazy Phobosa są już dla obserwatora niewidoczne. Dopiero około godziny 3, gdy obserwator przesunął się już do punktu 4, nad zachodnim horyzontem

ukazuje się mała tarczka Phobosa w fazie między pierwszą kwadrą i pełnią (III'). Księżyc szybko przesuwa się po niebie. Już o 4 następuje pełnia (IV'), a w miarę zbliżania się do zenitu jego tarcza rośnie. Ostatnia kwadra Phobosa następuje o 5.20 już po przejściu przez zenit (obserwator w punkcie 6). W miarę jak Phobos zbliża się do wschodniego horyzontu, oświetlona część jego tarczy maleje i w końcu pozostaje tylko maleńki sierp, który wkrótce ginie w blaskach wschodzącego Słońca. Zaczyna się dzień marsowy. Phobos jest początkowo niewidoczny. Dopiero po godz. 14. obserwator, który widzi wysoko na niebie stojące Słońce, spostrzega znów nisko nad zachodnim horyzontem wąski sierp Phobosa (V'), który w oczach zbliża się do Słońca. Nów następuje jednak o godz. 15.30 (VI'), ale za to już o godz. 16.50 księżyc jest w pierwszej kwadrze (VII'). Gdy kończy się doba marsowa (18.30), obserwator, który wraca do położenia 1, ogląda nisko nad wschodnim horyzontem jeszcze jedną w tym dniu pełnię Phobosa.

W ciągu doby obserwator widział zatem trzy pełnie Phobosa: jedną nad zachodnim horyzontem a dwie nad wschodnim, dwie pierwsze kwadry, jedną ostatnią kwadrę i jeden nów; wszystko w pomieszanej kolejności i w dość nieregularnych odstępach czasu. Gdy ponadto weźmiemy pod uwagę, że tarcza Phobosa na przemian pęcznieje i maleje, to widzimy, że jego ruchy obserwowane z powierzchni Marsa istotnie wyglądają bardzo tajemniczo.

Deimos porusza się znacznie wolniej, toteż jego ruchy wyglądają z powierzchni Marsa zupełnie inaczej. Obieg Deimosa dokoła Marsa trwa o 5,7 godziny dłużej niż obrót planety dokoła osi. Toteż Deimos, tak jak wszystkie gwiazdy, wschodzi na wschodzie i zachodzi na zachodzie, jednak w porównaniu z gwiazdami stałymi pozostaje wyraźnie w tyle. Od momentu jego wschodu do kulminacji upływa doba, a od jednego wschodu do drugiego przeszło 5 dni marsowych (132 godz.). O ile więc Phobos biegnie po niebie szybko jak wskazówka minutowa, o tyle leniwie poruszający się Deimos stanowi wskazówkę powoli odmierzającą godziny.

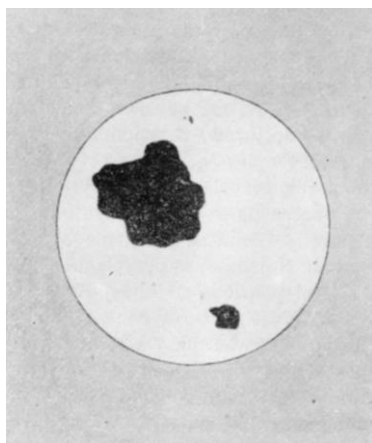
Najzabawniejsze jest jednak to, że z biegunowych okolic Marsa oba księżyce nie są widoczne. Phobos przestaje być widoczny już od  $70^\circ$  szerokości areograficznej (odpowiada to na Ziemi szerokości geograficznej północnego cypla półwyspu Skandynawskiego), zaś Deimos nie może być dostrzeżony z okolic o szerokości większej od  $83^\circ$ . Dlatego też poprzednio musieliśmy umieścić naszego obserwatora na pewnej wysokości ponad biegunem.

Nie mówiliśmy dotąd nic o zaćmieniach księżyców Marsa. Gdyby obiegały one planetę w płaszczyźnie jej drogi dokoła Słońca, to wówczas przy każdym obiegu dokoła Marsa wchodziłyby w rzucany przez niego cień. Podobnie też podczas każdego nowiu księżyce znajdowałyby się na linii łączącej Marsa ze Słońcem i następowałoby zaćmienie Słońca. Jednakże drogi obu księżyców są położone prawie dokładnie w płaszczyźnie równika Marsa, a więc tworzą z płaszczyzną jego orbity kąt około  $25^\circ$ . Zaćmienia księżyców mogą zatem następować tylko wtedy, gdy podczas pełni znajdują się one dostatecznie blisko płaszczyzny drogi Marsa, aby „zawadzić” o cień rzucany przez planetę. Podobne warunki muszą być spełnione, aby podczas nowiu cień rzucony przez któryś księżyc trafił na powierzchnię Marsa. Warunki konieczne dla występowania zaćmień zdarzają się dwa razy do roku w tzw. punktach równonocy jesiennej i wiosennej, gdy Słońce przyświeca dokładnie nad równikiem Marsa. Wtedy właśnie linia łącząca Marsa ze Słońcem leży w płaszczyźnie orbit księżyców. Ze względu na to, że księżyce obiegały Marsa w bardzo niewielkiej odległości od powierzchni, zaćmienia mogą zdarzać się nawet wtedy, gdy są one już dość znacznie odległe od płaszczyzny orbity planety. Dokładne wyliczenia wykazują, że zaćmienia Phobosa mogą następować wówczas, gdy jest on odległy o mniej niż  $21^\circ$  od płaszczyzny orbity Marsa; dla Deimosa kąt graniczny wynosi tylko  $8^\circ$ . Wartości te mogą się nieco zmieniać ze względu na eliptyczność dróg księżyców oraz skutek tego, że nachylenie ich orbit do równika Marsa ulega drobnym okresowym zmianom.

Zaćmienia obu księżyców mogą więc zdarzać się podczas dwóch „pór zaćmieniowych”, które występują około przejścia Słońca przez punkty równonocy. Pora zaćmień Phobosa trwa średnio 206 dni, podczas których następuje 645 zaćmień. W ciągu roku marsowego zdarza się więc około 1300 zaćmień Phobosa. Pora zaćmień Deimosa trwa średnio tylko 69 dni. Rocznie zdarza się zatem około 110 zaćmień tego księżycy.

Zaćmienia księżyców Marsa muszą wyglądać dość zabawnie, bowiem zapadają one bardzo szybko w cień planety. Np. Phobos zapada w cień w ciągu 8 sekund; jego zaćmienie nie może trwać dłużej niż godzinę. Zaćmienia Deimosa mogą natomiast trwać do 4 godzin. Ze względu na małe rozmiary księżyców, przeważająca część zaćmień to zaćmienia całkowite. Jedynie na początku i na końcu każdej pory zaćmieniowej może się zdarzyć jedno lub dwa zaćmienia częściowe.

Oczywiście dla występowania zaćmień Słońca przez księżyce Marsa muszą być spełnione podobne warunki jak dla zaćmień samych księżyców. Zaćmienia Słońca mogą zdarzyć się również tylko podczas pór zaćmieniowych, które pokrywają się z porami zaćmieniowymi dla zaćmień księżyców. Niestety na Marsie nie można nigdy obserwować tak pięknego zjawiska, jakim jest całkowite zaćmienie Słońca. Chociaż bowiem średnica tarczy Słońca widzianej z Marsa jest o jedną trzecią mniejsza niż średnica Słońca widziana z Ziemi, księżyce mają za małe rozmiary, aby mogły, je całkowicie zasłonić. Zatem wszystkie zaćmienia Słońca na Marsie są zaćmieniami częściowymi lub obrączkowymi. Mogą natomiast, choć rzadko, występować zaćmienia Słońca równocześnie przez oba księżyce (rys. 27).



*Rysunek 27 Jednoczesne zaćmienie Słońca przez Phobosa i Deimosa*

Zaćmienia Słońca trwają zresztą bardzo krótko. Deimos przesuwają się przed tarczą Słońca przez 2 minuty, a zaćmienie Słońca przez szybkiego Phobosa może trwać najwyżej 40 sekund! Ogółem w ciągu roku marsowego można z jego powierzchni oglądać prawie 3000 różnych zaćmień. Jakże to odmienne stosunki od ziemskich: u nas zdarza się najwyżej kilka takich zjawisk rocznie.

Ale na tym nie koniec dziwów układu satelitów Marsa. Oba księżyce poruszają się tak blisko Marsa, że olbrzymia w porównaniu z nimi masa planety, wywołuje różne zaburzenia w ich ruchach. Po pierwsze, nachylenia orbit obu księżyców do płaszczyzny równika planety ulegają szybkim okresowym zmianom. Nachylenie orbity Phobosa zmienia się w granicach  $2^\circ$  z okresem  $2\frac{1}{4}$  roku, a nachylenie orbity Deimosa - w granicach  $3^\circ$  w ciągu 56 lat. Wskutek wpływu planety zmieniają się również położenia linii węzłów i linii apsydów<sup>14</sup> - obu orbit. Linie te wykonują pełny obrót w płaszczyźnie równika Marsa w okresie równym okresowi zmian nachylenia orbit. Zatem obie orbity

<sup>14</sup> Linia węzłów jest to linia łącząca punkty przecięcia płaszczyzny równika Marsa przez orbitę satelity. Linia apsydów - w tym przypadku linia łącząca najbliższy Marsa i najdalszy punkt orbity satelity (perimarsium i apomarsium).

jakby wyginają się i zmieniają położenie w przestrzeni oscylując wokół położenia średnich. Zmiany te powodują przy tym jedynie drobne wahania momentów następowania pór zaćmieniowych.

Najciekawsze są jednak działania przyptywowe wywierane przez Marsa na jego księżycy i na odwrót. Nie ma tu miejsca na szczegółowe omawianie teorii przyptywów i odpływów, przypomnimy więc tylko zasadnicze rzeczy opierając się na przykładzie Księżyca i Ziemi. Siła przyciągania Księżyca jest odwrotnie proporcjonalna do kwadratu jego odległości, toteż różne punkty Ziemi są przez niego przyciągane w różny sposób. Najsilniej są przyciągane punkty powierzchni Ziemi położone najbliżej Księżyca (takie, dla których znajduje się on w zenicie), do tych więc punktów będą napływać masy wody. Przyptyw morza nastąpi również w punktach położonych po przeciwnej stronie Ziemi, tam bowiem Księżyc przyciąga Ziemię silniej niż wodę na jej powierzchni (odciąga Ziemię od wody). Tak więc w punktach leżących na linii łączącej środek Księżyca ze środkiem Ziemi nastąpi przyptyw, natomiast w punktach odległych o  $90^\circ$  - odpływ. Można łatwo wyliczyć, że powierzchnia wód ziemskich przybiera kształt elipsoidy obrotowej, której wielka oś skierowana jest ku środkowi Księżyca. Ta fala przyptywów i odpływów obiega kulę ziemską zgodnie z ruchem Księżyca dokoła Ziemi. Podobne fale przyptywowe występują również w skorupie ziemskiej, ich amplituda jest jednak trzykrotnie mniejsza niż amplituda fal przyptywowych na morzu.

Ziemia jednak obraca się wokół własnej osi o wiele szybciej niż Księżyc dokoła Ziemi. Dlatego też fala przyptywowa, pociągnięta przez ruch obrotowy Ziemi, wyprzedza linię Ziemia-Księżyc w kierunku z zachodu na wschód. Działanie Księżyca powoduje zatem powstanie hamującego momentu sił, usiłującego zwolnić obrót Ziemi dokoła osi. Wskutek tego okres obrotu Ziemi zwiększa się o 0,001 sekundy na sto lat. Liczba ta wydaje się bardzo mała, jednak już za 360 milionów lat doba ziemska wydłuży się o godzinę. Wreszcie osiągnięty zostanie stan, w którym Ziemia i Księżyc będą stale zwrócone do siebie jedną stroną. Doba będzie więc trwać tyle, ile okres obiegu Księżyca dokoła Ziemi.

Wiemy jednak, że żadne działanie nie może być jednostronne, lecz musi mu towarzyszyć równe i przeciwnie skierowane przeciwdziałanie. Wszelkie zmiany ruchu Ziemi i Księżyca muszą zachodzić tak, aby suma momentów pędu obu ciał pozostawała stała. Wzbudzana przez Księżyc fala przyptywowa oddziałuje na niego siłą, dążącą do przyspieszenia jego ruchu po orbicie. Księżyc zwiększa zatem stale swą szybkość i jak łatwo dowieść, stopniowo oddala się od Ziemi.

Księżycy Marsa również wywierają na niego działanie przyptywowe. Jednak wskutek małych mas księżyców działanie to jest znikome. Natomiast znaczny jest wpływ Marsa na oba satelity.

Deimos obiega Marsa wolniej niż on sam obraca się dokoła osi. Wskutek tego, podobnie jak w przypadku naszego Księżyca, wzbudzana przez niego deformacja przyptywowa przegania go w ruchu obrotowym i powoduje zwiększanie się szybkości jego ruchu po orbicie. Deimos oddala się zatem stale od Marsa. W przypadku Phobosa jest odwrotnie: wyprzedza on wywoływaną przez siebie falę przyptywową i powoduje przyspieszanie obrotu planety dokoła osi. Przyspieszanie to jest oczywiście niewielkie ze względu na małą masę księżycy. O wiele silniejsze jest natomiast działanie Marsa, które zwalnia szybkość orbitalnego ruchu Phobosa. Wskutek tego Phobos stale przybliża się do Marsa.

Czytelnikom, którzy znają hipotezę Roche'a powstania pierścieni Saturna, przyjdzie zapewne na myśl, że podobna sytuacja może się zdarzyć również w przypadku Phobosa. Już przeszło 100 lat temu matematyk francuski E. A. Roche wykazał, że dokoła każdej planety istnieje tzw. strefa niebezpieczna. Gdy jakieś ciało znajdzie się wewnątrz strefy niebezpiecznej, zostaje rozerwane pod wpływem przyciągania planety. Dla ciał o gęstości takiej samej jak planeta, strefa niebezpieczna sięga na odległość 2,46 promieni planety od jej środka. Zewnętrzny brzeg pierścieni Saturna, składających się z drobnych odłamków, dzieli od środka planety odległość 2,3 promieni Saturna; pierścienie znajdują



się zatem całkowicie wewnątrz strefy niebezpiecznej. Roche wysunął przeto hipotezę, że pierścienie powstały z rozerwania się na kawałki jednego z księżyców Saturna, który przekroczył kiedyś granicę strefy niebezpiecznej.

Wyliczenia Roche'a były jednak przeprowadzane przy założeniu, że satelita planety jest ciałem ciekłym, gdyż w tym przypadku problem jest stosunkowo łatwy do rozwiązania. W roku 1947 H. Jeffreys uogólnił te wyliczenia biorąc pod uwagę księżyce zbudowane z materii stałej. Okazało się, że wówczas rozerwanie księżycy może nastąpić tylko wtedy, gdy jego rozmiary będą dostatecznie duże, rzędu setek kilometrów. W przeciwnym bowiem razie różnica sił przyciągających planety na krańcach satelity będzie za mała, aby wywołać rozłupanie się księżycy.

W przypadku Phobosa, który jest prawdziwym karłem przestrzeni, nie zachodzi więc niebezpieczeństwo rozerwania go na odłamki. Obecnie Phobos krąży dokoła Marsa w odległości 2,76 promieni od jego środka, a więc jeszcze poza strefą niebezpieczną. Zbliżając się do planety, przekroczy bezpiecznie granicę Roche'a, a ostatecznym kresem jego ewolucji będzie wreszcie spadek na powierzchnię Marsa.

Księżyce Marsa przysparzają wiele kłopotów uczonym opracowującym teorie kosmogoniczne<sup>15</sup>. Na przykład ruch Phobosa, który jest szybszy niż ruch obrotowy Marsa, zaprzecza hipotezom mgławicowym Kanta i Laplace'a, według których księżyce powstają przez oderwanie się od planety. Najprościej jest przypuścić, że oba księżyce Marsa są schwytanymi przez niego planetoidami. Trudno jest jednak wtedy wytłumaczyć dość prawidłowy kształt i ustawienie ich orbit. Obecne położenie księżyców świadczy też o tym, że ich powstanie (ewentualnie schwytanie) nastąpiło stosunkowo niedawno.

Przejdziemy teraz do opisu wyglądu nieba marsowego. Wspominaliśmy już, że tarcza Słońca widziana z Marsa jest znacznie mniejsza niż oglądana z Ziemi. Zależnie od odległości Marsa od Słońca średnica tej tarczy zmienia się w granicach  $19',2 - 23',1$ . Zmiany sięgają więc 20% i mogą być łatwo spostrzeżone gołym okiem. Na Ziemi natomiast, wskutek małego mimośrodów orbity, zmiany pozornej średnicy Słońca wynoszą zaledwie 3% i są zupełnie niedostrzegalne. Jasność Słońca oglądanego z Marsa wynosi  $-25^m,8$ , a więc niewiele mniej niż jasność Słońca widzianego z Ziemi ( $-26^m,7$ ).

Atmosfera Marsa, o czym będziemy mówić niżej, rozprasza światło podobnie jak ziemską. Najsilniej rozpraszane są promienie fioletowe i niebieskie, z tego też względu niebo Marsa ma prawdopodobnie kolor niebiesko-fioletowy.

Na nocnym niebie najwspanialej świecą oczywiście księżyce, których szybkie ruchy, zaćmienia, zmiany średnic, zakrycia gwiazd i zakrycia wzajemne stanowią niewyczerpane źródło ciekawych zjawisk. Z planet najjaśniej świeci nasza Ziemia, która na niebie Marsa jest wspanią Gwiazdą Wieczorną i Jutrzenką. Przebywa ona stale w pobliżu Słońca i w największych elongacjach<sup>16</sup> oddala się od niego tylko o  $48^\circ$ . Największą jasność ( $-3^m,25$ ) posiada Ziemia w momencie, gdy jej odległość kątowna od Słońca wynosi  $25^\circ$ ; w elongacjach natomiast jasność jej wynosi tylko  $-2^m,6$ . Księżyc może być z łatwością dostrzeżony gołym okiem gdyż świeci jak gwiazda 2-3 wielkości. Ziemia z Księżycem stanowią wspanią podwójną gwiazdę - odległość między nimi nie przekracza  $25'$ . Przez lunety z łatwością można dostrzec fazy Ziemi i Księżycy (zawsze jednakowe). Ciekawie wyglądają również zaćmienia Księżycy przez cień Ziemi.

---

<sup>15</sup> Kosmogonia - nauka o pochodzeniu ciał niebieskich.

<sup>16</sup> Elongacja-największe oddalenie kątowne planety od Słońca.

Niewiele słabiej świeci Wenus, której elongacje dochodzą do  $32^\circ$ . W elongacjach jasność jej wynosi  $-2,^m9$ ; moment największego blasku ( $-3,^m2$ ) przypada w okresie, gdy przebywa ona po przeciwnej stronie Słońca niż Mars, nie może więc być wówczas obserwowana z jego powierzchni.

Z innych planet Merkury znajduje się zawsze bardzo blisko Słońca (elongacje do  $20^\circ$ ) i jest z tego powodu prawie niedostrzegalny. Wspaniale świeci za to Jowisz (maksymalna jasność  $-2,^m7$ ), przy którym gołym okiem można rozpoznać najjaśniejsze księżyce. Saturn wygląda podobnie jak obserwowany z Ziemi, dalsze planety również nie zmieniają jasności w sposób widoczny.

Pozostaje jeszcze wspomnieć o biegunach Marsa. Oś obrotu Marsa przecina sferę niebieską w punktach o współrzędnych:  $\alpha = 21^h7^m$ ,  $\delta = +52^\circ,9$  oraz  $\alpha = -9^h7^m$ ,  $\delta = -52^\circ,9$ . Północny biegun Marsa leży więc prawie dokładnie pomiędzy najjaśniejszą gwiazdą gwiazdozbioru Łabędzia - Denebem ( $1,^m3$ ) i znaną gwiazdą zmienną  $\mu$  Cefeusza. Deneb jest odległy od bieguna tylko o  $9^\circ$ . Południowy biegun znajduje się natomiast w gwiazdozbiorze Żagli (Vela). W odległości zaledwie  $4^\circ$  od bieguna położone są dwie jasne gwiazdy  $\kappa$  Vel i  $\delta$  Vel. Obie są mniej więcej drugiej wielkości gwiazdowej, a więc świecą tak, jak nasza gwiazda polarna. Wygląd gwiazdozbiorów na niebie Marsa jest oczywiście taki sam jak na Ziemi.

Warto jeszcze wspomnieć o fantastycznym wyglądzie nieba Phobosa. Dominującym ciałem niebieskim jest tutaj Mars, którego średnica wynosi aż  $43^\circ$ . Olbrzymia tarcza Marsa zajmuje więc połowę odległości od horyzontu do zenitu. Pod względem jasności ( $-22,^m5$ ) Mars tylko niewiele ustępuje Słońcu. Załączony rysunek 28 najbardziej ilustruje ten bajkowy widok.



*Rysunek 28 Mars widziany z Phobosa (według rysunku Antoniadiego)*

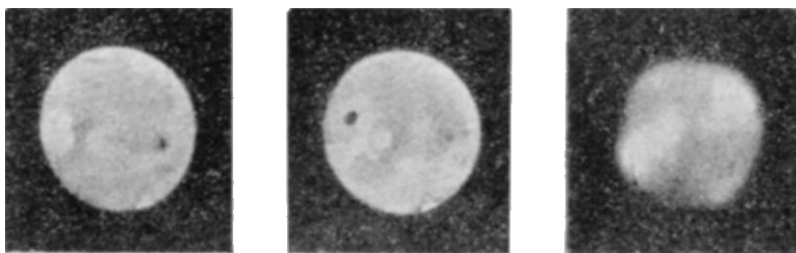
## Rozdział IV

### Atmosfera

Życie na Ziemi możliwe jest tylko dzięki istnieniu atmosfery, która stanowi osłonę izolującą powierzchnię naszej planety od groźnych przestrzeni międzyplanetarnych. Atmosfera zawiera składniki niezbędne dla rozwoju istot żywych, chroni Ziemię przed utratą zbyt dużej ilości ciepła, zmniejszając w ten sposób wahania temperatury, wreszcie osłabia działanie wszelkiego rodzaju pocisków kosmicznych: meteorytów, promieni ultrafioletowych czy też rozprzeczonych cząstek promieniowania kosmicznego. Szukając więc na jakiejś planecie form życia podobnych do tych, jakie występują na Ziemi, musimy przede wszystkim stwierdzić czy posiada ona odpowiednią atmosferę.

Dowody istnienia atmosfery Marsa są dość wyraźne, toteż zwrócono na nią uwagę już dość dawno. Przede wszystkim obserwując Marsa przez teleskop można niekiedy zauważyć na tle jego tarczy chmury i mgły. Obłoki te przesłaniają czasem dość znaczne obszary powierzchni Marsa. Można także spostrzec, że widoczność szczegółów zależy od ich położenia na tarczy planety. Szczegóły znajdujące się w pobliżu środka tarczy Marsa są wyraźne, natomiast w miarę zbliżania się ku brzegom tarczy widoczność się pogarsza. Łatwo pojąć, że zjawisko to jest wywołane przez atmosferę Marsa. Gdy obserwujemy szczegóły w pobliżu brzegów tarczy, widzimy je poprzez grubą warstwę atmosfery (promień widzenia jest wtedy prawie styczny do powierzchni planety), która rozprasza i pochłania światło. Natomiast szczegóły położone w pobliżu środka tarczy oglądamy przez dużo cieńszą warstwę atmosfery, dlatego jej wpływ jest wtedy mniej widoczny.

Poza tym obserwujemy na Marsie, podobnie jak na Ziemi, zjawiska zmierzchu i świtu, które, jak wiemy, są spowodowane przez rozpraszanie światła słonecznego w atmosferze. Zjawiska te najłatwiej jest zaobserwować wtedy, gdy Mars jest w dużej fazie. Widzimy wówczas, że terminator (granica oświetlonej i nieoświetlonej przez Słońce półkuli planety) jest rozmyty i nieostry, tak że przejście od jasnej powierzchni do ciemnej następuje stopniowo.



*Rysunek 29 Obłoki w atmosferze Marsa: z lewej i w środku rysunki Kuipera z 12 i 13 marca 1935 r., z prawej fotografia tej samej okolicy z 14 marca (światło ultrafioletowe)*

Wiadomo, że atmosfera ziemska rozprasza w różny sposób poszczególne barwy światła. Cząsteczki gazów, z których składa się powietrze, rozpraszają światło tym silniej, im mniejsza jest długość jego fali. Mówiąc ściśle, natężenie światła rozproszonego jest odwrotnie proporcjonalne do czwartej potęgi długości fali (tzw. rozpraszanie Rayleigha). Długofalowe światło czerwone jest więc przy przejściu przez atmosferę rozpraszane bardzo słabo, natomiast krótkofalowe światło niebieskie - bardzo silnie. Wskutek tego właśnie niebo nasze ma barwę błękitną. Gdybyśmy obserwowali Ziemię z zewnątrz używając do obserwacji filtra przepuszczającego tylko światło niebieskie, to widzielibyśmy głównie światło rozproszone w atmosferze, natomiast szczegóły powierzchni byłyby dostrzegalne słabo. Jeżeli byśmy więc chcieli badać powierzchnię Ziemi, to musielibyśmy użyć filtra czerwonego, który pochłaniałby światło niebieskie rozproszone przez atmosferę, przepuszczał zaś światło

długofalowe odbite od powierzchni Ziemi. Podobne efekty występują właśnie przy obserwacjach Marsa przez filtry barwne, co stanowi jeszcze jeden dowód istnienia jego atmosfery.

Już w r. 1672 D. Cassini wysnuł ze swych obserwacji wniosek, że Mars posiada atmosferę. Jednakże aż do początku bieżącego stulecia o atmosferze tej nie dowiedziano się właściwie nic. Przekonano się jedynie, że jest ona bardziej rozrzedzona od atmosfery ziemskiej, w przeciwnym bowiem razie wszystkie wymienione wyżej zjawiska występowałyby dużo wyraźniej. Dokładniejsze poznanie składu, budowy i własności atmosfery Marsa stało się możliwe dopiero dzięki zastosowaniu nowych metod badawczych: fotografii, fotometrii i spektroskopii. Dziś atmosfera naszego sąsiada została już dość szczegółowo zbadana.

Omówimy przede wszystkim badania masy i składu chemicznego atmosfery Marsa. Obserwując rozproszenie światła w tej atmosferze można ocenić jej gęstość, skąd już łatwo jest wyznaczyć ciśnienie, jakie wywiera na powierzchnię planety. Natężenie światła rozproszonego jest bowiem tym większe, im więcej jest cząsteczek powietrza na drodze, którą przebywają w atmosferze promienie świetlne. Zasada metody jest, jak widzimy, bardzo prosta, jednakże dokładna analiza obserwacji jest dość skomplikowana i żmudna. Rzecz w tym, że obserwowana jasność jakiegoś punktu tarczy Marsa pochodzi nie tylko od światła rozproszonego w atmosferze, ale również od światła odbitego od powierzchni. Ogólnie biorąc trzeba tu wyróżnić aż pięć efektów:

- 1) oświetlenie powierzchni planety przez promienie słoneczne,
- 2) oświetlenie atmosfery przez promienie słoneczne (rozpraszanie światła przez cząsteczki powietrza),
- 3) oświetlenie powierzchni przez światło rozproszone w atmosferze,
- 4) oświetlenie atmosfery przez światło odbite od powierzchni,
- 5) oświetlenie atmosfery przez światło rozproszone w atmosferze (tzw. rozpraszanie wyższych rzędów).

Chcąc zatem z obserwacji jasności tarczy Marsa wyróżnić światło rozpraszane w jego atmosferze musimy poczynić pewne założenia odnośnie własności odbijających powierzchni i charakteru rozpraszania światła, jak również wpływu wymienionych efektów wtórnych. Nie będziemy oczywiście zajmować się tymi zawiłymi sprawami, lecz ograniczymy się tylko do przytoczenia otrzymanych wyników.

Zagadnienie powyższe rozwiązał po raz pierwszy D. H. Menzel w roku 1926. Obliczył on, że ilość gazu zawarta nad jednostką powierzchni Marsa wynosi 18% ilości powietrza znajdującej się nad  $\text{cm}^2$  powierzchni Ziemi. Odpowiednio do tego, ciśnienie atmosferyczne przy powierzchni Marsa wynosi 69,5 milibarów<sup>17</sup>. Od tego czasu ciśnienie atmosfery Marsa było jeszcze kilkakrotnie obliczane przez innych uczonych. N. Barabaszew i B. Siemiejkin (1934) otrzymali wynik 49 mb, N. Barabaszew i I. Timoszenko (1940) - 116 mb, W. W. Szaronow (1941) - 120 mb, W. G. Fiesenkow (1944) - 124 mb, N. N. Sytyńska (1944) - 112 mb i G. de Vaucouleurs (1945) - 93 mb. Wyniki są więc ze sobą zgodne, mimo często dość znacznych różnic w przyjmowanych założeniach i sposobach opracowania obserwacji.

Masę atmosfery Marsa oceniano również innymi metodami. W r. 1929 B. Lyot mierząc polaryzację światła Marsa wyliczył, że ciśnienie jego atmosfery wynosi 24 mb. W r. 1948 A. Dollfus otrzymał tą samą metodą wartość 80 mb. Trzeba także wspomnieć o interesującym pomysle S. Hessa (1948), który ocenił ciśnienie atmosfery Marsa na podstawie obserwacji wysokości i temperatury

---

<sup>17</sup> Milibar (mb) - jednostka ciśnienia; 1 mb = 0,75 mm słupa rtęci. Normalne ciśnienie atmosfery ziemskiej wynosi 1013,3 mb = 760 mm Hg.

pojawiających się w niej obłoków. Mimo że dane, którymi się posługiwał, były dość niepewne, otrzymany przez niego wynik 80 mb, dobrze zgadza się z wynikami innych badaczy.

Według G. de Vaucouleusa, który w roku 1956 zestawiał wszystkie dotychczasowe oceny, uwzględniając dokładność poszczególnych metod, ciśnienie atmosfery Marsa wynosi najprawdopodobniej  $85 \pm 4$  mb. Należy zaznaczyć, że jest to wartość jaką wskazałby na Marsie przywieziony z Ziemi barometr - aneroid<sup>18</sup>. Gdybyśmy natomiast używali barometru rtęciowego, to wysokość słupka rtęci wynosiłaby w nim 171 mm (ciśnienie 229 mb), trzeba bowiem pamiętać, że wskutek mniejszej siły ciężenia ciężar rtęci na Marsie jest 2,63 razy mniejszy niż na Ziemi. Wartość wskazywana przez barometr rtęciowy odpowiada masie słupa atmosfery Marsa, a nie jego ciśnieniu. Widzimy więc, że ilość gazu zawarta nad jednostką powierzchni Marsa stanowi 22,6% ilości znajdującej się nad  $\text{cm}^2$  powierzchni Ziemi.

Atmosfera Marsa jest dość rzadka. Jej gęstość przy powierzchni planety jest taka jak gęstość atmosfery ziemskiej na wysokości 17 km. Jednakże wskutek małej siły ciężenia na Marsie, jego atmosfera rozrzedza się ze wzrostem wysokości znacznie wolniej niż atmosfera Ziemi; już na wysokości 26 km gęstość obu atmosfer jest jednakowa, wyżej zaś nasza atmosfera jest bardziej rozrzedzona. Można stąd wnioskować, że takie zjawiska jak świecenie meteorów czy zorze polarne występują w atmosferze Marsa na znacznie większych wysokościach niż zachodzi to u nas. Jeśli chodzi o sprawy natury bardziej praktycznej, to warto zauważyć, że gęstość atmosfery Marsa jest wystarczająco duża, aby mogły w niej latać samoloty; można będzie tam również posługiwać się balonami i spadochronami.

Przejdźmy teraz do omówienia składu chemicznego atmosfery Marsa. Czytelnicy wiedzą zapewne, że naszą podstawową metodą badawczą w dziedzinie chemii ciał niebieskich jest analiza widmowa. Prawo Kirchhoffa, które mówi, że każdy pierwiastek chemiczny emituje lub pochłania światło o charakterystycznych dla siebie, ściśle określonych długościach fali, pozwala nam wnosić o obecności tego pierwiastka na jakiejś gwiazdzie, skoro tylko po rozszczepieniu jej światła na poszczególne barwy, zdołamy wykryć w powstałym widmie ów charakterystyczny układ pasm czy linii widmowych.

Niestety, analiza widmowa, która pozwoliła nam dokładnie zbadać skład chemiczny atmosfery Słońca, gwiazd i mgławic, w przypadku planet częściowo zawodzi, dając tylko bardzo fragmentaryczne wyniki. Przyczyn tego jest kilka. Po pierwsze planety świecą światłem odbitym od Słońca, a więc w widmie ich występują wszystkie te linie, które można wykryć w widmie słonecznym. Nowe linie mogą być wywołane tylko przez pochłanianie w atmosferze planety, przez którą światło Słońca przechodzi dwukrotnie: na drodze od Słońca do powierzchni i po odbiciu na drodze ku Ziemi. Jednakże przy stosunkowo niskich temperaturach, jakie posiadają atmosfery planet, wiele gazów jak np. azot, argon czy inne gazy szlachetne, nie dają żadnych pasm pochłaniania w dostępnej dla obserwacji części widma. Gazy te występują licznie w atmosferze Ziemi, jest więc prawdopodobna także ich obecność w atmosferze Marsa. Nie można jednak tego przypuszczenia potwierdzić na drodze spektroskopowej.

Inną poważną przeszkodę stanowi to, że światło planety przechodzi na drodze do obserwatora przez grubą warstwę atmosfery ziemskiej. W widmie planety wystąpią zatem pasma charakterystyczne dla gazów obecnych w naszej atmosferze. Te dodatkowe pasma, które „zaśmiecają” widmo wszystkich ciał niebieskich, noszą nazwę linii tellurycznych (od łacińskiej nazwy Ziemi - Tellus). Natężenie tych linii zwiększa się w miarę, jak obserwowane ciało niebieskie zbliża się do horyzontu, gdyż jego światło

---

<sup>18</sup> Aneroid jest to sprężysta metalowa puszka, służąca do pomiarów ciśnienia atmosferycznego. Ciśnienie powietrza powoduje odkształcenia puszki, które są przenoszone na wskazówkę odpowiednio wycechowanej skali.

przechodzi wówczas przez coraz to grubszą warstwę powietrza. Natężenie tellurycznych pasm pary wodnej zależy poza tym od wilgotności atmosfery.

W celu uwolnienia się od wpływu atmosfery ziemskiej poczęto pod koniec ubiegłego stulecia badać widmo Marsa metodą porównawczą. Porównywano je mianowicie z widmem Księżyca sfotografowanym w tych samych warunkach, to znaczy przy identycznym ciśnieniu i wilgotności oraz takiej samej wysokości nad horyzontem. Księżyc, jak wiadomo, jest praktycznie pozbawiony atmosfery, toteż wszystkie linie w jego widmie pochodzą od Słońca i składników powietrza. Jeśliby zatem jakaś linia w badanym widmie Marsa okazała się silniejsza niż odpowiednia linia w widmie Księżyca, stanowiłoby to dowód istnienia danego gazu w atmosferze planety.

Wyniki otrzymywane przy zastosowaniu metody porównawczej były jednak bardzo niepewne i sprzeczne. W. W. Campbell (1894) i I. Keeler (1896) nie mogli zauważyć żadnej różnicy między widmami Marsa i Księżyca, natomiast F. W. Very, który poddał dokładnej analizie spektrogramy otrzymane przez V. M. Sliphera (1908), doszedł do wniosku, że atmosfera Marsa zawiera tlen i parę wodną w ilości większej niż powietrze nad obserwatorium Flagstaff. Niestety, W. W. Campbell i S. Albrecht, którzy chcieli w roku następnym potwierdzić te rezultaty, otrzymali wynik negatywny: nie udało się stwierdzić w atmosferze Marsa żadnych śladów tlenu i pary wodnej. Zwykła metoda porównawcza okazała się więc zbyt mało dokładna, aby można było na jej podstawie wyciągać jakies wnioski.

W roku 1905 P. Lowell podał pomysł nowej, dokładniejszej metody. Zaproponował on mianowicie, aby przy badaniach widma Marsa wykorzystać zjawisko Dopplera. Zjawisko to polega na przesuwaniu się linii w widmie poruszającego się źródła światła. Jeśli źródło przybliży się ku nam, to długość fali emitowanego przez nie promieniowania zmniejsza się i wszystkie linie widmowe przesuwają się ku fioletowi, jeśli natomiast oddala się od nas, jego światło czerwienieje. Jeśli zatem fotografować Marsa wówczas, gdy oddala się lub przybliża do Ziemi, to ewentualne linie pochodzące od jego atmosfery będą przesunięte w stosunku do linii tellurycznych w widmie Księżyca. Przesunięcie to trzeba badać za pomocą bardzo czułych przyrządów, bowiem przy największej szybkości Marsa względem Ziemi wynosi zaledwie  $0,3 \text{ \AA}$  ( $0,000\ 000\ 003 \text{ cm}$ ).

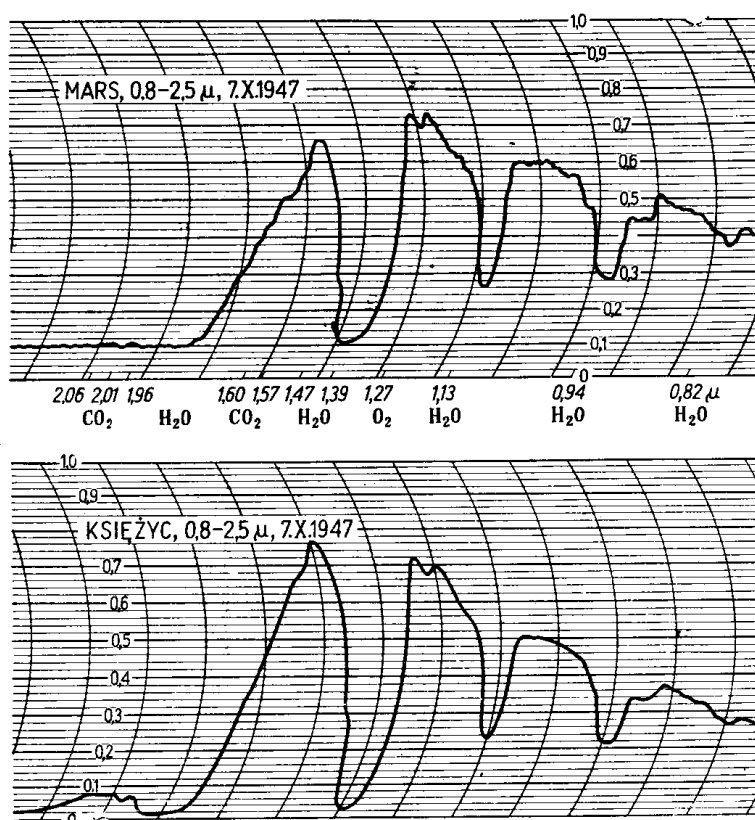
Opisana metoda umożliwiała wykrycie nawet bardzo drobnych różnic widm Marsa i Księżyca, ale wymagała użycia wielkich i dokładnych spektrografów. Pierwsze pomiary (V. M. Slipher (1905), W. W. Campbell i S. Albrecht (1910)) nie wykryły jednak w atmosferze Marsa nawet śladów tlenu i pary wodnej.

W roku 1925 W. S. Adams i C. E. St. John fotografowali widmo Marsa za pomocą 152-centymetrowego reflektora obserwatorium na Mont Wilson (USA). Badania ich przyniosły pozytywne wyniki. Udało się zaobserwować słabe linie tlenu i pary wodnej przesunięte nieco w stosunku do linii tellurycznych. Na podstawie natężenia tych linii oceniono, że wymienione gazy znajdują się w atmosferze Marsa w ilościach odpowiednio 17% i 3% w porównaniu z ilością, która zawarta jest w naszej atmosferze. Choć były to ilości bardzo małe, wydawało się, że to ważne zagadnienie zostało wreszcie pozytywnie rozwiązane. Była to jednak przedwczesna radość.

W następnych latach (1933, 1937, 1939 i 1941) W. S. Adams i T. Dunham powtarzali kilkakrotnie badania spektroskopowe Marsa. Mimo użycia przyrządów o wiele dokładniejszych od stosowanych w 1925 r., nie udało się potwierdzić poprzednich wyników. Można było tylko ocenić, że tlen znajduje się w atmosferze Marsa w ilości mniejszej niż 0,15% zawartości w atmosferze ziemskiej. Taki sam wynik otrzymano jeśli chodzi o parę wodną, wydaje się jednak, że jest on nieco przesadzony. Zawartość pary wodnej w atmosferze Marsa może bowiem ulegać bardzo znacznym zmianom w zależności od pory roku. Możliwe więc, że obserwacje przypadły akurat na okres suszy. Obserwacje czapek

polarnych wskazują bowiem na znacznie większą zawartość wody na Marsie. Wydaje się, że właściwszą oceną ilości pary wodnej w jego atmosferze jest zawartość 1% w porównaniu z atmosferą Ziemi.

Nowe możliwości poznawania składu atmosfer planetarnych otworzyły się w roku 1947, kiedy w obserwatorium Mc Donalda (USA) zbudowano aparaturę do badań podczerwonej części widma, w której znajduje się dużo pasm dawanych przez gazy w stosunkowo niskich temperaturach. W roku 1947 G. Kuiper wykrył w podczerwonym widmie Marsa silne pasma dwutlenku węgla ( $\text{CO}_2$ ) (rys. 30). Według jego oceny objętościowa zawartość tego gazu w atmosferze Marsa wynosiła około 0,25%. W roku 1955 J. Grandjean i R. M. Goody poddali powtórnej analizie wyniki obserwacji Kuipera. Uwzględniając szereg pomijanych przedtem efektów doszli oni do wniosku, że zawartość  $\text{CO}_2$  w atmosferze Marsa wynosi aż 2,1% (przy założeniu, że ciśnienie tej atmosfery wynosi 87 mb), jest więc 65 razy większa niż zawartość objętościowa tego gazu w atmosferze Ziemi (0,032%). Nawet gdy uwzględnimy, że atmosfera Marsa ma mniejszą masę od naszej, to i tak okaże się, że jeśli chodzi o zawartość wagową, jest w niej 15 razy więcej dwutlenku węgla niż na Ziemi.

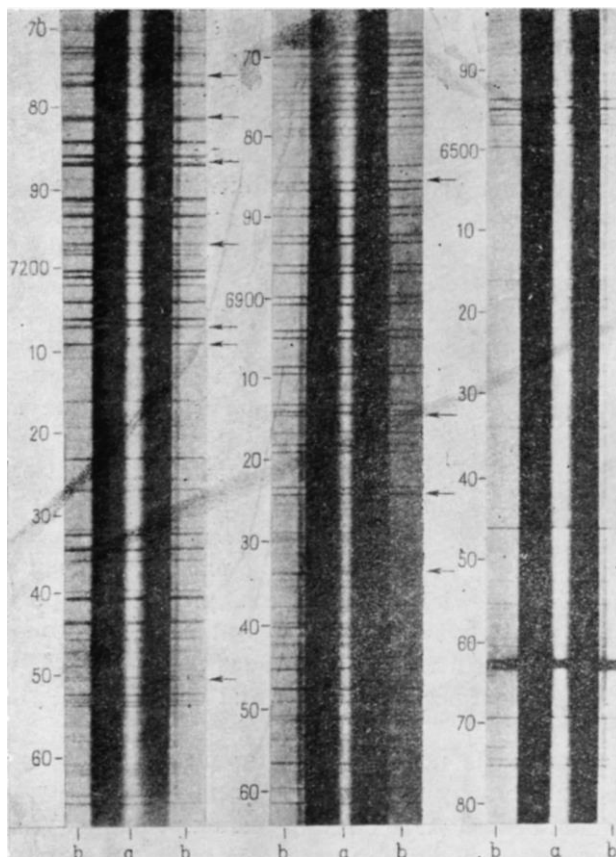


Rysunek 30 Porównanie krzywych uzyskanych przy fotometrycznych pomiarach podczerwonej części widma Marsa i Księżyca (według Kuipera, 1947). W widmie Marsa widoczne są w okolicy  $1,57\mu$  i  $1,60\mu$  wyraźne pasma absorpcyjne dwutlenku węgla, których nie ma w widmie Księżyca

Próby wykrycia w atmosferze Marsa dwutlenku siarki ( $\text{SO}_2$ ), ozonu ( $\text{O}_3$ ) i innych drobnych domieszek przyniosły również negatywne wyniki. Na podstawie analizy podczerwonej części widma Marsa Kuiper doszedł do wniosku, że  $\text{SO}_2$  występuje w jego atmosferze w ilości mniejszej niż 0,000 002% (wagowych), zaś górna granica zawartości wagowej ozonu wynosi 0,00003%. Gdyby zawartość tych gazów była większa to odpowiednie pasma w widmie byłyby już możliwe do wykrycia. Górne granice zawartości wagowej innych gazów są następujące:  $\text{N}_2\text{O}$  (0,1%),  $\text{CH}_4$  (0,005%),  $\text{C}_2\text{H}_4$  (0,001%),  $\text{C}_2\text{H}_6$  (0,0005%),  $\text{NH}_3$  (0,001%). Wymienione gazy występują w atmosferze Ziemi w podobnie znikomych ilościach.



Tak więc dotychczas udało się bezpośrednio wykryć w atmosferze Marsa tylko dwutlenek węgla<sup>19</sup>. Jeśli chodzi o inne gazy, to negatywne wyniki obserwacji spektroskopowych pozwoliły tylko wyznaczyć górne granice ich zawartości. Jak wynika jednak z przytoczonych liczb, wszystkie wymienione gazy stanowią najwyżej 2,5% objętości atmosfery Marsa. Jakież więc gazy stanowią pozostałe 97,5% objętości? Tego zagadnienia nie możemy niestety na razie rozstrzygnąć na drodze bezpośrednich badań. Musimy się więc uciec do rozważań teoretycznych, które wskażą nam, jakie składniki tworzą najprawdopodobniej atmosferę planety.



Rysunek 31 Część fotografii widma Marsa (a) i Księżyca (b) uzyskanych w roku 1956 przez ekspedycję C. Kiessa. Większość widocznych linii widmowych, to linie telluryczne powstające w atmosferze ziemskiej. Linie te są jednakowe w obu widmach (w okolicy 6870 Å linie tlenu, w okolicy 7220 Å - linie pary wodnej). Linie oznaczone strzałkami powstają w atmosferze Słońca, a więc występują zarówno w widmie Marsa jak i Księżyca, jednak wskutek efektu Dopplera (ruch Marsa) są względem siebie przesunięte. Jeśliby w atmosferze Marsa występowały znaczniejsze ilości tlenu i pary wodnej, to obserwowalibyśmy w jego widmie linie tych gazów, analogicznie przesunięte w stosunku do linii tellurycznych

<sup>19</sup> Ukazały się ostatnio komunikaty o wstępnych wynikach spektroskopowych badań Marsa wykonywanych podczas opozycji 1956 roku. C. Kiess zorganizował specjalną -ekspedycję na Hawaje, gdzie fotografował widmo Marsa ze szczytu wulkanu Mauna Loa (4167 m wysokości), aby zmniejszyć maskujący wpływ atmosfery ziemskiej. Do badań użyto i tam wielkiego spektrografu z siatką dyfrakcyjną zawierającą ponad 1200 rys na milimetr. Mimo to nie udało się wykryć w widmie Marsa nawet śladów linii tlenu i pary wodnej. Na tej podstawie C. Kiess sądzi, że górną granicą zawartości pary wodnej w atmosferze tej planety jest 1% ilości, jaka średnio w ziemie znajduje się nad szczytem Mount Wilson. Gdyby skroplić wszystką parę wodną z atmosfery Marsa, to -pokryłaby ona powierzchnię planety warstwą wody o grubości najwyżej 0,08 mm. Podobne badania spektroskopowe były również prowadzone przez R. S. Richards-ona w obserwatorium na Mount Wilson. I tam również nie stwierdzono w widmie Marsa żadnych śladów linii tlenu i pary wodnej. Największą jednak zagadką jest to, że nie widać było również wyraźnego pasma dwutlenku węgla (7820 Å). Zarówno C. Kiess jak i R. S. Richardson nie przeprowadzali jednak dotąd dokładnych pomiarów fotometrycznych poszczególnych części widma. Szczegółowe wyniki tych prac ukażą się prawdopodobnie nie wcześniej niż w 1958 r.

Teoria kinetyczna gazów może nam udzielić odpowiedzi na pytanie, jakie gazy mogły się do dziś zachować w atmosferze Marsa. Cząsteczki gazów znajdują się w ciągłym bezładnym ruchu termicznym. Wskutek tego każdy gaz dąży do zajęcia jak największej objętości. Gdyby na cząsteczki atmosfery nie działały żadne siły, to natychmiast rozbiegłyby się one w przestrzeń. Ucieczce atmosfery przeciwdziała jednak siła przyciągania planety. Ciała niebieskie o niewielkiej masie (np. planetoidy), przyciągają gaz zbyt słabo i dlatego atmosfera nie może się przy nich utrzymać. Nie mogą natomiast ulecieć w przestrzeń gazy z atmosfer ciał niebieskich o dużej masie.

Zagadnienie ucieczki atmosfer planetarnych było po raz pierwszy opracowane przez znanego astrofizyka J. Jeansa (1916). Zanim jednak podamy wyniki jego wyliczeń, musimy poświęcić trochę miejsca na przypomnienie podstawowych wiadomości z teorii kinetycznej i omówienie mechanizmu ucieczki gazów z atmosfery.

Prędkości poszczególnych cząsteczek jakiegoś gazu są oczywiście bardzo różne. Jednakże można scharakteryzować średnią intensywność ruchu cząsteczek danego gazu jako całości podając tzw. prędkość średnią kwadratową. Wielkość ta jest miarą średniej energii kinetycznej cząsteczek gazu. Dla danego gazu prędkość średnia kwadratowa zależy wyłącznie od temperatury (jest wprost proporcjonalna do pierwiastka kwadratowego z temperatury bezwzględnej gazu). Poza tym prędkość średnia kwadratowa zależy od rodzaju gazu (jest odwrotnie proporcjonalna do pierwiastka kwadratowego z ciężaru cząsteczkowego gazu). A więc w danej temperaturze cząsteczki gazów lekkich (np. wodoru) poruszają się średnio szybciej niż cząsteczki gazów cięższych (np. dwutlenku węgla). W poniższej tabelce podane są prędkości średnie kwadratowe gazów atmosferycznych przy różnych temperaturach.

*Tabela VI*

Prędkości średnie kwadratowe cząsteczek gazów					
Gaz	Temperatura				
	0°C	100°C	500°C	1000°C	1500°C
Wodór (H <sub>2</sub> )	1,84	2,15	3,08	3,97	4,69
Hel (He)	1,31	1,52	2,19	2,81	3,31
Azot (N)	0,69	0,80	1,16	1,49	1,75
Tlen (O)	0,65	0,76	1,10	1,41	1,66
Metan (CH <sub>4</sub> )	0,65	0,76	1,10	1,41	1,66
Para wodna (H <sub>2</sub> O)	0,62	0,73	1,05	1,35	1,59
Azot (N <sub>2</sub> )	0,49	0,57	0,82	1,05	1,24
Tlen (O <sub>2</sub> )	0,46	0,54	0,78	1,00	1,18
Argon (Ar)	0,41	0,48	0,69	0,89	1,05
Dwutlenek węgla (CO <sub>2</sub> )	0,39	0,46	0,66	0,85	1,00
Dwutlenek siarki (SO <sub>2</sub> )	0,33	0,38	0,55	0,70	0,83
Krypton (Kr)	0,29	0,34	0,49	0,63	0,74
Ksenon (Xe)	0,23	0,27	0,39	0,50	0,50

Wskutek nieustannych wzajemnych zderzeń cząsteczek w gazie ustala się statystyczna równowaga prędkości: prędkość poszczególnych cząsteczek ulega ciągłym zmianom, ale średnio biorąc liczba cząsteczek posiadających daną prędkość jest w czasie niezmienna. Najwięcej jest w gazie cząsteczek o prędkościach zbliżonych do prędkości średniej kwadratowej; w miarę tego, jak przechodzimy do prędkości znacznie różniących się od tej wartości, liczba cząsteczek szybko maleje. Tak np. w wodrze przy temperaturze 100° C (prędkość średnia kwadratowa wynosi w tych warunkach 2,15 km/sek)

cząsteczki poruszające się szybciej niż 10 km/sek należą do rzadkości. Statystyczny rozkład prędkości cząsteczek gazu nosi nazwę rozkładu maxwellowskiego (od nazwiska słynnego fizyka angielskiego J. Maxwella).

Przyciąganie danej planety jest określone przez tak zwaną prędkość krytyczną (paraboliczną). Gdy jakieś ciało, np. cząsteczka gazu atmosfery, osiągnie prędkość większą od krytycznej, nie może już być utrzymane przez planetę i swobodnie ulatuje w przestrzeń. Dla Ziemi (przy powierzchni) prędkość krytyczna wynosi 11,2 km/sek, dla Marsa 5,0 km/sek, a dla Księżyca 2,4 km/sek. Wartości te niewiele przewyższają prędkości średnie kwadratowe zestawione w tabeli VI, a więc z tego, co mówiliśmy poprzednio o własnościach rozkładu maxwellowskiego, wynika, że planety powoli „gubią” swe atmosfery.

Ucieczka gazów z atmosfery może nastąpić dopiero na dużych wysokościach, gdzie gęstość atmosfery jest dostatecznie mała. W dolnych warstwach atmosfery, wskutek dużej gęstości gazów, cząsteczka doznaje bardzo częstych zderzeń i jej prędkość ciągle się zmienia, tak że przesunięcie jej w określonym kierunku, np. pionowo w górę, zachodzi w sposób przypadkowy i odbywa się bardzo powoli. Na przykład w normalnych warunkach (temperatura 0° C, ciśnienie 760 mm Hg) cząsteczka wodoru zderza się z innymi cząsteczkami około 10 miliardów razy na sekundę, a więc między zderzeniami zdąży średnio przebyć drogę zaledwie 0,00002 cm. W górnych warstwach atmosfery zderzenia są już rzadsze i między zderzeniami cząsteczka przelatuje już kilkaset kilometrów.

W atmosferze każdej planety określony jest tak zwany poziom krytyczny. Cząsteczki gazów z warstw położonych powyżej tego poziomu mogą ulatywać w przestrzeń, jeśli osiągną dostateczną prędkość, natomiast w warstwach niższych prawdopodobieństwo ucieczki jest bardzo małe. W naszej atmosferze poziom krytyczny znajduje się na wysokości około 600 kilometrów nad powierzchnią Ziemi.

Szybkość ucieczki atmosfery planety zależy od średniej intensywności ruchu cząsteczek w warstwach powyżej poziomu krytycznego; jest ona zatem określona przez temperaturę tych warstw. Temperatura ta (wskutek silnego działania ultrafioletowego promieniowania Słońca) wielokrotnie przewyższa temperaturę atmosfery przy powierzchni planety. Jeśli chodzi na przykład o Ziemię to według L. Spitzera (1951) temperatura górnych warstw atmosfery wynosi około 1500° K. Ucieczka naszej atmosfery następuje więc szybciej niż to można by sądzić biorąc pod uwagę temperatury spotykane przy powierzchni Ziemi<sup>20</sup>.

Jeans wyliczył, że jeśli prędkość średnia kwadratowa cząsteczek danego gazu jest 4 razy mniejsza od prędkości krytycznej, to już w ciągu 50 000 lat gaz ten ucieknie z atmosfery planety. Jeżeli stosunek tych prędkości wynosi 4,25, to czas ucieczki wzrośnie do 30 milionów lat. Jeżeli natomiast prędkość krytyczna jest 5 razy większa od prędkości średniej kwadratowej, to gaz ten będzie pozostawał w atmosferze planety przez 25 miliardów lat (wiek Ziemi - około 4,5 miliarda lat), a więc praktycznie będzie jej stałym składnikiem.

---

<sup>20</sup> Warto wyjaśnić, że temperatura wysokich rozrzedzonych warstw atmosfery jest 'tak zwaną temperaturą kinetyczną. Pojęcie to odbiega znacznie od pojęcia temperatury powietrza, do którego przywykliśmy. Gdy w normalnych warunkach umieszczamy w powietrzu jakieś ciało, to wskutek zderzeń z cząsteczkami powietrza jego temperatura zrówna się bardzo szybko z temperaturą gazu. Jeśli jednak umieścimy to ciało w górnych rozrzedzonych warstwach atmosfery, to bynajmniej nie przybierze ono temperatury otoczenia, gdyż zderzenia z cząsteczkami gazu będą bardzo rzadkie. Ciało to może się silnie nagrzewać pod wpływem promieniowania Słońca, w nocy zaś będzie promieniować ciepło i oziębi się prawie do temperatury zera bezwzględnego, mimo że temperatura kinetyczna otaczającego rozrzedzonego gazu będzie nadal bardzo wysoka. Temperatura kinetyczna jest więc po prostu miarą średniej energii kinetycznej cząsteczek gazu.

Okazało się jednak, że Jeans traktował sprawę zbyt pesymistycznie. Późniejsze wyliczenia wykazały na przykład, że czas, w którym według niego dany gaz miał całkowicie uciec z atmosfery, jest w rzeczywistości czasem, po którym gęstość gazu zmniejszy się  $e$  razy ( $e = 2,718...$ ). Rozpraszanie gazów w przestrzeni odbywa się więc znacznie wolniej. Ulepszoną teorię ucieczki atmosfer opracował L. Spitzer, stosując ją w przypadku Ziemi i Marsa. Uwzględnił on między innymi fakt, że w górnych warstwach atmosfery większość gazów występuje w postaci pojedynczych atomów, a nie cząsteczek; ich prędkość ruchu jest zatem znacznie większa. Wyniki obliczeń Spitzera podane są w tabeli VII.

*Tabela VII*

Czas ucieczki różnych gazów z atmosfer Ziemi i Marsa w zależności od temperatury powyżej poziomu krytycznego (lata)						
Gaz	Ziemia			Mars		
	500° K	1000°K	2000°K	500° K	1000°K	2000°K
Wodór	$2,4 \times 10^7$	$3,6 \times 10^4$	$1,8 \times 10^3$	$1,5 \times 10^3$	$9,1 \times 10^2$	$1,2 \times 10^2$
Hel	$4,2 \times 10^{25}$	$4,0 \times 10^{13}$	$2,4 \times 10^7$	$1,4 \times 10^3$	$1,1 \times 10^4$	$1,5 \times 10^3$
Azot	$10^{92}$	$10^{45}$	$3,9 \times 10^{22}$	$4,9 \times 10^{16}$	$6,4 \times 10^8$	$8,5 \times 10^4$
Tlen	$10^{105}$	$10^{51}$	$1,0 \times 10^{26}$	$4,5 \times 10^{19}$	$1,9 \times 10^{10}$	$3,4 \times 10^5$

Z tabeli tej widać, że najlżejsze gazy: wodór i hel, przebywają w atmosferze Ziemi bardzo krótko, natomiast azot i tlen (i, oczywiście wszystkie gazy od nich cięższe - patrz tabela VI) są jej stałymi składnikami. Jeśli chodzi o atmosferę Marsa, to ocenia się, że temperatura powyżej poziomu krytycznego jest w niej niższa od 1200° K. Atmosfera ta traci więc bardzo szybko wodór i hel, natomiast atomowy azot i tlen mogą w niej pozostawać przez co najmniej milion lat, a wszystkie gazy cięższe są jej stałymi składnikami.

Rozważania oparte na teorii kinetycznej doprowadzają więc do wniosku, że atmosfera Marsa może zawierać te same gazy co atmosfera Ziemi (z wyjątkiem wodoru i helu). Z drugiej strony mamy wszelkie dane ku temu, aby przypuszczać, że Ziemia i Mars powstały w tym samym czasie i utworzyły się z tej samej materii. W obu więc przypadkach utworzenie się i ewolucja atmosfer przebiegały w podobny sposób, ich skład chemiczny powinien być zatem zbliżony.

Głównym składnikiem atmosfery ziemskiej jest azot, który wydobywa się w niewielkich ilościach ze skorupy Ziemi poprzez różne źródła i szczeliny skalne. Część azotu jest również pochodzenia organicznego (rozkład martwych organizmów). Należy sądzić, że procesy prowadzące do wydzielania azotu zachodzą również i na Marsie. Przypuszczenie, że azot jest, podobnie jak na Ziemi, głównym składnikiem atmosfery Marsa, jest poparte tym, że gaz ten nie daje w dostępnej obserwacji części widma żadnych pasm, nie mógł być więc dotąd wykryty na drodze spektroskopowej.

Drugim, jeśli chodzi o zawartość, składnikiem atmosfery Ziemi jest tlen. Źródłem jego są procesy fotosyntezy zachodzące w roślinach zielonych oraz rozkład pary wodnej pod wpływem ultrafioletowego promieniowania Słońca. Obserwacje spektroskopowe wskazują, że występuje on na Marsie w znikomych ilościach. L. Spitzer próbuje tłumaczyć ten brak tlenu jego ucieczką w czasie, kiedy temperatura atmosfery Marsa była wyższa. Tlen występował wówczas w postaci atomów, gdyż pochłanianie promieniowania ultrafioletowego powodowało rozkład jego cząsteczek. Stanowił on więc osłonę dla azotu, który mógł pozostać nierozłożony na atomy i zachował się w atmosferze Marsa do dziś.

Okolo jednego procenta objętości naszej atmosfery zajmuje argon oraz drobne ilości innych gazów szlachetnych. Pierwiastki te tworzą się w wyniku przemian promieniotwórczych. Tak na przykład argon powstaje przy rozpadzie promieniotwórczego potasu ( $^{40}\text{K}$ ), który jest dość rozpowszechniony w skorupie ziemskiej. Prawdopodobnie skorupa Marsa również zawiera promieniotwórczy potas, wobec czego w atmosferze tej planety powinien występować argon. Obecność gazów szlachetnych, jak już wspominaliśmy, jest niemożliwa do stwierdzenia na drodze spektroskopowej.

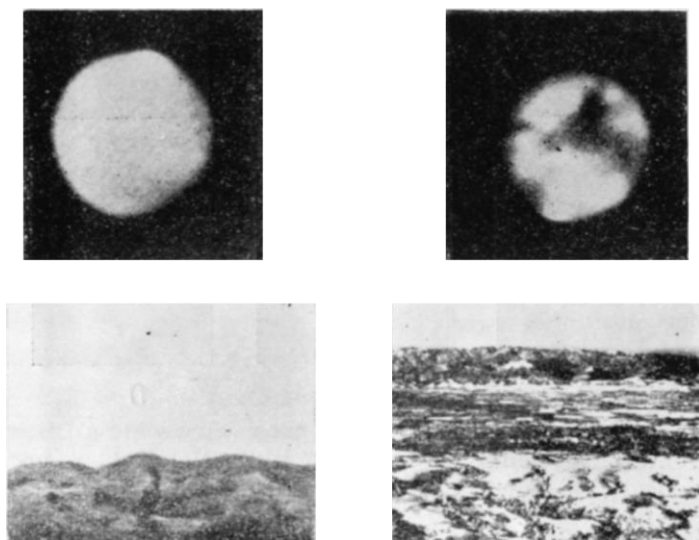
Dochodzimy zatem do wniosku, że w braku tlenu głównymi składnikami atmosfery Marsa powinny być: azot i argon. Gazy te zajmują razem ponad 97,5% objętości tej atmosfery. (2,1% objętości zajmuje dwutlenek węgla wykryty metodą analizy widmowej). Rozsądnie jest przyjąć, że argon i azot występują w atmosferze Marsa w takim samym stosunku jak w atmosferze Ziemi. Przy tym założeniu otrzymamy, że azot stanowi 96,6% a argon 1,15% objętości. Identyczną ocenę ilości argonu otrzymamy, gdy weźmiemy pod uwagę, że na Marsie jest mniej  $^{40}\text{K}$  (różnica wielkości obu planet).

Podsumowując nasze rozważania możemy stwierdzić, że skład chemiczny atmosfery Marsa jest najprawdopodobniej taki, jak to jest podane w tabeli VIII. Dla porównania umieszczony jest tam również skład naszego powietrza. W obu przypadkach nie wzięto pod uwagę pary wodnej, której zawartość może ulegać dużym zmianom (w atmosferze Ziemi 0 - 4%, w atmosferze Marsa prawdopodobnie 0 - 1%).

*Tabela VIII*

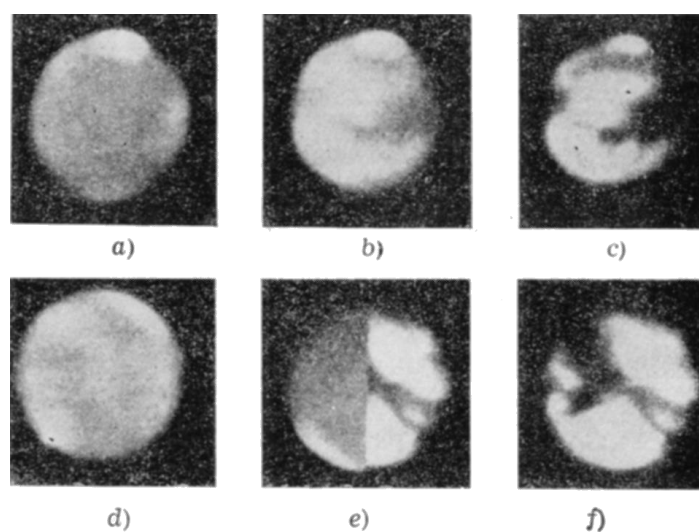
Porównanie składu chemicznego suchych atmosfer Marsa i Ziemi		
Atmosfera Marsa	Skład objętościowy w %	Skład wagowy w %
Azot	96,6	95,0
Dwutlenek węgla	2,1	3,3
Argon	1,2	1,6
Tlen	< 0,1	< 0,1
Inne	drobne ślady	
Atmosfera Ziemi		
Azot	78,08	75,51
Tlen	20,95	23,15
Argon	0,933	1,286
Dwutlenek węgla	0,032	0,049
Inne	< 0,005	< 0,005

Najbardziej tajemniczą cechą atmosfery Marsa jest jej zdolność bardzo silnego rozpraszania światła krótkofalowego. Zjawisko to znane jest od roku 1909, kiedy to A. Pluvinel De La Baume i F. Baldet (Obserwatorium Pic di Midi) oraz G. Tichow (Obserwatorium w Pułkowie) wykonali pierwsze fotografie Marsa przy użyciu filtrów barwnych. Okazało się wówczas, że na fotografiach w świetle czerwonym, żółtym i podczerwonym widoczne były wyraźnie niektóre szczegóły powierzchni planety, natomiast fotografie w świetle niebieskim, fioletowym i ultrafioletowym ukazały jej tarczę pokrytą jakby gęstą nieprzejrzystą mgłą.



Rysunek 32 U góry: fotografie Marsa w świetle fioletowym (z lewej) i podczerwonym (z prawej). U dołu: fotografie doliny San Jose w świetle fioletowym (z lewej) i podczerwonym (z prawej). Zdjęcia zostały wykonane w obserwatorium Licka

Początkowo starano się wyjaśnić ten fakt przyjmując, że atmosfera Marsa podobnie jak nasza rozprasza promieniowanie krótkofalowe zgodnie z prawem Rayleigha. Gdy więc obserwujemy Marsa w promieniach długofalowych, widzimy jego stałą powierzchnię, natomiast w promieniach niebieskich czy fioletowych oglądamy tylko rozpraszającą warstwę atmosfery.



Rysunek 33 Fotografie Marsa w różnych barwach: a) fioletowej, b) czerwonej, c) żółtej, d) ultrafioletowej, f) podczerwonej. Rysunek e wykazuje istnienie efektu Wrighta

Podobne zjawisko można zaobserwować również na Ziemi. Gdy w pogodny dzień patrzymy na okolicę, widzimy, że daleko położone szczegóły są bardzo niewyraźne - wydają się być przesłonięte niebieskawą mgiełką. Jeśli użyjemy przy fotografii filtru czerwonego, zatrzymującego rozproszone promieniowanie krótkofalowe, możemy uzyskać na zdjęciu wyraźny obraz nawet bardzo odległych przedmiotów, natomiast fotografia przez filtr niebieski ukaże tylko najbliższe szczegóły, reszta zaś będzie przesłonięta mgłą rozproszonego światła.

W roku 1924 W. H. Wright odkrył jeszcze jedno zdumiewające zjawisko. Zauważył on mianowicie wyraźną zależność średnicy obrazu Marsa od długości fali światła, w którym były wykonywane fotografie. Obraz planety był największy w nadfiolecie, zaś przy przejściu do fal dłuższych stopniowo malał. Średnica Marsa otrzymana ze zdjęć w nadfiolecie wynosiła 6716 km, natomiast



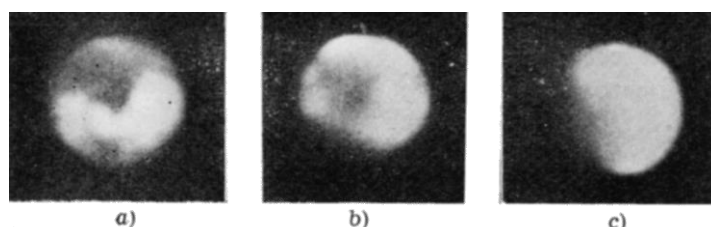
w podczerwieni była równa tylko 6419 km. Wright przyjął, że obserwowany obiekt jest wynikiem rayleighowskiego rozpraszania światła w atmosferze Marsa. Promienie podczerwone są rozpraszane bardzo nieznacznie, dlatego też na zdjęciach w podczerwieni widzimy stałą powierzchnię planety, nie możemy natomiast dostrzec jej atmosfery; otoczka atmosfery jest za to dobrze widoczna w świetle krótkofalowym, stąd też pochodzi zwiększenie rozmiarów obrazu.

Rozumując w ten sposób Wright doszedł do wniosku, że różnica średnic obrazów Marsa w podczerwieni i nadfiolecie daje nam podwójną grubość jego atmosfery. Oceniona na tej drodze wysokość atmosfery Marsa wynosiła około 150 kilometrów. Ściślej mówiąc wynik ten oznaczał, że atmosfera ta jest tak gęsta, że jeszcze na wysokości 150 kilometrów nad powierzchnią planety daje wyraźny efekt rozpraszania promieni fioletowych.

Wright porównywał poza tym zdjęcia Marsa z fotografiami różnych obiektów ziemskich dochodząc do wniosku, że atmosfera Marsa rozprasza światło krótkofalowe w takim stopniu, jak warstwa powietrza o grubości 33 km. Oznaczało to, że atmosfera ta ma masę czterokrotnie większą od ziemskiej, jeśli by bowiem całą naszą atmosferę zebrać w warstwę o jednakowej gęstości, takiej, jaką posiada powietrze przy powierzchni Ziemi, to grubość tej warstwy wynosiłaby tylko 8 km.

Wyniki Wrighta przyjęto z niedowierzaniem, wiadomo było bowiem na podstawie innych obserwacji, że atmosfera Marsa jest bardzo rozrzedzona. Przypuszczano więc, że różnice wielkości obrazów planety w różnych barwach są wywołane błędami instrumentalnymi, własnościami klisz, czy też drganiami powietrza podczas wykonywania zdjęć.

Podczas opozycji 1926 r. Wright powtórzył swe badania uzyskując wyniki identyczne z poprzednimi. F. E. Ross, który w tym samym roku fotografował Marsa, doszedł do wniosku, że efekt Wrighta jest nawet dwukrotnie większy niż to wynikało z obserwacji odkrywcy. W odpowiedzi na głosy krytyki ten sam astronom zaczął fotografować za pomocą swoich instrumentów inne planety oraz sztuczne modele, wykazując, że proponowane źródła błędów mogą wywołać tylko część obserwowanego efektu.



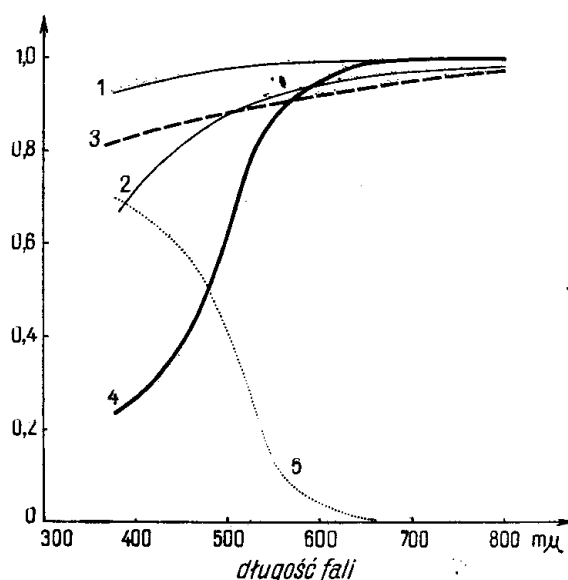
*Rysunek 34 Przejaśnienia w „warstwie fioletowej”: a) fotografia w świetle żółtym z 20. V. 1937 r., b) fotografia w świetle niebieskim z tego samego dnia, c) normalny stan warstwy fioletowej (zdjęcie w świetle niebieskim z 26 IX 1926 r.)*

Równocześnie jednak W. G. Fiesenkow i D. H. Menzel wykazali niezbicie, że efekt Wrighta nie może być wytłumaczony jako wynik rozpraszania rayleighowskiego w atmosferze Marsa. Wkrótce też zdobyto dane obserwacyjne potwierdzające tę opinię. Zaobserwowano mianowicie, że przezroczystość atmosfery Marsa dla światła fioletowego i niebieskiego ulega znacznym wahaniom. Zmiany te zauważył E. C. Slipher już w roku 1926, jednak dopiero w roku 1937 przybrały one niezwykle rozmiary. W roku tym atmosfera Marsa znajdowała się w swym normalnym stanie aż do połowy maja. Jednakże 20 maja przezroczystość jej nagle tak się zwiększyła, że na zdjęciach w świetle niebieskim można było wyróżnić szczegóły powierzchni prawie tak samo wyraźnie, jak na fotografiach w świetle żółtym (rys. 34). Ta nagła zmiana przezroczystości świadczyła o tym, że silne rozpraszanie światła w atmosferze Marsa jest wywołane przez nieznaną substancję, której stężenie może ulegać znacznym wahaniom. Slipher wysunął więc hipotezę, że na pewnej wysokości nad powierzchnią



Marsa znajduje się warstwa drobno rozpylonego materiału wywołująca obserwowane rozpraszanie promieni krótkofalowych. Nie przesądzając natury tej warstwy, nazwano ją umownie „warstwą fioletową” (violet layer).

Dalsze lata pozwoliły na zebranie pełniejszych informacji o „warstwie fioletowej”. Oceniono ilościowo przezroczystość atmosfery Marsa dla poszczególnych barw. Porównując dane obserwacyjne z wynikami wyliczeń, wykonanych przy założeniu, że atmosfera Marsa rozprasza światło zgodnie z prawem Rayleigha, otrzymano informacje o własnościach „warstwy fioletowej”. Wyniki zestawione są na rys. 35. Gruba linia ciągła (4) oznacza obserwowaną przezroczystość atmosfery Marsa w funkcji długości fali światła, natomiast linia (1) - krzywą przezroczystości wyliczoną teoretycznie przy założeniu rozpraszania rayleighowskiego. Przez odjęcie obu krzywych otrzymano krzywą pochłaniania światła w „warstwie fioletowej” (linia 5). Na wykresie podana jest także krzywa przezroczystości atmosfery Marsa w momentach polepszenia widzialności w krótkofalowej części widma (linia 3). Porównanie tej krzywej z zależnością teoretyczną (linia 1) wykazuje, że „warstwa fioletowa” nigdy nie znika całkowicie.

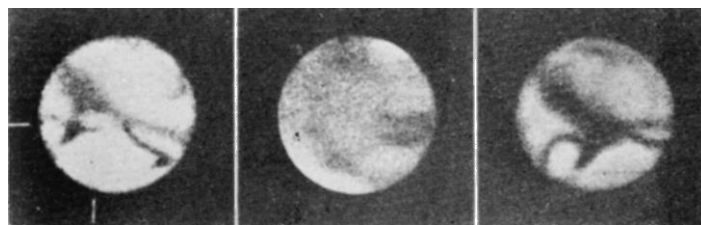


Rysunek 35 Przezroczystość atmosfery Marsa: (1) wyniki wyliczeń teoretycznych przy założeniu, że atmosfera Marsa rozprasza światło zgodnie z prawem Rayleigha, (2) wyniki takich samych wyliczeń dla atmosfery ziemskiej, (3) przezroczystość atmosfery Marsa w momentach przejaśnienia „warstwy fioletowej”, (4) przezroczystość atmosfery Marsa w normalnym stanie, (5) krzywa pochłaniania warstwy fioletowej (według zestawień G. de Vaucouleura)

Wysokość „warstwy fioletowej” próbowano oceniać na podstawie efektu Wrighta. Metoda ta okazała się jednak bardzo niepewna. N. Barabaszew i I. Timoszenko (1940) oraz W. W. Szaronow (1941) wykazali bowiem, że znaczna część tego efektu jest prawdopodobnie wywołana przez zjawisko irradacji fotograficznej. Zjawisko to polega na zaczernianiu niektórych ziarn kliszy poza granicami rzeczywistego obrazu. Wielkość irradacji zależy przy tym od jasności brzegów obrazu. Gdy fotografujemy Marsa w promieniach podczerwonych, irradycja jest niewielka, bowiem brzegi tarczy Marsa są wówczas znacznie mniej jasne niż środek (przyczyny tego pociemnienia brzegowego są wyjaśnione w rozdziale VI). Natomiast w promieniach fioletowych brzegi obrazu Marsa są bardzo jasne ze względu na silne rozpraszanie światła w grubej warstwie atmosfery przy brzegach tarczy, wielkość irradacji jest zatem odpowiednio większa. Prace wymienionych uczonych wykazały, że rozmiary obrazu Marsa na kliszy zależą wyraźnie od czasu jej naświetlania oraz od czułości na różne barwy (zmiany irradacji). Dokładne wyeliminowanie tych efektów jest niemożliwe, dlatego też do wyników badań metodą Wrighta trzeba się odnosić z pewną rezerwą.

Wysuwano już najrozmaitsze hipotezy jeśli chodzi o naturę „warstwy fioletowej”. Jej własności optyczne (patrz rys. 35) świadczą, że jest ona złożona z bardzo drobno rozpylonej substancji (rozmiary poszczególnych cząstek muszą być rzędu tysięcznych części milimetra). F. Link (1950) sądzi, że jest to warstwa pyłu meteorytowego, który osiada wprawdzie powoli na powierzchni planety, jednak jest stale odnawiany przez cząsteczki wpadające do atmosfery. Warstwa taka rozciągałaby się aż do wysokości 200 km, przy czym miałaby mniej więcej jednakową gęstość. Hipoteza Linka nie może jednak wyjaśnić nagłych wahań przezroczystości atmosfery Marsa, trudno bowiem przypuścić, aby warstwa pyłu meteorytowego mogła się tak nagle rozrzedzać.

Znacznie bardziej prawdopodobną hipotezę wysunął S. Hess (1950). Według niego warstwa fioletowa jest złożona z drobnych kryształków dwutlenku węgla, które wytwarzają się przy niskiej temperaturze, jaką posiada atmosfera Marsa na wysokości 45 km. Nawet niewielki wzrost temperatury może powodować utlenianie się tych kryształków (sublimacja). Hipoteza Hessa tłumaczy więc nagłe rozrzedzanie się „warstwy fioletowej”. D. H. Menzel (1950) sądzi, że „warstwa fioletowa” składa się z kryształków CO<sub>2</sub> (średnica około 0,00001 mm), przyjmuje jednak, że znajduje się ona na wysokości około 100 km. Ocena powyższa jest oparta na obserwacjach efektu Wrighta, nie można więc przywiązywać do niej większej wagi.



*Rysunek 36 Fotografie żółtego obłoku w atmosferze Marsa: 2 XI 1926 r. obłok był wyraźnie widoczny na zdjęciu w świetle podczerwonym (z lewej), natomiast nie można go było zauważyć na zdjęciu w świetle ultrafioletowym (w środku). Następnego dnia (3 XI) obłok nie był już widoczny*

Najbardziej prawdopodobną wydaje się jednak hipoteza Kuipera, który sądzi, że „warstwę fioletową” tworzą drobne kryształki lodu (średnica 0,0003 - 0,0005 mm), występujące na wysokościach od 6 do 10 km nad powierzchnią Marsa. Taka ocena wysokości „warstwy fioletowej” dobrze zgadza się z obserwacjami obłoków, o których będziemy mówić za chwilę. W tym przypadku nie potrzeba również zakładać tak niskiej temperatury atmosfery, jak to czyni Hess w swojej hipotezie zestalonego dwutlenku węgla. Rozrzedzanie się „warstwy fioletowej” tłumaczy Kuiper nagłym wzrostem temperatury, który powoduje, że kryształki lodu zamieniają się w parę. Gdy temperatura spadnie, „warstwa fioletowa” odnawia się.

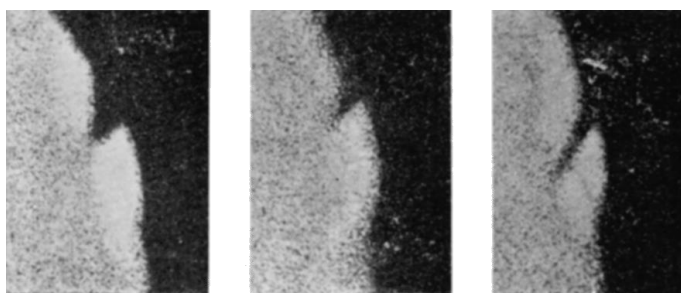
Hipoteza Kuipera dobrze wyjaśnia obserwowane własności „warstwy fioletowej”, nie można jednak powiedzieć stanowczo, że jest ona prawdziwa. Warto tylko dodać, że ostatnio uznał jej słuszność także Hess, który wyrzekł się swych dawnych poglądów po przekonaniu się, że warstwa kryształków dwutlenku węgla byłaby bardziej nieprzezroczysta niż „warstwa fioletowa”.

Obserwując Marsa przez teleskop prawie zawsze widzimy na jego tarczy jakieś chmury. Najlepiej są one widoczne w pobliżu brzegów tarczy czy terminatora, mają bowiem wtedy postać jasnych występów na ciemnym tle nieba lub nieoświetlonej części powierzchni planety. Obserwowane obłoki można podzielić na trzy zasadnicze kategorie: obłoki żółte, białe i niebieskie.

Żółte chmury są dobrze widoczne przy obserwacjach w promieniach żółtych i czerwonych, natomiast nie można ich dostrzec na fotografiach w świetle niebieskim i fioletowym. Barwa ich jest na ogół zgodna z barwą lądów Marsa, choć często są one znacznie mniej czerwone. Żółte chmury nie są zatem złożone z kropelek pary wodnej. P. Lowell wysunął przypuszczenie, że są to tumany pyłu

i piasku unoszone przez wiatry z powierzchni lądów Marsa. Ta hipoteza wydaje się bardziej prawdopodobna niż przypuszczenie J. Öpika (1950), który sądzi, że żółte obłoki powstają wskutek upadku na powierzchnię Marsa wielkich meteorytów.

Wiatry na Marsie są dostatecznie silne, aby podnieść tumany drobnego pyłu na wysokość kilku kilometrów. E. M. Antoniadi (1915) zauważył, że żółte obłoki pojawiają się najczęściej wtedy, gdy Mars jest w perihelium swojej orbity. Fakt ten można wytłumaczyć tym, że wskutek dopływu większej ilości ciepła zwiększa się wówczas natężenie wiatrów. Obłoki pyłu są przenoszone z szybkością dochodzącą do 8 m/sek. Wysokość obłoków, oceniana na podstawie obserwacji ich rzutowania się poza brzegi tarczy, wynosi średnio 3 - 5 km, zdarzają się jednakże chmury pyłu również na większych wysokościach.



*Rysunek 37 Biały obłok rzutujący się na nieoświetloną część tarczy Marsa (według rysunków Antoniadiego z 10, 11 i 12 października 1924 r.)*

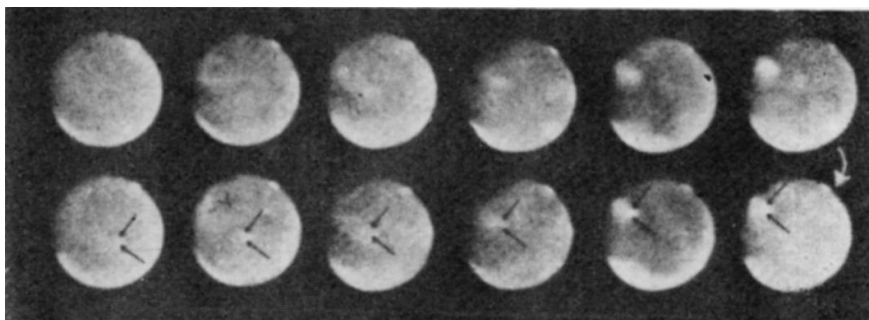
Wzniesione przez wiatr tumany pyłu pozostają w atmosferze Marsa przez dłuższy czas. Jedną z największych burz piaskowych obserwowano podczas opozycji 1956 r. Rozpoczęła się ona 29 sierpnia w okolicy Mare Sirenum i rozszerzyła na wiele milionów kilometrów kwadratowych przesłaniając niemal całą południową półkulę Marsa (rys. 49). Obłoki pyłu znikły dopiero po dwóch tygodniach. Kuiper sądzi, że przesłonięcie powierzchni przez te chmury spowodowało znaczne ochłodzenie, gdyż już po kilku dniach od rozpoczęcia się burzy południowa czapka polarna znacznie zwiększyła swoją średnicę. Zdarzają się jednak burze trwające znacznie krócej. N. Barabaszew (1952) wspomina, że obserwował żółte obłoki znikające już po kilku godzinach.

Do tej samej kategorii chmur należą niewątpliwie także rzadko spotykane obłoki, których kolor jest opisywany przez obserwatorów jako szary. O chmurach tych będziemy szerzej mówić w rozdziale X.

Druga kategoria obłoków dostrzegalnych na Marsie to obłoki barwy białej dobrze widoczne przy obserwacjach wizualnych i na fotografiach w świetle niebieskim i fioletowym. Można wśród nich wyróżnić co najmniej dwie grupy. Obłoki należące do pierwszej grupy występują przeważnie w pobliżu brzegów tarczy Marsa, nad miejscami dla których Słońce wschodzi i zachodzi. Zajmują one dość znaczne przestrzenie i są czasem tak jasne, że przypominają czapki polarne. Wysokość ich jest stosunkowo niewielka, nie widać ich bowiem nigdy w postaci występów za brzegiem tarczy. Niewątpliwie obłoki te wytwarzają się wskutek obniżenia temperatury około zachodu Słońca i w nocy. Po wschodzie Słońca temperatura wzrasta i chmury te powoli zanikają, rzadko też obserwuje się je w środkowych częściach tarczy.

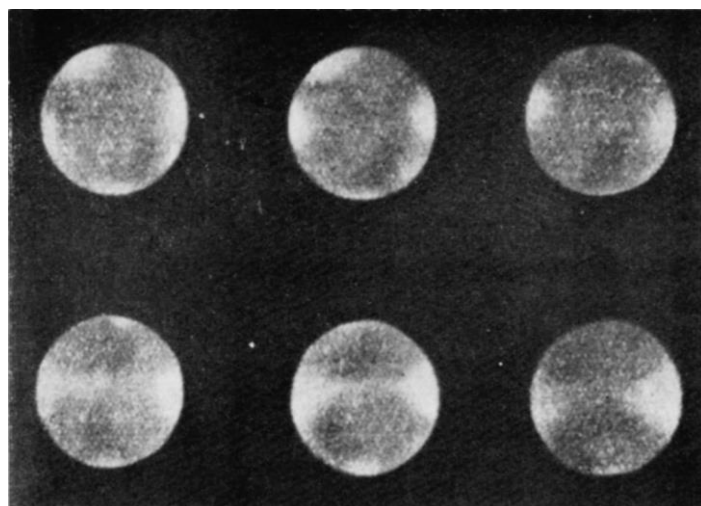
Druga grupa obłoków występuje znacznie rzadziej. Chmury należące do tej grupy można obserwować zarówno przy brzegach tarczy jak i w pobliżu jej środka. Obłoki te są prawdopodobnie zbliżone do naszych chmur kłębiastych (cumulusów), tworzą się bowiem wskutek nagrzewania powierzchni planety przez promienie słoneczne. Nad nagrzaną powierzchnią tworzy się wstępujący prąd powietrza, który unosi parę wodną na dużą wysokość, gdzie w niskiej temperaturze następuje jej

kondensacja. Chmury kłębiaste tworzą się po wschodzie Słońca i rosną przez cały dzień aż do jego zachodu (rys. 38).



*Rysunek 38 Rozwój obłoku w atmosferze Marsa od południa do zachodu Słońca*

Nazwa „obłoki niebieskie” pochodzi stąd, że chmury te są najlepiej widoczne w świetle fioletowym i niebieskim, natomiast przestają być dostrzegalne w świetle żółtym i czerwonym. Podobnie jak pierwsza grupa obłoków białych powstają one wskutek nocnego oziębienia, są też widoczne prawie wyłącznie przy brzegach tarczy (rys. 39).

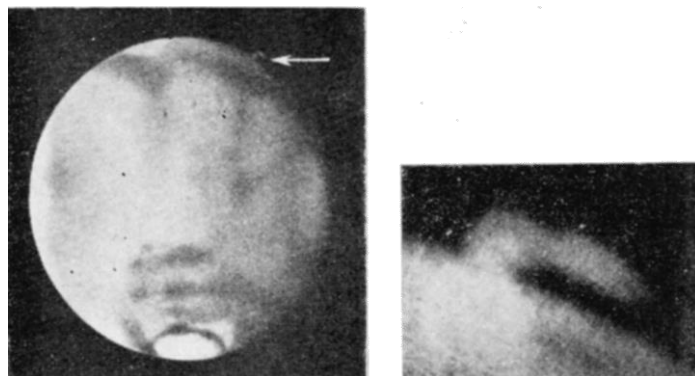


*Rysunek 39 „Niebieskie” obłoki obserwowane przez A. Dollfusa przy użyciu filtrów przepuszczających światło krótkofalowe*

Wielu badaczy (W. H. Wright, G. de Vaucouleurs) nie wprowadza podziału na obłoki białe i niebieskie. Obłoki białe są według nich bardziej gęste, stąd można je dostrzegać przy obserwacjach wizualnych, jednak natura ich jest taka sama jak obłoków niebieskich, które jako rzadsze są widoczne tylko w świetle krótkofalowym. Pogląd ten wydaje się słuszny, jednakże utrzymanie podziału ze względu na różne metody badania tych obłoków, nie przesądza przecież o ich różnej naturze.

Obłoki niebieskie są traktowane jako zgęszczenia w „warstwie fioletowej”. S. Hess (1948) uważał je za skupienia kryształków dwutlenku węgla, inni natomiast badacze - za zgęszczenia kryształków lodu. To ostatnie przypuszczenie wydaje się najślusniejsze. Kuiper (1952) sądzi, że obłoki niebieskie są rzadką mgłą złożoną z kryształków o średnicach 0,0005 - 0,0009 mm, a więc nieco większych niż te, które tworzą według niego „warstwę fioletową”. Są to zatem utwory podobne do lodowej mgły, jaką często można na Ziemi obserwować przy mroźnej pogodzie. Podobna jest natura białych obłoków. Mają one jednak większą gęstość i są złożone z kryształków o rozmiarach 0,0009 - 0,002 mm, dlatego też można je obserwować wizualnie. Poglądy Kuipera zostały potwierdzone przez A. Dollfusa, który

stwierdził, że białe obłoki polaryzują światło tak jak skupienia drobnych kryształków lodowych<sup>21</sup>. Chmury te są więc prawdopodobnie podobne do lodowych obłoków perlistych, które występują w stratosferze ziemskiej na wysokości około 30 km.



*Rysunek 40 Biały obłok rzutujący się na ciemne tło nieba przy brzegu tarczy Marsa (według rysunku Antoniadiego z 14 IV 1933 r.). Wysokość obłoku została oceniona na 35 km*

Obłoki białe i niebieskie leżą zatem na mniej więcej tym samym poziomie (w „warstwie fioletowej”). Ocenę ich wysokości są jednak bardzo niepewne. Według Kuipera nie przekracza ona 10 km, natomiast według de Vaucouleursa leży w granicach 10 - 30 km. W każdym razie strefa chmur białych i niebieskich leży wyżej niż większość żółtych obłoków, chmury te można bowiem obserwować wówczas, gdy powierzchnia Marsa jest przesłonięta tumanami pyłu.

Obserwacje przesuwania się obłoków na tarczy Marsa dostarczają nam cennych danych o szybkościach i kierunkach prądów powietrznych w jego atmosferze. Obserwacji tych jest jednak dotąd bardzo niewiele; są one przy tym dość niepewne, bo zmiana położenia chmury nie zawsze odpowiada jej przesuwaniu się zgodnie z kierunkiem wiatru, może być natomiast związana ze zmianą kształtu i wielkości samego obłoku. Dotychczasowe dane wskazują jednak, że ogólna cyrkulacja atmosfery Marsa jest zbliżona do cyrkulacji atmosfery ziemskiej.

Wiatry na Marsie są słabsze niż na Ziemi, gdyż szybkość ich nie przekracza najczęściej 40 km/godz., a tylko w wyjątkowych przypadkach może dochodzić do 100 km/godz. Najbardziej intensywne wiatry obserwuje się na Marsie wtedy, gdy znajduje się on w pobliżu perihelium swej orbity, wówczas bowiem różnice temperatur poszczególnych części jego powierzchni są największe. Pełniejszych danych o obłokach i wiatrach dostarczą patrolowe zdjęcia wykonywane w obserwatoriach Służby Marsa.

---

<sup>21</sup> Tworzenie się na Marsie zwykłych obłoków, złożonych z kropelek wodnych, jest zupełnie nieprawdopodobne ze względu na niską temperaturę atmosfery (patrz rozdział V).



## Rozdział V

### Klimat

Głównym czynnikiem, od którego zależy klimat planet, jest intensywność promieniowania słonecznego. Dzięki temu możemy na podstawie prostych rozważań uzyskać przybliżony obraz warunków, jakie panują na Marsie.

Planety otrzymują tylko niewielki ułamek promieniowania, które wysyłane jest przez Słońce równomiernie we wszystkich kierunkach. Reszta energii słonecznej rozprasza się bezpowrotnie w przestrzeni. Na Ziemię pada na przykład nieco mniej niż dwumiliardowa część promieniowania Słońca. Ten drobny ułamek wystarcza jednak do utrzymania na naszej planecie warunków niezbędnych do rozwoju życia.

Obliczono, że centymetr kwadratowy powierzchni ustawionej prostopadłe do kierunku padania promieni słonecznych na granicy atmosfery ziemskiej, otrzymuje od Słońca w ciągu minuty dokładnie 2 kalorie ciepła. Wielkość ta nazywana jest stałą słoneczną. Natężenie promieniowania maleje wraz z kwadratem odległości od źródła, zatem stała słoneczna na Marsie, który jest średnio 1,524 razy dalej od Słońca, jest  $1,524^2 = 2,32$  razy mniejsza od stałej słonecznej na Ziemi i wynosi tylko 0,86 kal/cm<sup>2</sup> min. Wobec tego klimat Marsa jest na pewno zimniejszy niż klimat Ziemi.

Skoro już wiemy ile energii otrzymuje Mars od Słońca, możemy obliczyć w przybliżeniu średnią temperaturę jego powierzchni. Wyobraźmy sobie, że nad jakimś obszarem Marsa zaczyna świecić Słońce. Pod wpływem jego promieni powierzchnia planety zacznie się nagrzewać i zgodnie z prawami fizyki sama będzie promieniować ciepło tym intensywniej, im wyższa będzie jej temperatura. Wzrost temperatury będzie zatem następował dotąd, aż ustali się równowaga: powierzchnia będzie promieniować tyle energii, ile jej otrzymuje od Słońca. Chcąc obliczyć temperaturę, przy której ustali się ta równowaga, założmy, że powierzchnia Marsa zachowuje się jak ciało doskonale czarne, to znaczy całkowicie pochłania padające na nią promieniowanie. Wiemy, że energia, jaką wypromieniowuje każdy centymetr kwadratowy takiego ciała jest proporcjonalna do czwartej potęgi jego temperatury bezwzględnej (prawo Stefana - Boltzmanna):

$$E = \sigma T^4$$

We wzorze tym  $\sigma$  jest stałym współczynnikiem, który w używanych tu jednostkach wynosi  $0,815 \times 10^{-10}$  kal/cm<sup>2</sup> min. stop<sup>4</sup>. Pamiętajmy, że 1 cm<sup>2</sup> powierzchni Marsa, nad którym Słońce stoi w zenicie otrzymuje w ciągu minuty 0,86 kalorii ciepła; tyleż oczywiście będzie wypromieniowywał w przestrzeń. Zachodzi więc równość:

$$0,86 \left[ \frac{\text{kal}}{\text{cm}^2 \cdot \text{min}} \right] = 0,815 \times 10^{-10} \left[ \frac{\text{kal}}{\text{cm}^2 \cdot \text{min} \cdot \text{stop}^4} \right] T^4 (\text{stop}^4)$$

Wykonując obliczenia otrzymamy, że  $T = 321^\circ \text{ K}$  ( $48^\circ \text{ C}$ ). Temperatura ta odnosi się do punktu, nad którym Słońce stoi w zenicie. Natomiast te części powierzchni, dla których Słońce jest odległe od zenitu o  $z$  stopni, będą miały temperaturę  $T_z$  niższą od  $T$  ( $T_z = T \sqrt{\cos z}$ ). Gdyby Mars był stale zwrócony jedną stroną do Słońca, to poszczególne części jego półkuli dziennej miałyby stale tę samą temperaturę określoną podaną wyżej zależnością. Jeśliby natomiast obrót dookoła osi następował tak szybko, że można by przyjąć, iż cała powierzchnia Marsa równomiernie promieniuje ciepło, to średnia jej temperatura  $T_s$  wynosiłaby  $227^\circ \text{ K}$  ( $-46^\circ \text{ C}$ ), (zachodzi związek  $T_s = \frac{T}{\sqrt{2}}$ ).

Podobne wyliczenia można wykonać dla przypadku Ziemi. Otrzymujemy wówczas  $T = 396^\circ \text{ K}$  ( $+23^\circ \text{ C}$ ) i  $T_s = 279^\circ \text{ K}$  ( $+6^\circ \text{ C}$ ), gdy natomiast w rzeczywistości średnia temperatura Ziemi wynosi  $14^\circ \text{ C}$ . Możemy więc przypuszczać, że średnia temperatury Marsa jest zbliżona bardziej do wartości  $T_s$  niż do  $T$  i wynosi około  $-35^\circ \text{ C}$  (jak w centrum Antarktydy).

Wyliczenia powyższe były oczywiście bardzo przybliżone. Nie braliśmy bowiem pod uwagę szeregu ważnych czynników, takich jak własności powierzchni czy atmosfery planety, które mogą w istotny sposób zmieniać jej klimat. Zastanówmy się na przykład nad wpływem atmosfery. Jest ona prawie przezroczysta dla widzialnego promieniowania słonecznego, zatrzymuje jednak część własnego, długofalowego promieniowania nagrzanej powierzchni, stanowiąc w ten sposób płaszcz chroniący planetę przed utratą zbyt dużej ilości ciepła. Obecność atmosfery może zatem podwyższyć temperaturę powierzchni planety nawet o kilkadziesiąt stopni.

Z drugiej strony jednak zakładaliśmy, że powierzchnia Marsa jest ciałem doskonale czarnym, tzn. ma albedo równe zeru. W rzeczywistości każda powierzchnia odbija pewną część padającej energii, na nagrzewanie zużywa się zatem tylko reszta. Na ogół więc będzie to prowadzić do temperatury niższej od temperatury ciała doskonale czarnego, możliwe są jednak i przypadki odwrotne.

Dokładna teoria klimatu Marsa jest dość skomplikowana. Muszą być w niej uwzględnione optyczne i termiczne własności powierzchni planety (albedo, przewodnictwo cieplne), przezroczystość i gęstość jej atmosfery oraz wahania nasłonecznienia poszczególnych okolic wywołane nachyleniem równika planety do jej orbity oraz zmianami odległości od Słońca (pory roku). Teorię taką opracował w roku 1920 M. Milankowicz. W kilka lat później większość jego przewidywań została potwierdzona obserwacyjnie. Pozwala nam to korzystać z jego teorii, która daje lepszy obraz klimatu Marsa niż przegląd niesystematycznych, fragmentarycznych wyników, otrzymanych na podstawie obserwacji.

Wspominaliśmy w rozdziale I, że płaszczyzna równika Marsa jest pochylona do płaszczyzny jego orbity pod kątem  $24^\circ,8$ . Wskutek tego, podczas roku marsowego na przemian to jedna, to druga półkula planety zwraca się ku Słońcu. Nachylenie równika Marsa do orbity jest prawie takie samo, jak w przypadku Ziemi. Z tego względu strefy klimatyczne na Marsie oraz jego pory roku są identyczne z naszymi.

Zanim będziemy mówić o tych porach roku wprowadźmy jeszcze pojęcie długości heliocentrycznej Marsa. Jest to kąt pomiędzy linią Mars-Słońce a kierunkiem, w którym widać ze Słońca punkt równonocy wiosennej. Długość heliocentryczna określa zatem położenie planety na orbicie. Wyraża się ją w stopniach (od  $0^\circ$  do  $360^\circ$ ) i oznacza przez  $\eta$ . Posługiwanie się tym pojęciem znacznie ułatwia określanie pór roku na Marsie.

Gdy Mars znajduje się w perihelium swej orbity, jego długość heliocentryczna wynosi  $335^\circ$ . Jest on wtedy zwrócony do Słońca swą półkulą południową. Lato na tej półkuli zaczyna się w momencie, gdy  $\eta$  osiągnie wartość  $357^\circ$ , kończy natomiast, gdy  $\eta = 87^\circ$ . Na półkuli północnej panuje w tym czasie zima. W chwili, gdy  $\eta = 87^\circ$ , na półkuli północnej zaczyna się wiosna (na południowej - jesień), która trwa aż do  $\eta = 177^\circ$  itd. Dane dotyczące poszczególnych sezonów roku marsowego są zestawione w tabeli IX.

Zwróćmy uwagę na dwa interesujące fakty. Pierwszy z nich łatwo rzuca się w oczy przy przeglądzie tabeli. Jest nim nierówna długość poszczególnych pór roku. Na przykład jesień na półkuli południowej jest o jedną trzecią dłuższa od jesieni na półkuli północnej. Nierównomierność ta wywołana jest dużą eliptycznością orbity Marsa. Jesień półkuli północnej przypada w okresie, gdy Mars przebiega okolicę swojego perihelium i porusza się bardzo szybko, natomiast jesień półkuli północnej przypada wówczas, gdy przesuwa się on powoli w okolicy aphelium. Podobne zjawisko obserwujemy również



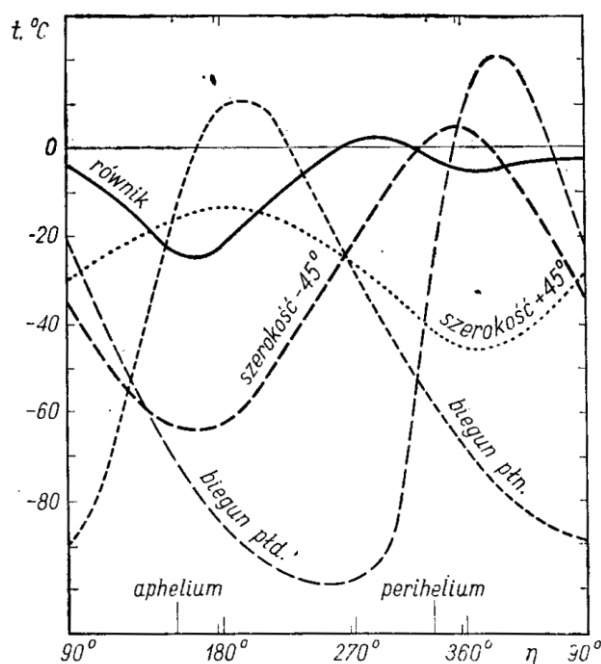
i na naszej planecie. Lato na półkuli północnej jest dłuższe niż lato półkuli południowej, przypada bowiem na okres, gdy Ziemia znajduje się w pobliżu aphelium. Jednakże orbita Ziemi mało różni się od koła, tak że wspomniana różnica wynosi tylko 8 dni. Na Marsie natomiast, ze względu na duży mimośród orbity, różnice są znaczne: na półkuli południowej sezon ciepły (wiosna i lato) trwa 306 dni, natomiast sezon zimny (jesień i zima) aż 381 dni.

Tabela IX

Pory roku na Marsie				
Długość	Półkula	Półkula południowa	Czas trwania w dobach	
			ziemskich (24 <sup>h</sup> )	marsowych (24 <sup>h</sup> 40 <sup>m</sup> )
87° - 177°	wiosna	jesień	199	194
177° - 267°	lato	zima	182	177
267° - 357°	jesień	wiosna	146	142
357° - 87°	zima	lato	160	156

Drugi fakt, to nierównomierne nasłonecznienie obu półkul Marsa. Gdy znajduje się on w perihelium, otrzymuje od Słońca o 44% więcej ciepła niż w aphelium (w przypadku Ziemi różnica wynosi tylko 7%)- Lato na półkuli południowej jest zatem bardziej gorące niż lato półkuli północnej, które przypada w okolicach aphelium.

Warunki klimatyczne na obu półkulach są więc bardzo różne. Półkula północna posiada klimat łagodniejszy. Sezon ciepły jest tam długi i mało upalny, a podczas krótkiego sezonu zimnego temperatura nie obniża się zbyt dużo. Natomiast półkula południowa posiada klimat bardziej ostry. Po krótkim, ale upalnym lecie, następuje długa mroźna zima. Mimo tak kontrastowo różnego klimatu obie półkule otrzymują od Słońca w ciągu roku mniej więcej tyle samo ciepła (lato półkuli południowej jest gorące, ale krótkie, zaś lato półkuli północnej chłodne, ale dłuższe).



Rysunek 41 Sezonowe zmiany średniej dobowej temperatury różnych obszarów Marsa (według teorii Milankowicza)

Różnice klimatu różnych części powierzchni Marsa są najlepiej widoczne na rysunku 41. Wykres ten przedstawia wyniki teorii Milankowicza, dotyczące sezonowych zmian średniej temperatury pięciu okolic Marsa: równika, równoleżników  $45^\circ$  i obu biegunów. Na osi poziomej odłożona jest długość heliocentryczna Marsa. Z rysunku wynika, że średnia temperatura okolic równikowych zmienia się w ciągu roku marsowego w granicach tylko  $20^\circ$ . Zmiany temperatury równoleżników są już większe: na równoleżniku  $+45^\circ$  amplituda ich wynosi  $30^\circ$ , a na równoleżniku  $-45^\circ$  - aż  $70^\circ$ . Widoczna jest tu wyraźnie różnica klimatu obu półkul. Wreszcie na biegunach amplituda rocznych zmian temperatury jest rzędu  $100^\circ$ . Średnia temperatura całej powierzchni Marsa wynosi według Milankowicza około  $-25^\circ \text{ C}$ . Klimat Marsa jest więc niezwykle surowy i mroźny.

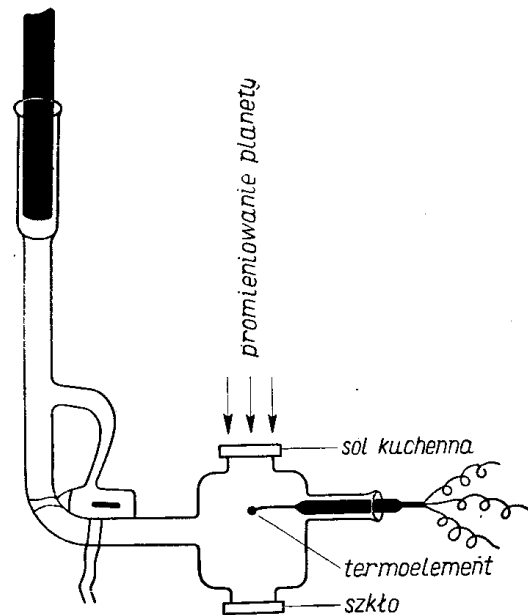
Jednym z największych osiągnięć astronomii planet było skonstruowanie specjalnych przyrządów umożliwiających pomiary temperatury ich powierzchni. Przyrządy te, zwane termometrami planetarnymi, nie wskazują oczywiście bezpośrednio temperatury - mierzą one jedynie energię cieplnego promieniowania planety, skąd następnie na drodze rachunkowej wyznaczamy ciepłotę promieniującej powierzchni.

Zasada pomiaru jest dość prosta. Promieniowanie planety składa się z dwóch części: odbitego światła słonecznego i własnego promieniowania cieplnego. Odróżnienie tych części jest możliwe dzięki temu, że przypadają one na zupełnie inne obszary widma. Odbite promieniowanie Słońca obejmuje głównie obszar światła widzialnego oraz obszary nadfioletu i bliskiej podczerwieni (do  $5 \mu$ ), natomiast ciepłe promieniowanie planety przypada na daleką podczerwień (maksimum natężenia około  $10 \mu$ ). Aby oddzielić od siebie te dwie części wystarczy zatem mierzyć promieniowanie planety dwukrotnie: bez filtru oraz z filtrem (wodnym) pochłaniającym fale podczerwone.

Po wydzieleniu cieplnego promieniowania planety możemy wyliczyć jej temperaturę korzystając z wzoru Stefana-Boltzmann'a. W zasadzie więc postępowanie nie różni się od tego, które na początku tego rozdziału doprowadziło nas do znalezienia przybliżonej średniej temperatury Marsa. Różnica polega jedynie na tym, że poprzednio tylko zakładaliśmy, że powierzchnia planety promieniuje pewną ilość energii, obecnie zaś możemy tę energię bezpośrednio mierzyć. Trzeba jeszcze wspomnieć, że korzystając w wyliczeniach z wzoru Stefana-Boltzmann'a otrzymujemy tak zwaną temperaturę efektywną, która różni się nieco od rzeczywistej temperatury powierzchni planety. Wynika to stąd, że promieniowanie powierzchni niedoskonale czarnych nie stosuje się do tego prawa. Można wykazać, że otrzymana z wzoru temperatura efektywna będzie zawsze nieco niższa od temperatury rzeczywistej. W przypadku powierzchni Marsa różnica ta nie przekracza kilku stopni.

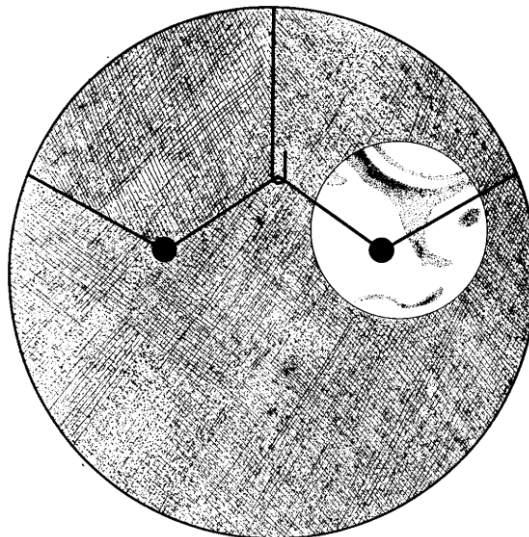
Ciepłe promieniowanie planety jest tak słabe, że do jego wykrycia i mierzenia trzeba używać niezwykle czułych przyrządów. Przyrządami takimi są specjalnie skonstruowane termoelementy oraz radiometry.

Zasada działania termoelementu jest dość prosta. Gdy spoimy ze sobą dwa druty z różnych metali i jedno ze spojeń podgrzejemy, to w obwodzie utworzonym z tych drutów popłynie prąd elektryczny o natężeniu proporcjonalnym do różnicy temperatur obu spojeń. Jest to tak zwane zjawisko termoelektryczne. Termoelement składa się właśnie z takich dwóch spojenych drutów, połączonych z galvanometrem, który wskazuje natężenie płynącego prądu. W precyzyjnych termoelementach, używanych do pomiaru bardzo małych energii, oba spojenia są zamknięte w szczelnym, opróżnionym z gazu naczyniu, które posiada okienko z soli kamiennej, przez które badane promieniowanie pada na jedno ze spojeń (nie można tu użyć szkła, gdyż nie przepuszcza ono promieniowania podczerwonego). Nowoczesne termoelementy są tak czułe, że wykazują przepływ prądu nawet wtedy, gdy różnica temperatur spojeń wynosi zaledwie milionową część stopnia.



Rysunek 42 Schemat termoelementu używanego do pomiarów temperatury planet

W roku 1954 użyto do pomiarów cieplnego promieniowania Marsa precyzyjnego radiometru Golaya. Główną częścią tego przyrządu jest małe naczynie z gazem, posiadające okienko, przepuszczające promienie ciepłe. Promieniowanie wchodzące do naczynka nagrzewa znajdującą się wewnątrz płytkę antymonową. Gaz, którym jest wypełnione naczynie, nagrzewa się od płytki i rozszerza w cienkiej kapilarze. Kapilara jest połączona z drugim naczyniem, wewnątrz którego znajduje się małe zwierciadło oświetlone wiązką światła. Pod wpływem zmian ciśnienia wywołanych rozszerzaniem się gazu w naczynku radiometru, zwierciadło to odchyła się powodując przesunięcie plamki świetlnej. Wielkość przesunięcia na skali zależy od natężenia promieniowania wpadającego do naczynka radiometru. Ostatnie typy radiometrów Golaya są nawet bardziej czułe od precyzyjnych termoelementów.



Rysunek 43 Pomiar temperatury Marsa. Na jedno złącze termoelementu pada promieniowanie planety, drugie natomiast jest nieoświetlone

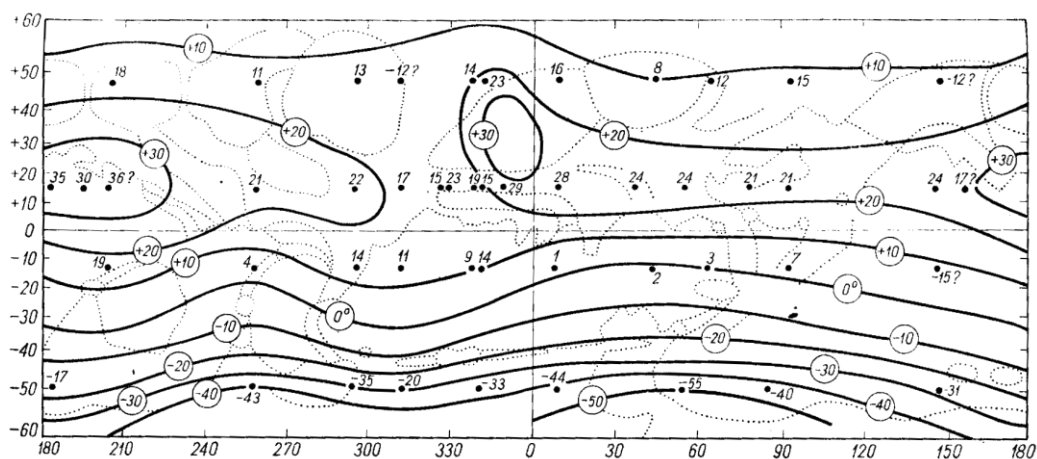
Radiometry czy też termoelementy trzeba umieszczać w ognisku teleskopów zwierciadlanych (reflektorów), gdybyśmy bowiem użyli do tego celu refraktora, jego szklany obiektyw pochłonąłby

znaczną część promieniowania cieplnego. Przyrządy używane do pomiarów promieniowania podczerwonego planet są bardzo małe, co umożliwia ustawianie ich na tle różnych części obrazu tarczy planety (rys. 43). Możemy dzięki temu wyznaczać temperatury poszczególnych obszarów Marsa w zależności od pory roku, pory dnia itd.

Pierwsze pomiary temperatury Marsa zostały wykonane w r. 1922 przez W. Coblentza i C. Lamplanda z obserwatorium Lowell. Miały one na celu jednak tylko wypróbowanie aparatury przed dogodną opozycją 1924 r. Właściwe pomiary rozpoczęto w r. 1924 i powtarzano odtąd w czasie następnych opozycji (do 1943 r.) W roku 1924, 1926 i 1933 mierzono też temperaturę Marsa w obserwatorium Mt Wilson (E. Pettit, S. Nicholson), a podczas opozycji 1954 r. W. Sinton i J. Strong użyli do tego celu największego teleskopu świata z obserwatorium Mt Palomar. Poszczególne serie pomiarów przynoszą na ogół zgodne wyniki. Możemy już dziś powiedzieć, że znamy temperaturę różnych części powierzchni Marsa z dokładnością  $5^{\circ}$  -  $10^{\circ}$ , przy czym podane granice błędów pochodzą w większej części nie z błędów instrumentalnych, lecz z tego, że nie znamy dokładnie właściwości atmosfery planety, która pochłania znaczną część promieniowania cieplnego jej powierzchni.

Pomiary wykonywane podczas opozycji 1924 r. wykazywały, że średnia temperatura powierzchni Marsa wynosiła w okresie obserwacji około  $-25^{\circ}\text{C}$ . Należy jednak pamiętać, że Mars znajdował się w tym czasie w pobliżu perihelium swojej orbity. Jeśli uwzględnimy, że w aphelium temperatura powinna być około  $25^{\circ}$  niższa niż w perihelium, to dojdziemy do wniosku, że średnia temperatura planety wynosi około  $-35^{\circ}\text{C}$  (wartość przeciętna dla całego roku marsowego). Ciemne „morza” Marsa mają temperaturę wyższą o  $8^{\circ}$  -  $10^{\circ}$  od jasnych lądów.

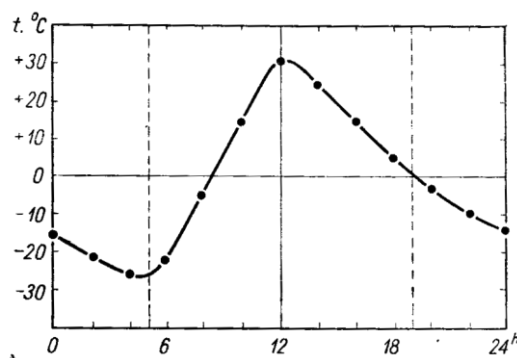
Jak się należało spodziewać, obszarami o najniższej temperaturze są czapki polarne. W niektórych okresach (jesień, zima) średnia temperatura tych okolic wynosi około  $-70^{\circ}$ , a tylko podczas tajania lodu podnosi się ponad  $0^{\circ}\text{C}$ . W obszarach równikowych i zwrotnikowych jest dużo cieplej. W środku lata średnia temperatura może się tam nawet podnosić powyżej  $+10^{\circ}\text{C}$ . W południe w obszarach tych może nawet panować prawdziwy upał, notowano tam bowiem temperatury przekraczające  $+30^{\circ}\text{C}$ . Liczby te odnoszą się do temperatury powierzchni, natomiast temperatura atmosfery jest prawdopodobnie o kilkanaście stopni niższa (rys. 44).



Rysunek 44 Mapa izoterm powierzchni Marsa (temperatury w momencie południa) podczas lata na półkuli południowej (według Hessa - 1950)

Zbadano również dość dokładnie przebieg temperatury powierzchni Marsa w zależności od pory dnia. W nocy temperatura jest niska, ale od wschodu Słońca zaczyna się szybko podnosić i już na cztery godziny przed południem przekracza  $0^{\circ}\text{C}$ . Około południa temperatura jest najwyższa (około  $+30^{\circ}\text{C}$ ), potem zaś powoli obniża się, ale jeszcze w chwili zachodu Słońca wynosi  $0^{\circ}\text{C}$ . Po zachodzie

temperatura obniża się nadal i osiąga najniższą wartość tuż przed wschodem. Nocna temperatura powierzchni Marsa nie jest nam oczywiście znana z bezpośrednich pomiarów. Należy jednak przypuszczać, że mimo rzadkiej atmosfery grunt oziębia się tylko do pewnej stosunkowo wysokiej granicy. Gdy bowiem po zachodzie Słońca temperatura zaczyna opadać, w atmosferze tworzą się niskie chmury lodowych kryształków, które stanowią warstwę ochronną, zatrzymującą promieniowanie ciepłe powierzchni. Dzięki temu jej temperatura opada bardzo powoli (rys. 45).



*Rysunek 45 Dobowe zmiany temperatury powierzchni w zworotnikowych obszarach Marsa (szerokość geograficzna -15°) w środku lata (według pomiarów Coblentza z 1924 r.)*

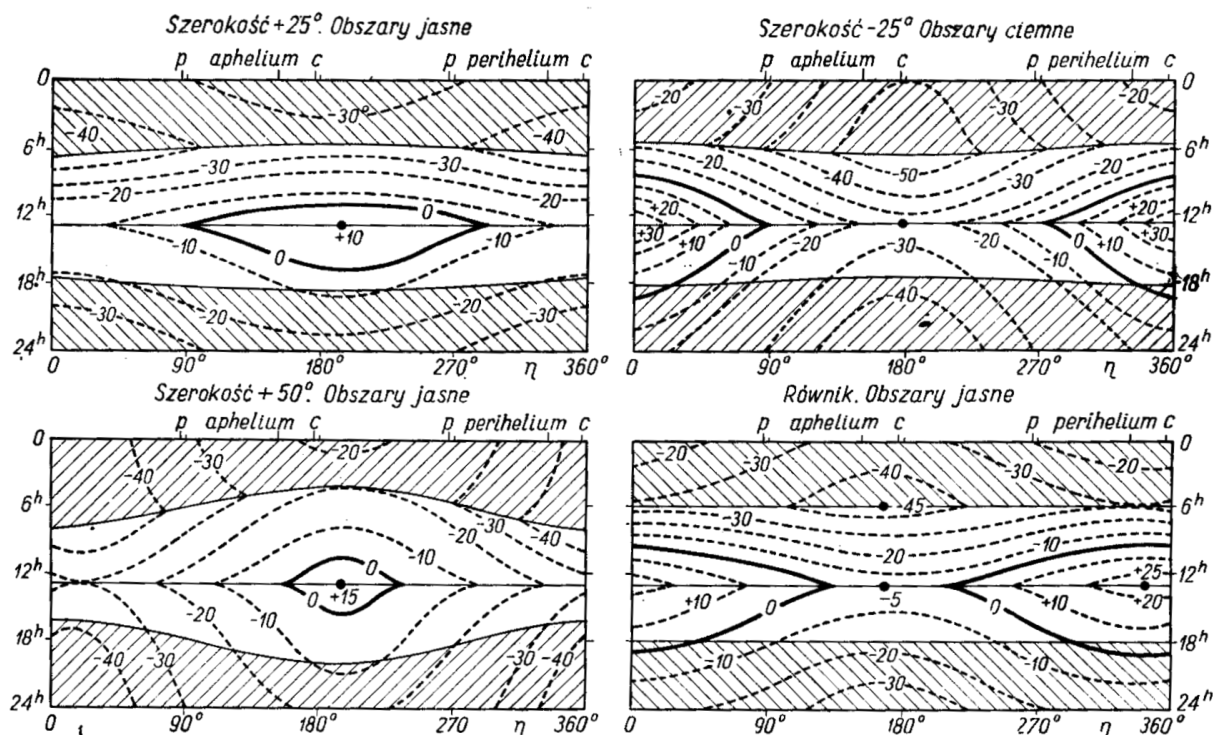
Podane wyżej liczby odnoszą się do środka lata w zworotnikowych obszarach południowej półkuli Marsa, są to więc wartości wyższe od przeciętnych o kilkanaście stopni. Półkula północna ma, jak już było wspomniane, lato nieco zimniejsze. W roku 1933 Pettit i Nicholson obserwowali, że w obszarach zworotnikowych tej półkuli w środku lata, temperatura w południe nie przekraczała 0° C.

Według obserwacji z roku 1924, temperatura danego obszaru osiągała maksimum po upływie około godziny od momentu południa, natomiast według bardziej dokładnych pomiarów z r. 1926 i 1954 opóźnienie wynosiło tylko około ½ godziny. Znajomość tej wartości pozwala nam wyciągnąć pewne wnioski odnośnie natury powierzchni Marsa, bowiem omawiane opóźnienie jest związane z przewodnictwem cieplnym gruntu. Można wykazać, że jeśli przewodnictwo powierzchni jest nieskończenie wielkie, temperatura osiąga maksimum po upływie trzech godzin od momentu południa, jeśli natomiast jest równe zero - opóźnienia w ogóle nie ma. Na Ziemi temperatura osiąga najwyższą wartość około godziny 14-tej, jednakże w obszarach pustynnych, o piaszczystej powierzchni źle przewodzącej ciepło, opóźnienie wynosi tylko ½ - 1 godziny (dane dla pustyni Gobi). Pomiary zmian temperatury Marsa wskazują więc, że jego powierzchnia ma w większości własności podobne do naszych pustyń.

Omawiane wyniki pomiarów temperatury powierzchni Marsa wskazują zatem, że jego klimat jest bardzo surowy. Średnia temperatura planety jest niższa od temperatury Ziemi o około 50° C, a amplituda dobowych zmian temperatury dochodzi do 60° C. Nie oznacza to jednak, że Mars jest krainą martwoty i wiecznego mrozu; wszakże niektóre jego części są cieplejsze od Antarktydy, w której mimo bardzo mroźnego klimatu rosną rośliny. Oprócz niskiej temperatury trzeba jednak również wziąć pod uwagę małą gęstość atmosfery. Uwzględniając ten czynnik, można porównać klimat Marsa z klimatem, jaki miałby pustylny płaskowyż wzniesiony na około 20 kilometrów ponad powierzchnię Ziemi.

Klimat Marsa jest przy tym niezwykle suchy. Z poprzedniego rozdziału wiemy, że objętościowa zawartość pary wodnej w jego atmosferze nie przekracza 1%. Jest to wynikiem bardzo niskiej temperatury atmosfery, która powoduje, że para wodna, wydzielająca się z gruntu nagrzewanego przez promienie słoneczne, szybko zamarza tworząc chmury lodowych kryształków. Opadów atmosferycznych na Marsie zapewne nie ma. Wprawdzie obserwuje się czasami, że pewne części

powierzchni pokrywają się niekiedy jakąś białą substancją, która niknie po kilku dniach czy nawet godzinach (Barabaszew), chodzi tu jednak prawdopodobnie nie o opady śnieżne, lecz o osadzanie się cienkiej warstewki szronu.



Rysunek 46 Klimatyczne mapy Marsa, z których można odczytać temperaturę danego obszaru w dowolnej godzinie i dowolnej porze roku (według G. de Vaucouleusa)



## Rozdział VI

### Czerwone pustynie

Mars zawdzięcza swój specyficzny żółtoczerwony blask jasnym obszarom, które stanowią większą część, bo przeszło  $\frac{2}{3}$  jego powierzchni. Obszary te, nazwane przez pierwszych obserwatorów łądami, są od dawna uważane za pustynie. Takie przypuszczenie zrodziło się dzięki temu, że łądy mają dość jednostajny i niezmienny kolor, bardzo zbliżony do zabarwienia pustyń ziemskich. Poważnym dowodem pustynnego charakteru łądów Marsa jest także fakt, że w tych właśnie okolicach obserwowane są najczęściej żółtawe obłoki (patrz rozdział IV), przypominające chmury pyłu i piasku, unoszone przez wiatr nad naszymi pustyniami. Jeśli zastanowimy się nad przyczynami powstawania i cechami charakterystycznymi pustyń ziemskich, łatwo dojdziemy do wniosku, że powierzchnia Marsa powinna mieć właśnie takie oblicze.

Pustynia tworzy się wszędzie tam, gdzie brak jest wody. Przyczyną tego, że nad obszarami pustynnymi nie gromadzą się masy wilgotnego powietrza, które mogłyby spowodować opad, są najczęściej ogólne prawidłowości cyrkulacji naszej atmosfery, czasem zaś także lokalne czynniki geograficzne (np. obecność wysokich gór osłaniających kraj od wilgotnych wiatrów). Ta najbardziej charakterystyczna cecha pustyni: brak dostatecznej ilości wody, pociąga za sobą dalsze: występowanie wielkich wahań temperatury i brak obfitej szaty roślinnej. Sucha powierzchnia pustyni bardzo silnie nagrzewa się w dzień i bardzo szybko stygnie po zachodzie Słońca. Wahania temperatury są jeszcze potęgowane przez brak ochronnej warstwy chmur, toteż w niektórych pustyniach obserwuje się skoki temperatury przekraczające 50° C.

Brak wody i roślinności powoduje, że skały pustyni wietrzeją, przeważnie w sposób mechaniczny, pękając i rozkruszając się wskutek wielkich zmian temperatury. Natomiast wietrzenie chemiczne, które w obszarach o większej wilgotności zwykle przeważa nad wietrzeniem mechanicznym, na pustyni występuje w bardzo małym stopniu. Brak tu jest bowiem wody i substancji organicznych, pod wpływem których skały ulegałyby przemianom chemicznym zamieniając się w glebę. Dzięki temu skały rozkruszając się na piasek zachowują swe świeże, żywe zabarwienie. Temu właśnie zawdzięczają pustynie swój wspaniały koloryt. O ich barwach świadczą choćby nazwy: Painted Desert (malowana pustynia) czy Kizyl-Kum (czerwone piaski).

Podczas krótkotrwałych ulew, jakie czasem zdarzają się na pustyni, dochodzi również do głosu wietrzenie chemiczne, które ma tu jednak specyficzny charakter. Strumienie wody spływające po skałach wymywają z nich rozpuszczalne sole i osadzają je następnie po wyparowaniu w jakimś większym zagłębieniu terenu. W ten sposób na pustyni tworzą się cenne złoża chlorków, węglanów, azotanów itd. Trudniej rozpuszczalne w wodzie związki żelaza, po wymyciu przez wodę, osadzają się na powierzchni skał i piasków, tworząc brunatne pokrywy tlenków, zwane lakierem pustyni. Podobne pokrywy tworzą czarne związki manganu, który wraz z żelazem wchodzi w skład wielu skał. Lakier pustyni nadaje niektórym obszarom specyficzny odcień.

Z poprzednich rozdziałów wiemy, że klimat Marsa jest zwykle suchy i charakteryzuje się znacznymi skokami temperatury. Wietrzenie chemiczne nie może zatem występować tam w znacznie większym stopniu. Skały kruszeją głównie pod wpływem zmian ciepłoty. Poważną rolę niszczącą odgrywają zapewne również silne wiatry, które niosą ze sobą ziarna piasku żłobiące i polerujące powierzchnię skał. Powierzchnia Marsa powinna być zatem do złudzenia podobna do powierzchni naszych pustyń.

Dane obserwacyjne w zupełności potwierdzają ten pogląd. Kolor łądów marsowych jest taki sam jak zabarwienie naszych pustyń. Żółte tumany piasku i pyłu obserwowane w obszarach łądów świadczą o



tym, że ich powierzchnia jest pokryta drobnym, sybkim materiałem. Do tego samego wniosku prowadzą również badania dobowych zmian temperatury Marsa, o których mówiliśmy w rozdziale V, oraz obserwacje polarymetryczne i fotometryczne, o których będziemy mówić za chwilę. Możemy zatem przyjąć, że lądy Marsa są rozległymi obszarami pustynnymi.



*Rysunek 47 Zdjęcie lotnicze pustyni (Dolina Śmierci). Widać łagodne wydmy piaszczyste i czarne kępki roślinności. Czy tak wyglądają pustynie Marsa?*

Od dawna już starano się poznać dokładniej naturę tych pustyni i dowiedzieć się, z jakich minerałów złożona jest ich powierzchnia. W tym przypadku nie można było posłużyć się analizą widmową, bowiem przy odbiciu światła od jakiejś powierzchni nie powstają jakieś nowe linie czy pasma widmowe, które mogłyby charakteryzować odbijający materiał. Do rozwiązania tego zagadnienia używano więc prostej metody porównywania koloru powierzchni lądów Marsa z zabarwieniem różnych skał i piasków ziemskich. Oceny te doprowadzały zwykle do wniosku, że pustynie Marsa są pokryte czerwonym piaskowcem lub też czerwonym piaskiem, jaki występuje w naszych pustyniach.



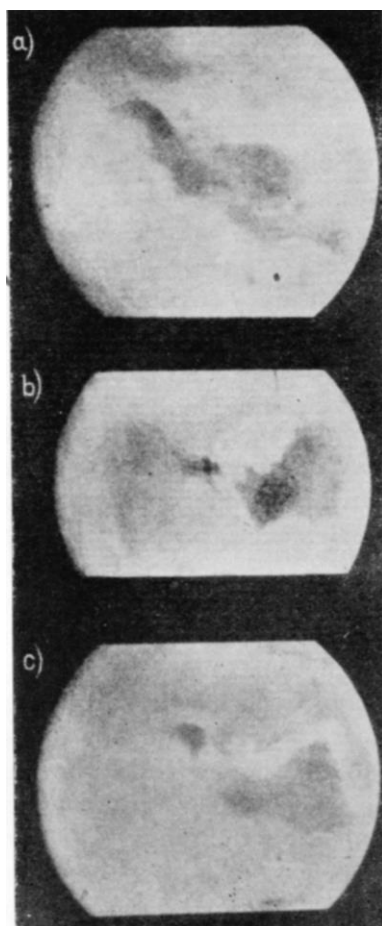
*Rysunek 48 Burza piaskowa na Saharze*

Metoda ta, choć na pierwszy rzut oka nie wygląda przekonująco, może jednak po pewnym zmodyfikowaniu pomóc do rozwiązania zagadki. Barwa jakiejś powierzchni pochodzi bowiem stąd, że odbija ona niejednakowo fale świetlne o różnych długościach. Na przykład liście są zielone dlatego, że silnie odbijają promienie zielonej części widma, słabiej zaś promienie czerwone, żółte, niebieskie itd. Możemy zatem ściśle określać barwę jakiegoś ciała podając jak zmienia się z długością fali ułamek odbitych przez nie promieni. Sporządza się w tym celu odpowiedni wykres, odkładając na osi poziomej długość fali światła, na osi pionowej zaś - zdolność odbijającą. Linie, która na takim wykresie przedstawia zmiany zdolności odbijania poszczególnych barw światła, nazywamy krzywą widmowego rozkładu albeda. Podając widmowy rozkład albeda jakiejś powierzchni możemy określić

jej własności znacznie dokładniej, niż gdybyśmy na oko oceniali jej kolor. Jeżeli bowiem weźmiemy pod uwagę dwie różne powierzchnie o bardzo zbliżonym kolorze, oko ludzkie oceni ich zabarwienie jako jednakowe, natomiast dokładne zbadanie widmowego rozkładu albedo pozwoli rozróżnić oba ciała.

A więc można próbować określić naturę powierzchni pustyni Marsa porównując widmowy rozkład ich albedo z analogicznymi rozkładami dla ziemskich skał i minerałów. Trzeba w tym celu badać jasność łądów w różnych barwach fotografując Marsa przez odpowiednie, kolorowe filtry i mierząc specjalnymi przyrządami zaczernienie wybranej części obrazu jego powierzchni. Przez porównanie ze zdjęciami powierzchni wzorcowych, wykonywanymi w tych samych warunkach, można wyliczyć albedo powierzchni planety.

Zagadnienie nie jest jednak tak proste jak się wydaje. Musimy bowiem pamiętać o tym, że obserwowana jasność jakiegoś punktu tarczy Marsa pochodzi zarówno od światła odbitego od jego powierzchni jak i od światła rozproszonego w atmosferze. Chcąc zatem wyznaczyć widmowy rozkład albedo powierzchni planety musimy ocenić i wyeliminować przyczynek pochodzący od jej atmosfery. Zwykle nie udaje się tego zrobić w sposób jednoznaczny, bowiem własności powietrznej powłoki Marsa nie są nam jeszcze dokładnie znane. Na szczęście rozbieżności wyników poszczególnych autorów nie są duże.



*Rysunek 49 Rozwój burzy piaskowej nad Mare Sirenum (według rysunków Kuipera wykonywanych za pomocą 208-centymetrowego refraktora). Rysunki przedstawiają tylko środkową część tarczy Marsa, a 29 VIII 1956, Mare Sirenum jeszcze nie jest pokryte obłokami, b) 30 VIII 1956, początek burzy, wielki obłok pokrył środkową część morza, c) 31 VIII 1956, obłok rozszerzył się znacznie i przybrał kształt wielkiej litery W*

Badania rozkładu jasności na tarczy Marsa mogą nam również dostarczyć cennych informacji o rzeźbie jego powierzchni. Jeśli obserwujemy Marsa podczas opozycji, środek jego tarczy jest oświetlony prostopadłymi promieniami Słońca (kąt padania  $i = 0^\circ$ ), natomiast na inne obszary światło pada pod kątem tym większym, im bliżej skraju tarczy znajduje się dana okolica. Łatwo spostrzec, że poszczególne części tarczy są oświetlone niejednakowo. Z fizyki wiadomo, że oświetlenie zależy od cosinusa kąta padania promieni świetlnych. Jeśli na jakąś powierzchnię pada światło pod kątem  $i$ , to oświetlenie  $E$  będzie równe  $E_0 \cos i$ , gdzie  $E_0$  oznacza oświetlenie przy prostopadłym padaniu promieni. Środek tarczy Marsa jest więc podczas opozycji oświetlony najsilniej, natomiast brzegi tarczy - naj słabiej.

Zobaczmy teraz, jak wygląda obserwowany rozkład jasności na tarczy planety. Patrząc na poszczególne części tarczy widzimy światło odbite od powierzchni Marsa pod różnymi kątami: środek tarczy odbija ku nam światło prostopadle do powierzchni, natomiast brzegi - prawie stycznie do niej. Jeśli powierzchnia planety odbija światło jednakowo w różnych kierunkach, to jasność poszczególnych części tarczy powinna zależeć tylko od ich oświetlenia: najjaśniejszy powinien być jej środek, najmniej jasne brzegi. Ogólnie biorąc, zależność jasności tarczy od kąta odbicia światła powinna wtedy wyrażać się wzorem  $B = B_0 \cos i$ , gdzie  $B$  - jasność części tarczy widzianej pod kątem  $i$ , zaś  $B_0$  - jasność tej samej części widzianej pod kątem  $i = 0^\circ$ . Taki właśnie warunek spełniają matowe, idealnie równe powierzchnie (na przykład kula gipsowa). Jasność innych powierzchni, na przykład takich, które mają połysk, o wiele silniej zależy od tego, pod jakim kątem na nie patrzymy. Obserwowana jasność takich powierzchni wyraża się ogólnie wzorem postaci  $B = B_0 (\cos i)^q$ , przy czym współczynnik  $q$  określa własności powierzchni. Dla wypolerowanych, połyskliwych powierzchni, które odbijają światło przeważnie w jednym kierunku,  $q$  jest dużo większe od jedności, dla powierzchni pokrytych nierównościami  $q$  jest zawarte w przedziale od zera do jedności, natomiast dla bardzo nierównych powierzchni, jakimi są na przykład łąki czy lasy,  $q$  może być nawet mniejsze od zera. Współczynnik  $q$  został nazwany „współczynnikiem gładkości” powierzchni, określa bowiem w pewien sposób stopień jej nierówności.

Badania rozkładu jasności na tarczy Marsa (Sytyńska - 1943, Fiesenkow - 1944, Kowal - 1955) stwierdzają z całą pewnością, że dla powierzchni łądów  $q$  jest bliskie jedności. Powierzchnia pustyni Marsa jest więc bardzo równa i mogą na niej występować najwyżej łagodne wydmy piaszczyste. Różnice poziomów na Marsie nie mogą być przy tym zbyt duże, gdyż inaczej moglibyśmy je wykryć w postaci nierówności terminatora. W odróżnieniu od chmur, które czasami również zniekształcają linię terminatora, nierówności takie byłyby widoczne w tym samym miejscu przy każdym obrocie Marsa dokoła osi. Wytrwałe poszukiwania astronomów z obserwatorium Lowella doprowadziły do wykrycia trzech takich trwałych wypiętrzeń: jedno z nich znajdowało się w okolicy Mare Sirenum, drugie w okolicy Tempe, trzecie zaś w Noachis. Przypuszczano, że są to łańcuchy górskie o wysokości około 3 kilometrów. Jednak późniejsze obserwacje nie potwierdziły tych dostrzeżeń. Możemy dziś twierdzić, że na Marsie nie może być gór wyższych niż 2-3 km, w przeciwnym bowiem razie nie mogłyby one pozostać niezauważone. Niewielkie płaskowzgórza znajdują się prawdopodobnie jedynie w tych miejscach powierzchni Marsa, gdzie czasem obserwuje się białe osady szronu lub śniegu (Nix Atlantica, Nix Olympica i inne). Są również pewne dane o istnieniu niewielkich wzniesień w pobliżu biegunów planety (patrz rozdział VII).

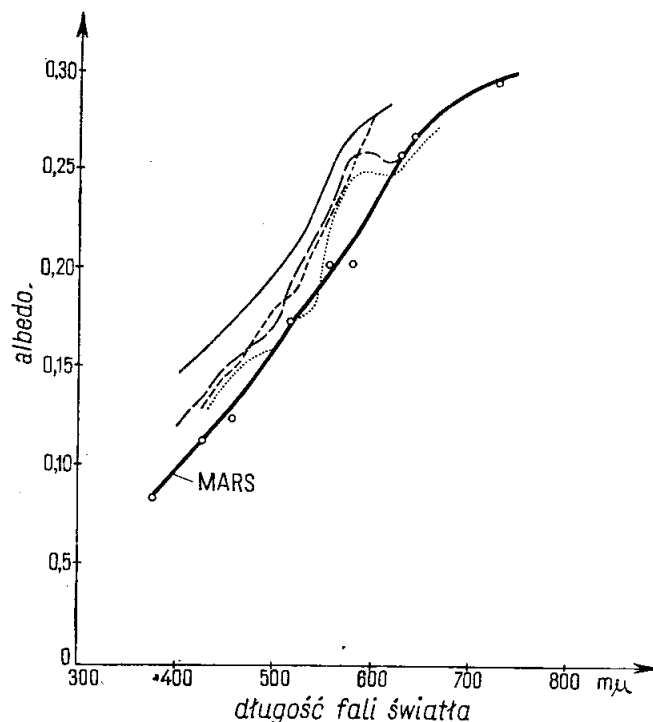
Tabela X

Średnie albedo łądów Marsa									
Autor	380 mμ	430 mμ	460 mμ	520 mμ	560 mμ	580 mμ	630 mμ	640 mμ	730 mμ

Szaronow (1941)	0,11	0,13			0,22		0,30		0,38
Fiesenkow (1944)		0,09			0,19		0,24		0,27
Barabaszew(1946, 1952)			0,10	0,13		0,17		0,24	0,28
Sytyńska (1948)	0,06	0,10			0,18		0,24		0,28
Kowal (1955)			0,11	0,18		0,20		0,26	

Rozkład albedo lądów Marsa w widzialnej części widma był już mierzony wielokrotnie, przy czym badania te, jak dotąd, były wykonywane wyłącznie przez astronomów radzieckich. W powyższej tabelce zestawione są rezultaty tych prac.

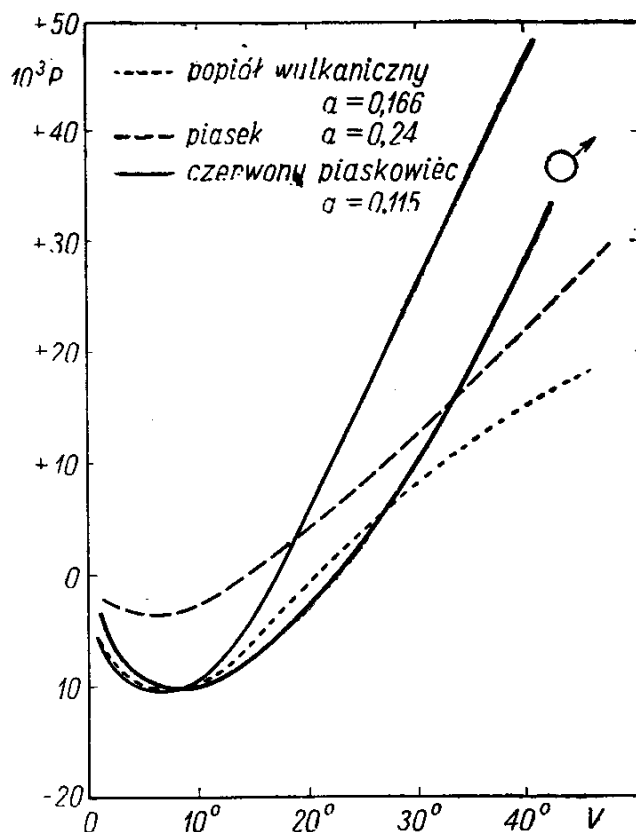
Z tabeli widać, że wyniki otrzymane przez różnych autorów są dość zgodne, odbiegają od reszty jedynie rezultaty Szaronowa. Interesujące jest porównanie rozkładu widmowego albedo lądów Marsa (wartości średnie z tabeli X z wyjątkiem danych Szaronowa) z analogicznymi rozkładami dla czerwonych piasków z pustyni azjatyckich, które były badane w roku 1935 przez E. L. Krinowa. Z rys. 50 widać, że barwa lądów Marsa bardzo dobrze zgadza się z barwą pustyni ziemskich.



Rysunek 50 Porównanie albedo lądów Marsa (tablica X) z albedem rozmaitych piasków pustynnych badanych przez L. Krinowa

Obecna znajomość albedo lądów Marsa nie pozwala jednak na wyciąganie dalej idących wniosków. Wartości zestawione w tabeli są przecież jeszcze dość niedokładne, a poza tym odnoszą się do całej powierzchni lądów. Tymczasem trudno jest przypuścić, aby wszystkie pustynie Marsa były pokryte takim samym materiałem, bowiem nawet przybliżone obserwacje wizualne wskazują na niewielkie różnice ich odcieni. Na przykład według Kuipera (1957) najbardziej czerwoną pustynią Marsa jest Aeria (kolor ciemnej ochry), lądy Hellas i Ausonia są prawie pomarańczowe, a Libya ma barwę bladożółtą. Pustynie Marsa są więc tak samo różnorodne jak pustynie ziemskie. Dokładniejsze wnioski odnośnie składu powierzchni lądów będzie można wyciągać dopiero wówczas, gdy będziemy znali z najdrobniejszymi załamaniem i wygięciem krzywe widmowego rozkładu albedo każdej z osobna okolicy Marsa.

Cennych danych o naturze łądów Marsa dostarczają także badania polaryzacji światła odbitego od ich powierzchni. Badania takie wykonywał najpierw B. Lyot (1922-1926) w obserwatorium Meudon, potem zaś A. Dollfus i A. Cailleux w obserwatorium na Pic du Midi. Astronomowie ci mierzyli stopień polaryzacji światła odbitego od powierzchni Marsa w zależności od kąta odbicia. Zależność tę porównywali następnie z wynikami badań różnych skał i minerałów. Obserwacje Lyota wskazywały, że powierzchnia Marsa polaryzuje światło podobnie jak piasek czy popiół wulkaniczny. Zgodność krzywych polaryzacji była jednak tylko częściowa (rys. 51). Ostatnie badania Dollfusa przyniosły nieco dokładniejsze wyniki: okazało się mianowicie, że powierzchnia łądów Marsa ma własności takie same jak sproszkowany tlenek żelaza, zwany limonitem (wzór chemiczny  $2\text{Fe}_2\text{O}_3 \cdot n\text{H}_2\text{O}$ ).



Rysunek 51 Porównanie krzywych polaryzacji światła odbitego od Marsa, popiołu wulkanicznego, piasku i czerwonego piaskowca (według badań Lyota z r. 1929)

Wynik ten stanowił potwierdzenie dawniejszych przypuszczeń R. Wildta (1937), który zwracał uwagę, że brak znaczniejszej ilości tlenu w atmosferze Marsa świadczy o tym, że został on prawie całkowicie zużyty na utlenianie skał i minerałów jego powierzchni. Wildt sądził wobec tego, że jasne obszary Marsa są pokryte substancjami o dużej zawartości związanego tlenu, np. często występującymi w naszych pustyniach tlenkami żelaza, których barwa i albedo są bardzo zbliżone do obserwowanych własności łądów.

Inne dane wskazują jednak, że hipoteza tlenku żelaza nie jest słuszna. Podkreślane podobieństwo własności limonitu i powierzchni pustyni Marsa było bowiem oparte jedynie na badaniach widzialnej części widma. Podobieństwo to znikło jednak z chwilą, gdy rozciągnięto obserwacje również na promienie podczerwone. Kuiper stwierdził mianowicie, że przy wzroście długości fali począwszy od 1,3 mikrona, albedo łądów Marsa szybko maleje i przy  $2 \mu$  jest już zbliżone do zera; natomiast zdolność odbijająca żółtego popiołu wulkanicznego oraz zawierających tlenki żelaza skał i piasków z pustyni Arizony, Texasu i Oklahomy, wzrasta stopniowo w całym obszarze podczerwieni.

Okazało się natomiast, że powierzchnia lądów Marsa odbija światło tak samo jak brązowa skała zwana ryolitem felzytowym. Jest to skała wylewna, odmiana porfiru kwarcowego, występująca w wielu okolicach Ziemi.

Wyniki badań Kuipera świadczą więc o tym, że na powierzchni pustyni Marsa nie występują w znaczniejszych ilościach tlenki żelaza takie jak  $\text{Fe}_2\text{O}_3$ , jak również żółty popiół wulkaniczny. Rezultaty te nie oznaczają jednak, że cała powierzchnia Marsa jest pokryta skałami podobnymi do ryolitu felzytowego. Mamy dziś jeszcze ciągle za mało danych, aby móc wykluczyć istnienie innych skał. Powierzchnia pustyni może przecież składać się z różnych minerałów zmieszanych ze sobą w takim stosunku, że obserwowany widmowy rozkład albeda będzie przypadkowo zgodny z rozkładem albeda jakiejś skały ziemskiej. Dotychczasowe wyniki można by streścić w następującym zdaniu: obserwacje albeda lądów Marsa nie przeczą temu, że składają się one z minerałów występujących na Ziemi.

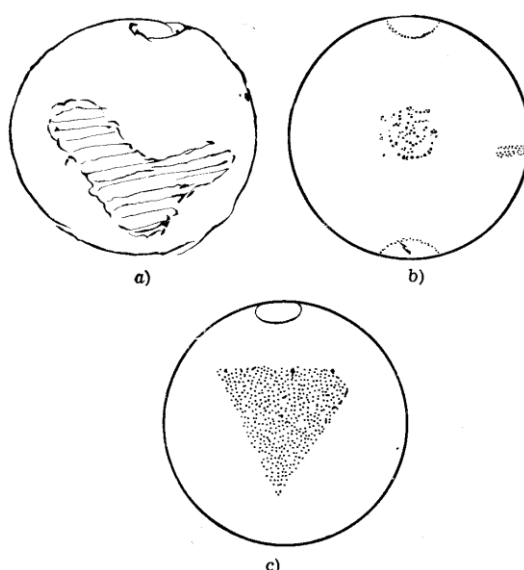
Jeśli chodzi natomiast o strukturę powierzchni pustyni Marsa, to z całą pewnością można powiedzieć, że jest ona pokryta drobno sproszkowanym materiałem. Wskazują na to zupełnie niezależnie: obserwacje żółtych obłoków, obserwacje polarymetryczne, badania zmian temperatury oraz badania fotometryczne. Barabaszew (1946), który badał odbicie światła od powierzchni pokrytych różnymi gatunkami pyłu i piasku, twierdzi, że lądy Marsa odbijają światło tak jak powierzchnia drobnego pyłu (średnica ziarn 0,06 mm) podobnego do lessu. Pod tym względem więc lądy Marsa są jak najbardziej zbliżone do pustyni ziemskich.

## Rozdział VII

### Czapki polarne

Najwyraźniejszymi utworami na powierzchni Marsa są jasne, białe plamy w okolicach jego biegunów. Plamy te nazywamy czapkami polarnymi. W sprzyjających warunkach można je dostrzec już przez niewielkie lunety, np. 5-centymetrowy refraktor.

Czapkę polarną przy biegunie południowym zauważył po raz pierwszy Ch. Huygens, gdy w r. 1655 zaczął obserwować Marsa. Kilkadziesiąt lat później G. Maraldi spostrzegł czapkę północną. Już ci pierwsi obserwatorzy, zdziwieni niezwykłą białością czapek, wyrazili przypuszczenie, że są to masy lodów i śniegów nagromadzone przy biegunach planety. Podobne zjawiska występują, jak wiemy, w polarnych obszarach na Ziemi.



Rysunek 52 Najstarsze rysunki czapek polarnych: a) Ch. Huygens (1672), b) G. Maraldi (1704), c) G. Maraldi (1719)

W r. 1777 W. Herschel stwierdził, że wielkość plam zmienia się w zależności od pór roku na Marsie. Czapka jest największa wtedy, gdy na danej półkuli planety panuje zima, z nastaniem wiosny zaczyna się szybko zmniejszać i podczas lata jest prawie zupełnie niewidoczna; natomiast zaczyna znów wzrastać, gdy nadejdzie jesień. Odkrycie tych zmian pogłębiło analogię tych utworów do naszych lodów podbiegunowych.

Od przeszło stu lat czapki polarne są obserwowane regularnie podczas każdej opozycji Marsa. Dzięki temu są one najdokładniej zbadanymi utworami powierzchni Marsa. Czapka południowa jest zbadana lepiej, jest ona bowiem widzialna wtedy, gdy zachodzą korzystne opozycje; jednakże materiał obserwacyjny dotyczący plamy północnej jest również bardzo obfity.

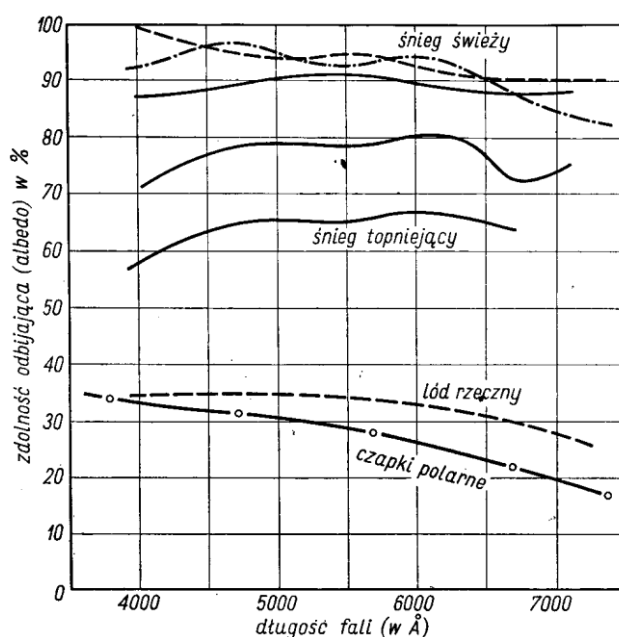
W czasach, gdy nie znano jeszcze dokładnie klimatu Marsa, niektórzy badacze wypowiadali się przeciw lodowo-śniegowej hipotezie czapek polarnych. Twierdzili oni, że ze względu na dużą odległość Marsa od Słońca temperatura jego powierzchni jest bardzo niska i nie podnosi się nigdy ponad  $0^{\circ}\text{C}$ . Skoro więc czapki polarne topnieją, to nie mogą składać się z lodu i śniegu, gdyż wówczas ich temperatura musiałaby być wyższa od  $0^{\circ}\text{C}$ . Można natomiast przyjąć, że czapki składają się z zestalonego dwutlenku węgla. Jak wiadomo, dwutlenek węgla przechodzi przy temperaturze  $-79^{\circ}$  (przy ciśnieniu atmosferycznym) w białe ciało, do złudzenia przypominające śnieg, które przy wzroście temperatury z powrotem zamienia się w gaz (sublimacja). Dzięki temu też niektórzy



nazywają stały dwutlenek węgla „suchym śniegiem”. Przyjmując hipotezę dwutlenku węgla można było zatem wyjaśnić obserwowane zmiany czapek w przypadku, gdyby temperatura Marsa była bardzo niska.

Więcej zwolenników miała oczywiście hipoteza lodowo-śniegowa, bardziej naturalna i narzucająca się przez analogię z Ziemią. Rozstrzygnięcie mogły przynieść dopiero bezpośrednie pomiary temperatury czapek. Pomiary takie, przeprowadzone w roku 1924, wykazały, że temperatura czapek podnosi się czasami powyżej  $0^{\circ}\text{C}$ , a więc topnienie lodu i śniegu jest możliwe. Z drugiej strony okazało się, że przy tak niskim ciśnieniu atmosferycznym, jakie panuje na Marsie, dwutlenek węgla zestala się dopiero w temperaturze poniżej  $-100^{\circ}\text{C}$ . Tymczasem pomiary wykazały, że minimalna temperatura czapek wynosi około  $-70^{\circ}\text{C}$  (tylko kilka niepewnych pomiarów wskazywało na temperatury niższe). W ten sposób hipoteza stałego dwutlenku węgla utraciła punkt oparcia. Znaleźli się wprawdzie tacy, którzy nadal starali się ją podtrzymać twierdząc, że pomiary temperatury są obciążone poważnymi błędami. Wkrótce jednak uzyskano dalsze, zupełnie przekonujące argumenty przeczące hipotezie dwutlenku węgla, toteż dziś już nikt nie bierze jej na serio. Natomiast pogląd, według którego czapki polarne składają się z zamrożonej wody, został już dostatecznie uzasadniony i jest obecnie powszechnie przyjmowany.

Dokładniejsze badania własności czapek polarnych zostały zapoczątkowane w roku 1909 przez G. A. Tichowa, który używając filtrów barwnych wykonał cały szereg fotografii Marsa za pomocą 76 cm refraktora obserwatorium w Pułkowie. Tichow stwierdził, że na fotografiach wykonanych z filtrem zielonym czapka polarna była najjaśniejszą częścią powierzchni Marsa, natomiast w promieniach czerwonych jej jasności była już znacznie mniejsza. Wynikało z tego, że czapka nie jest zupełnie biała, lecz ma zielonawy odcień. Wobec tego Tichow wysunął przypuszczenie, że składa się ona nie ze śniegu, który jest zupełnie biały, lecz raczej z lodu. Dla potwierdzenia tego poglądu fotografował on modele pokryte lodem, śniegiem i piaskiem. Zgodnie z przewidywaniami okazało się, że stosunek jasności lodu i piasku był w różnych długościach fali właśnie taki, jak obserwowany stosunek jasności czapek polarnych i lądów Marsa, natomiast śnieg był zawsze prawie jednakowo jasny.



Rysunek 53 Widmowy rozkład albedo czapek polarnych w porównaniu z rozkładem albedo lodu i śniegu (według Sytyńskiej)

Wyniki Tichowa zostały potwierdzone przez W. W. Szaronowa, który fotografował Marsa przez filtry barwne podczas opozycji 1939 roku. Otrzymane przez niego zdjęcia zostały dokładnie opracowane

przez N. N. Sytyńską. Wyniki zestawione są na rysunku 53. Z wykresu widać, że albedo czapek zmniejsza się znacznie przy przejściu od fioletu do czerwieni. Dla porównania podana jest zależność albedo od długości fali dla śniegu i lodu. Świeży śnieg odbija przeszło 90% padającego nań promieniowania, albedo śniegu topniejącego wynosi już tylko 0,70, a albedo lodu rzecznoego około 0,35. Albedo czapek polarnych jest znacznie mniejsze od albedo śniegu, natomiast jest zbliżone do albedo lodu. Szaronow twierdzi zatem, że czapki polarne są złożone z lodu.

Nowsze badania przynoszą jednakże nieco odmienne wyniki. Stwierdzono mianowicie, że albedo czapek zwiększa się przy przejściu do czerwieni. Wynik ten otrzymany przez N. P. Barabaszewa i A. T. Czekirdę na podstawie zdjęć z opozycji 1939 r., został przez nich potwierdzony w r. 1950, a następnie poparty przez I. K. Kowala (1954). Wszystkie wyniki pomiarów albedo czapek są zestawione w tabeli XI.

*Tabela XI*

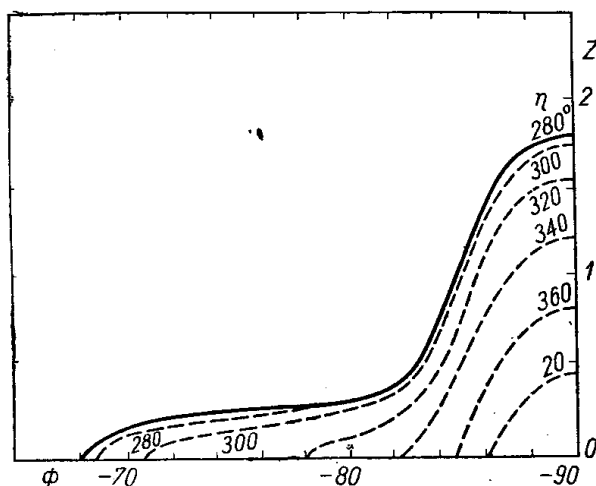
Albedo czapek polarnych									
Autor	380 mμ	430 mμ	460 mμ	520 mμ	560 mμ	580 mμ	630 mμ	640 mμ	730 mμ
Sytyńska, Szaronow (1939)									
czapka płd.	0,34	0,31			0,29		0,24		0,18
Barabaszew, Czekirda (1939)									
czapka płd.			0,20					0,41	
czapka płn.			0,11					0,46	
Barabaszew, Czekirda (1950)									
czapka płd.			0,15	0,19		0,26		0,32	
czapka płn.			0,18	0,21		0,22		0,40	
Kowal (1954)									
czapka płd.			0,21	0,31		0,37		0,40	
Goetz (1924)									
czapka płd.					0,26				

Barabaszew tłumaczy czerwony odcień czapek polarnych przeświecaniem czerwonej powierzchni Marsa przez cieką warstwę lodu. Być może również, że warstwa lodu nie pokrywa równomiernie obszarów polarnych pozostawiając odsłonięte miejsca. G. de Vaucouleurs twierdzi natomiast, że czapki składają się nie tylko z lodu, ale również w znacznej mierze ze śniegu, który jednak nie pokrywa całkowicie powierzchni (o niskim albedo), tak że obserwowana przez nas zdolność odbijająca czapek jest mniejsza od albedo jednolitej warstwy śniegowej.

Dotychczas mówiliśmy tylko o obserwacjach czapek w promieniach widzialnych. W r. 1948 G. Kuiper po raz pierwszy badał Marsa w podczerwonej części widma. Wyniki tych badań są bardzo ciekawe, stanowią bowiem pierwszy bezpośredni argument przeciw hipotezie dwutlenku węgla. Dwutlenek węgla odbija silnie promieniowanie podczerwone, tzn. jest zupełnie „biały” aż do długości fali 2,5 μ, natomiast woda (czy też śnieg i lód) silnie pochłania promieniowanie dłuższe od 1,5 μ. Kuiper stwierdził, że czapki polarne zachowują się właśnie tak, jak woda, to znaczy są zupełnie „czarne” w promieniach o falach dłuższych od 1,5 μ. Dokładniejsze badania widma czapek wykazały ponadto, że jest ono zbliżone do widma cienkiej warstwy szronu, zamarzłej przy niskiej temperaturze. Inne bezpośrednie potwierdzenie hipotezy lodowej uzyskał A. Dollfus (1950), który oziębiając rozrzedzone powietrze do temperatury -193° C uzyskał cieką warstwę szronu, której własności, jeśli chodzi o polaryzację światła, były takie same jak własności czapek polarnych.

Jeśli zatem przyjmujemy, że czapki polarne składają się z lodu, to możemy ocenić ich grubość opierając się na średniej szybkości obserwowanego topnienia. Można bowiem dość łatwo obliczyć, ile ciepła słonecznego pada na jakąś część czapki polarnej, zanim ulegnie ona stopnieniu, a stąd znając albedo powierzchni czapek i ciepło topnienia lodu, można wyznaczyć grubość pokrywy lodowej. Wynik zależy niestety w bardzo istotny sposób od stopnia przezroczystości atmosfery Marsa w obszarach polarnych. Dlatego też oceny grubości podawane przez różnych autorów wahają się od kilku milimetrów do kilkunastu centymetrów, zależnie od przyjętych założeń odnośnie stopnia przezroczystości. Wydaje się jednak, że najprawdopodobniej średnia grubość czapek nie przekracza 2 - 3 cm.

O wiele łatwiej jest natomiast wyznaczyć względną grubość poszczególnych części czapek. W roku 1939 G. de Vaucouleurs oceniał w omawiany wyżej sposób średni profil czapki południowej (rys. 54). Otrzymane przez niego wyniki wskazują, że czapka składa się z dwóch zasadniczych części: centralnej, grubszej, o promieniu około  $7^\circ$  (około 420 km) i zewnętrznej, posiadającej grubość prawie czterokrotnie mniejszą. Na rys. 54 oznaczone są także liniami przerywanymi zmiany profilu czapki w miarę jej topnienia. G. de Vaucouleurs przyjmował jednak w swych obliczeniach, że czapka jest położona symetrycznie względem bieguna Marsa i korzystał tylko ze średniej szybkości jej topnienia. Z tego względu jego wyniki przedstawiają wyidealizowany model polarnej pokrywy lodowej.

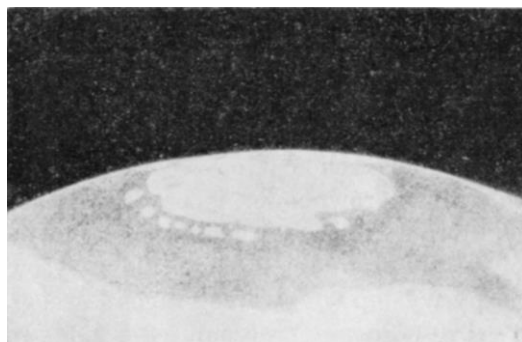


Rysunek 54 Średni profil południowej czapki polarnej i jego zmiany podczas wiosny i lata na półkuli południowej. Liniami przerywanymi oznaczone są profile czapki przy różnych długościach heliocentrycznych Marsa (według G. de Vaucouleura)

W rzeczywistości topnienie czapek jest procesem bardziej skomplikowanym, a same czapki, widocznie wskutek osobiwej topografii obszarów polarnych, są położone nieco asymetrycznie w stosunku do osi obrotu Marsa. Szczególnie silnie przesunięta jest w bok czapka południowa. Według W. H. Pickeringa (1926), który zebrał wszystkie obserwacje wykonane w latach 1783 - 1924, środek jej ma współrzędne: długość areograficzna  $\lambda = 32^\circ$ , szerokość areograficzna  $\phi = -83^\circ,9$ , jest więc odległy od bieguna o prawie 400 kilometrów. Jest to „biegun zimna” półkuli południowej, bowiem w tym właśnie miejscu niknie zawsze ostatni skrawek topniejącej czapki. Widocznie znajduje się tam jakieś wzniesienie, na którym wskutek niskiej temperatury pokrywa lodowa może się dłużej utrzymać. Północna czapka polarna jest natomiast przesunięta względem bieguna bardzo niewiele. Jej środek ma współrzędne:  $\lambda = 321^\circ$ ,  $\phi = +88^\circ,5$ .

Obserwowany proces znikania czapek polarnych jest zjawiskiem dość złożonym. Szybkość topnienia pokrywy lodowej nie jest jednakowa w poszczególnych miejscach, wskutek czego brzeg czapki nie cofa się równomiernie, lecz staje się powyginany i pokręcony. Można na nim wtedy wyróżnić miejsca jaśniejsze i ciemniejsze, tworzą się w nim występy i wklęsnięcia, a czasem nawet jakaś biała plama

oddziela się od zasadniczej masy lodów, znikając dopiero wtedy, gdy brzeg czapki jest już odsunięty o wiele kilometrów (rys. 55).



*Rysunek 55 Białe plamy pozostające po cofnięciu się brzegu południowej czapki polarnej (według obserwacji N. Greena z 1877 r.)*

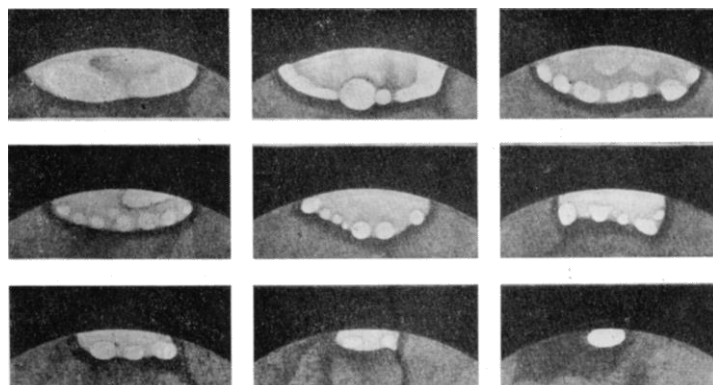
Obserwacje nierównomierności topnienia czapek są bardzo cenne, możemy bowiem dzięki nim uzyskać pewne informacje o rzeźbie podbiegunowych okolic Marsa. Białe części oddzielające się od czapki podczas jej topnienia świadczą o istnieniu w ich miejscu wzniesień, na których pokrywa lodowa może się dłużej utrzymać. Można nawet obliczyć wysokość tych wzniesień jeśli wiemy, ile wynosi opóźnienie topnienia. Topnienie czapek było już obserwowane wielokrotnie, toteż znamy już dość dobrze topografię polarnych obszarów Marsa.

Rozmiary czapek są w poszczególnych latach dość różne. Także szybkość ich topnienia nie jest jednakowa. W niektórych latach czapki nikną prawie zupełnie jeszcze przed końcem lata, w innych zaś zmniejszają się bardzo powoli, są widoczne przez całe lato, a z początkiem jesieni znów zaczynają się powiększać. Czapka południowa jest zwykle większa niż północna, tworzy się bowiem podczas długiej, mroźnej zimy, gdy Mars jest w aphelium. Za to w lecie, które dla tej półkuli przypada w okolicach perihelium orbity Marsa, czapka południowa zmniejsza się bardzo szybko i prawie zawsze topnieje całkowicie. Czapka północna jest mniejsza, ale podczas stosunkowo chłodnego lata topnieje powoli i prawie nigdy nie znika do końca.

Proces tworzenia się czapki jest dla nas w większości niewidoczny, przebiega bowiem podczas nocy polarnej, gdy dana półkula Marsa jest odwrócona od Słońca. Dopiero i pod koniec zimy, gdy czapka jest już duża, ukazuje się nam jej brzeg. Czasami jednak udaje się obserwować początek wzrastania czapek już pod koniec lata i na początku jesieni.

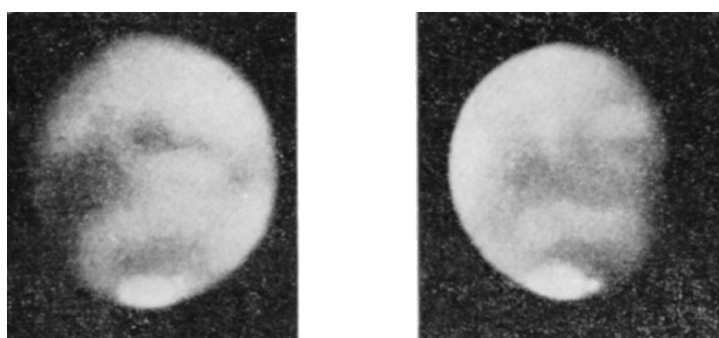
Czapka północna sięga średnio do  $65^\circ$  szerokości areograficznej. Brzeg jej staje się widoczny średnio już przy  $\eta = 50^\circ$ , a więc w środku zimy półkuli północnej. Stopniowo z mroku nocy polarnej wyłania się coraz większa jej część i wreszcie z początkiem wiosny ( $\eta = 87^\circ$ ) zaczyna być widoczna cała czapka. Do tego czasu brzeg jej cofa się już o około 200 km. Topnienie czapki zachodzi teraz coraz szybciej, ale brzeg cofa się nierównomiernie pozostawiając jasne występy, które wkrótce oddzielają się od głównej masy lodów. Przy  $\eta = 115^\circ$  zaczyna się zarysowywać wielki jasny występ w obszarze długości areograficznej  $180^\circ - 270^\circ$ . Po przekroczeniu  $\eta = 155^\circ$  między tym występem a główną masą lodów tworzy się ledwo dostrzegalna ciemna szczelina (Rima Borealis), a wkrótce potem biała plama oddziela się wyraźnie od czapki (rys. 66 b). Środek tej plamy, zwanej Olimpią, leży na szerokości areograficznej  $+79^\circ$ . Musi to być dość duże wzniesienie, gdyż pokrywa lodowa utrzymuje się na nim przez przeszło cztery miesiące od chwili oddzielenia się od czapki. Oprócz Olimpii od czapki polarnej oddzielają się także inne białe plamy, znacznie jednak mniejsze, położone na tej samej w przybliżeniu szerokości co Olimpia. Najwyraźniejsze z nich leżą w obszarach  $\lambda = 110^\circ - 160^\circ$ ,  $\lambda = 300^\circ - 330^\circ$ ,  $\lambda = 60^\circ$ ,  $\lambda = 30^\circ$  i  $\lambda = 0^\circ$ . Są to wzniesienia dorównujące wysokością Olimpii. Fakty te świadczą wyraźnie,

że biegun północny jest otoczony ze wszystkich stron dość znacznymi wzniesieniami, czy raczej płaskowyżami. Wnosząc z czasu, przez który utrzymuje się na nich lód, Dollfus ocenia ich wysokość na około 1000 metrów.



*Rysunek 56 Topnienie południowej czapki polarnej Marsa według obserwacji K. Graffa z 1924 r.*

Czapka południowa sięga w końcu zimy przeważnie do  $-65^\circ$  szerokości areograficznej, zajmuje więc powierzchnię około 10 milionów  $\text{km}^2$ , ale obserwowano już przypadki, kiedy była znacznie bardziej rozległa. Brzeg jej wynurza się z nocy polarnej zwykle już przy  $\eta = 250^\circ$ , a przy  $\eta = 267^\circ$  (początek wiosny na półkuli południowej) staje się widoczna cała czapka. Topi się ona szybko, czasem brzeg jej cofa się dziennie o prawie 50 kilometrów. Przy  $\eta = 292^\circ$  wewnątrz czapki ( $\lambda = 270^\circ$ ,  $\phi = -80^\circ$ ) pojawia się ciemna plama (Depressio Magna), która rośnie bardzo szybko i łączy się z brzegiem czapki ciemniejszymi szczelinami (Rima brevis i Rima australis). Odnosi się wtedy wrażenie, jakby w środku czapki utworzyło się jezioro, z którego wąskimi strumyczkami wypływa woda do obszarów zewnętrznych. Przy  $\eta = 302^\circ$  oddziela się od czapki wielka biała plama, zwana Novissima Thyle. Jej środek ma współrzędne  $\lambda = 320^\circ$ ,  $\phi = -80^\circ$ . Na wzniesieniu tym pokrywa lodowa utrzymuje się przez kilka miesięcy. Interesujący jest fakt, że przy obserwacji Novissima Thyle kilkakrotnie spostrzegano w niej krótkotrwałe rozbłyski [Mitchell (1846), Green (1877), Lowell (1894)], które były prawdopodobnie spowodowane odbłaskiem światła słonecznego od stoków górskich pokrytych lodem. Należy więc przypuszczać, że w miejscu tym znajduje się dość strome wzniesienie (nachylenie stoków około  $70^\circ$ ) o wysokości około 1000 metrów. Niektórzy astronomowie nazywają to wzniesienie górą Mitchella (rys. 57).



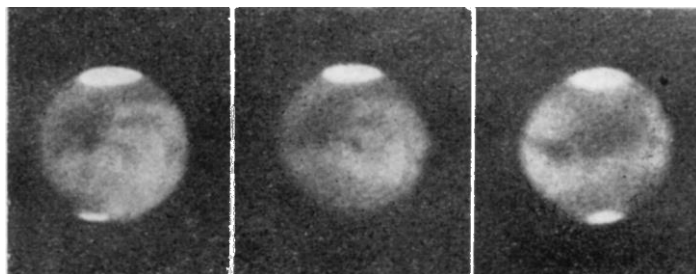
*Rysunek 57 Fotografie góry Mitchella (Novissima Thyle). Biała plama jest wyraźnie oddzielona od czapki polarnej*

Oprócz tego wzniesienia wokół bieguna południowego znajduje się jeszcze kilka innych mniejszych gór. Nieco wzniesionymi płaskowyżami są także „wyspy” Thyle I, Thyle II i Argyre II, na których biała pokrywa utrzymuje się przez pewien czas po cofnięciu się brzegu czapki. Dość duże wzniesienie znajduje się także w miejscu, gdzie znika ostatni skrawek białej pokrywy. Południowa czapka polarna jest zwykle widoczna aż do końca lata i znika dopiero przy  $\eta = 60^\circ - 75^\circ$ .



Zmniejszanie się czapki polarnej polega prawdopodobnie w znacznej części na bezpośredniej przemianie lodu w parę wodną (sublimacja). Istnieją jednak pewne dane, które pozwalają przypuszczać, że w pewnych obszarach czapki może zachodzić zwykły proces topnienia, a powstająca woda może tworzyć niewielkie płytkie jeziora. Świadczy o tym po pierwsze fakt, że czasem obserwuje się wokół czapki ciemną obwódkę, po drugie zaś opisane wyżej zjawiska tworzenia się zewnątrz czapki ciemniejszych plam. Przez długi czas sądzono, że ciemna obwódka powstaje wskutek złudzenia optycznego (kontrast z jasną powierzchnią czapki). W wielu bowiem przypadkach różni obserwatorzy rysowali ją w odmienny sposób, a przez długi czas nie udało się jej także uchwycić na fotografiach. Zwracano jednak uwagę, że gdyby ciemna obwódka powstawała w wyniku kontrastu, powinniśmy ją także obserwować w przypadku jasnych obłoków. Z biegiem czasu okazało się jednak, że obwódka jest zjawiskiem realnym, a w roku 1941 udało się ją nawet sfotografować (obserwatorium Pic du Midi).

G. de Vaucouleurs (1944) udowodnił, że ciemna obwódka jest widoczna tylko wtedy, gdy topnienie czapki polarnej jest najszybsze. Powietrze nad obszarami biegunowymi jest wtedy widocznie tak nasycone wilgocią, że nadmiar wody z topniejącej czapki pozostaje na powierzchni w stanie ciekłym. Prawdopodobnie wsiąka ona wtedy w powierzchnię gruntu powodując jego ściemnienie (pogląd Szaronowa). Nie jest jednak wykluczone, że w pewnych częściach mogą się tworzyć niewielkie płytkie jeziora. A. Dollfus, który dokładnie badał topnienie czapek, twierdzi, że ciemna obwódka składa się z szeregu drobnych ciemnych plam, których położenie na powierzchni Marsa jest stałe w poszczególnych latach. Przy obserwacji małymi lunetami wszystkie te drobne szczegóły zlewają się w jednostajną obwódkę. Mogą to być zagłębienia terenu, w których gromadzi się woda. Wskazują na to również badania polaryzacji światła (niestety bardzo niepewne z powodu małych rozmiarów obwódki), które wskazują, że jest ona podobna do polaryzacji wywoływanej przez powierzchnię wody.



*Rysunek 58 Fotografie Marsa z 1939 r. Przy biegunie południowym (u góry) widoczna jest duża czapka polarna, natomiast przy biegunie północnym białe obłoki. Obłok widoczny na fotografii z lewej strony następnego dnia znikł (zdjęcie środkowe), a w sześć dni później utworzył się inny obłok (zdjęcie prawe)*

W obszarach polarnych obserwuje się często rozległe niskie obłoki, należące do kategorii „białych” i „niebieskich”. Dzięki temu czapki są bardzo dobrze widoczne na zdjęciach w promieniach fioletowych i mają nawet większe rozmiary niż na zdjęciach w świetle czerwonym. Szczególnie często obłoki te występują na jesieni i w zimie, w okresie tworzenia się czapek. Na wiosnę, gdy temperatura obszarów polarnych wzrasta, obłoki te rzadną. Kilkakrotnie obserwowano, że po przesłonięciu obłokami czapka zwiększyła nieco rozmiary. Najwidoczniej obniżenie temperatury spowodowało osadzenie się lodowych kryształków na powierzchni planety. W taki właśnie sposób tworzy się prawdopodobnie cała czapka.

Na podstawie obserwacji rozmiarów czapek można w przybliżeniu ocenić całkowitą zawartość wody na Marsie. Oceny takie są oczywiście dokładne tylko jeśli chodzi o rząd wielkości, nie znamy bowiem dokładnie grubości czapek. G. de Vaucouleurs przyjmuje, że wynosi ona średnio 1 cm i na tej

podstawie ocenia masę wody na Marsie na  $10^{10}$  ton<sup>22</sup>. Gdyby taka ilość wody została rozlana równomiernie po całej powierzchni planety, to grubość powstałej warstwy wyniosłaby około 0,7 mm. Jest to wartość dziewięciokrotnie większa od górnej granicy zawartości pary wodnej w atmosferze Marsa, wynikającej z badań C. Kiessa (patrz rozdział IV). Można jednak przyjąć, że obie wartości są ze sobą zgodne, trzeba bowiem pamiętać, że ilość pary wodnej zawartej w danej chwili w atmosferze jest niewielka w porównaniu z masą czapki polarnej. W każdym razie na Marsie woda jest niezwykle cenną i rzadką substancją.

---

<sup>22</sup> Znany astronom radziecki A. I. Lebedinskij jest zdania, że ogólna ilość wody na Marsie jest dużo większa od obserwowanej masy czapek polarnych. Na powierzchni Marsa mogą bowiem istnieć rozległe zamrożone morza i oceany przysypane naniesionym przez wiatry piaskiem.



## Rozdział VIII

### Kanały

Z wielkim zainteresowaniem i starannością obserwowano Marsa podczas wielkiej opozycji 1877 roku. Nic dziwnego, było to bowiem najkorzystniejsze od 32 lat zbliżenie Marsa do Ziemi. W początkach września odległość Marsa od Ziemi wynosiła zaledwie 56,3 milionów kilometrów. Spodziewano się więc uzyskać podczas tej opozycji szereg nowych danych o przyrodzie naszego sąsiada. Gdy w połowie sierpnia rozeszła się wieść o odkryciu przez A. Halla dwóch księżyców Marsa, pobudziło to badaczy do bardziej wytężonej pracy.

Ze szczególnym zapałem zajął się badaniami Marsa dyrektor obserwatorium mediolańskiego G. V. Schiaparelli. Wprawdzie miał on do dyspozycji tylko stosunkowo niewielką lunetę (refraktor o średnicy 21 cm), ale przejrzyste niebo włoskie i bystry wzrok pozwoliły mu dostrzec na powierzchni Marsa szereg nowych, nieznanych dotąd szczegółów. Dzięki jego właśnie pracom rok 1877 stał się momentem przełomowym w historii badań Marsa.



*Rysunek 59 G. V. Schiaparelli (1835-1910), odkrywca kanałów na Marsie*

Pod koniec 1877 roku Schiaparelli opracował swą pierwszą mapę Marsa (rys. 20), która zdumiała astronomów bogactwem zarejestrowanych szczegółów. Już na tej pierwszej mapie można było wyróżnić kilkadziesiąt wydłużonych, wąskich utworów, oddzielających poszczególne wyspy marsowych kontynentów. W kilka miesięcy po momencie opozycji, gdy Mars znajdował się już dość daleko od Ziemi, Schiaparelli zmienił technikę rysowania. Wydłużone, wąskie przesmyki, które na jego pierwszej mapie były często dość nieregularne i wykrzywione, zastąpił cienkimi, niemal dokładnie prostoliniowymi kreskami. Utworom tym nadał nazwę „canali”, co oznacza po włosku naturalne cieśniny a także sztucznie wykonane kanały. Wszędzie jednak przyjęto je nazywać po prostu kanałami, przyjmując znaczenie narzucające się wprost z brzmienia włoskiej nazwy.

Trzeba przyznać, że wydłużone utwory podobne do kanałów Schiaparelliego były już niejednokrotnie widziane przez wcześniejszych obserwatorów: niektóre z nich zauważył już W. Herschel, można je także wyróżnić na rysunkach H. Schrötera, W. Beera, H. Mädlera, A. Secchiego, J. Lockyera, F. Kaisera, W. Dawesa i innych. Również nazwa „canali” nie była po raz pierwszy użyta przez Schiaparelliego, już bowiem w roku 1859 posługiwał się nią Secchi. Jednak żaden z poprzedników Schiaparelliego nie widział tak wielkiej ilości kanałów, ani też nie zwrócił uwagi na ich niezwykłą prawidłowość. Dlatego też Schiaparelliego uważa się za właściwego ich odkrywcę.

Ogółem Schiaparelli zauważył na tarczy Marsa 113 kanałów. Krzyżując się ze sobą obejmowały one niby siatką pajęczą wszystkie lądy Marsa. W miejscach skrzyżowania znajdowały się zwykle większe ciemne plamy, nazwane „jeziorami” (lacus). Barwa kanałów i jezior była podobna do barwy mórz.

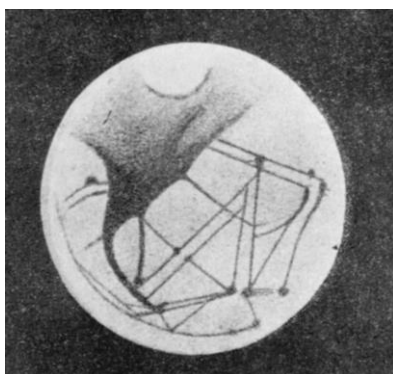
Większość kanałów była dostrzegalna tylko w wyjątkowych warunkach. Zwykle Schiaparelli widział na tarczy Marsa tylko morza, lądy i kilka największych jezior oraz kanałów. Jedynie w momentach chwilowego spokoju atmosfery na powierzchni Marsa ukazywała się ich delikatna siatka. Te „błyski” dobrej widzialności trwały zaledwie kilka sekund, jednak dla tak doświadczonego obserwatora, jak Schiaparelli, wystarczyło to dla dokładnego zanotowania położenia i wyglądu najślabszych nawet kanałów.

The image displays two circular maps of the Southern Hemisphere, likely from a 17th-century astronomical or geographical atlas. The left map is a geographical representation, showing the world with labels for continents such as Australia, Africa, and Asia, and oceans like Mare Australe and Mare Rhytraeum. The right map is an astronomical representation, showing the Southern Hemisphere with labels for various constellations and celestial objects, including the Tropic of Cancer and the Tropic of Capricorn.

Zdumiewająca była wielkość kanałów: średnio miały one długość od 500 do 1000 km, ale największe z nich, jak np. Gigas, Pyriphlegethon czy Eumenides ciągnęły się przez przeszło 6000 km. Szerokość kanałów wynosiła średnio około 40 km, jednak u największych (Nilosyrtris) dochodziła do 300 km. Potężne były również jeziora: np. Lacus Niliacus było większe od naszego Morza Czarnego.

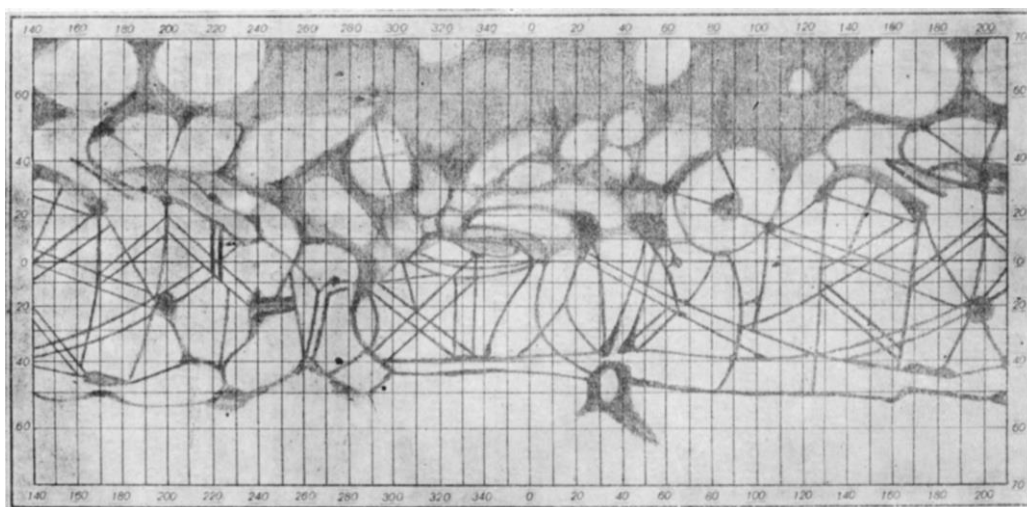
Kanały nie znajdowały więc na Ziemi odpowiedników zarówno pod względem rozmiarów jak i prawidłowości. Schiaparelli nadając tym tajemniczym utworom nazwę „canali” nie chciał sugerować,

że mogą być one wykonane sztucznie przez jakieś inteligentne istoty. Uważał je raczej za cieśniny lub rzeki, o czym świadczą zresztą ich nazwy: Indus, Ganges, Euphrates czy Nilus. Jednak niezwykle cechy kanałów sprawiły, że powszechnie poczęto je uważać za dzieło istot rozumnych; nazwa „kanały” przyjmowała się powoli we wszystkich językach. Astronomowie byli na ogół przeciwni takiemu terminowi, zwracając uwagę, że pochodzi on z niezrozumienia włoskiej nazwy i nie oddaje intencji odkrywcy. W Anglii np. nie chcąc rozstrzygać między nazwami „channels” (cieśniny) i „canals” (kanały), przez długi czas nazywano kanały po prostu smugami („streaks”). Wkrótce jednak nazwa „kanały” zatriumfowała, w czym niemało było zasługi pisarzy, dziennikarzy i fantastów; linie Schiaparelliego, i tak już dość tajemnicze, uzyskały w ten sposób posmak niezwykłości i sensacji.



*Rysunek 61 Mars z kanałami według rysunku Schiaparelliego*

W r. 1881 Schiaparelli dokonał jeszcze jednego niespodziewanego odkrycia. Okazało się mianowicie, że niektóre kanały obserwowane przez niego w czasie poprzedniej opozycji jako pojedyncze proste kreski, nagle rozdziwiły się i były widoczne jako linie równoległe. Niedługo potem kilku innych obserwatorów dostrzegło również kanały rozdwojone. Zjawisko rozdawania występowało tylko u niektórych kanałów, tak np. Schiaparelli widział tylko 17 kanałów podwójnych. Rozdawanie było zjawiskiem sezonowym i występowało nagle: kanał rozdwojony spostrzegano w miejscu, w którym jeszcze poprzedniej nocy widziano kanał pojedynczy. Procesu rozdawania nie udało się nigdy zaobserwować. Odległość linii składowych wynosiła u różnych kanałów od 200 do 900 km. Spostrzeżono także, że wraz z kanałami rozdwoiły się niektóre jeziora. Niemało było również sprzecznych dostrzeżeń. Zdarzało się, że jakiś obserwator widział kanał rozdwojony wtedy, gdy inni widzieli go jako kanał pojedynczy. Uważano to również za wynik tego, że kanały znajdują się na granicy dostrzegalności.



*Rysunek 62 Mapa Marsa z rozdwojonymi kanałami (według obserwacji Schiaparelliego z opozycji 1881-1882)*

Dziwne i tajemnicze zjawiska obserwowane na powierzchni Marsa wywołały oczywiście olbrzymie zainteresowanie. Toczono gorące dyskusje na temat pochodzenia i natury kanałów. Jedni uważali je za pęknięcia skorupy Marsa, drudzy widzieli w nich szczeliny w pokrywie lodowej, która jakoby pokrywała jego powierzchnię, inni wreszcie sądzili, że są to utwory podobne do naszych rzek. Wśród najbardziej fantastycznych pomysłów przeważał jednak pogląd, że kanały są dziełem istot inteligentnych. Opinia ta panująca zrazu tylko wśród szerokiego ogółu, poczęła także przenikać do świata uczonych. Wreszcie w r. 1895 sam Schiaparelli wyraził pogląd, że kanały to sieć irygacyjna stworzona przez mieszkańców Marsa dla nawodnienia pustyń. Bardzo entuzjastycznie odnosił się również do tego poglądu astronom francuski C. Flammarion.

Obok fantastycznych powieści, których akcja rozgrywała się na Marsie i opisów najdziwniejszych stworów, jakie miały zamieszkiwać jego powierzchnię, rodziły się też pomysły realizacji podróży międzyplanetarnych i nawiązania kontaktu z mieszkańcami Marsa. Przeważały oczywiście projekty sygnalizacji świetlnej: proponowano budowę wielkich aparatów projekcyjnych, które ustawione w odpowiednim szyku miały skierować strumienie światła w stronę Marsa. Znaleźli się i tacy, którzy chcąc przekonać hipotetycznych mieszkańców Marsa o istnieniu na Ziemi istot inteligentnych, myśleli o wykreśleniu na wielkich przestrzeniach Sahary figur geometrycznych wyobrażających dowód twierdzenia Pitagorasa (rys. 63).



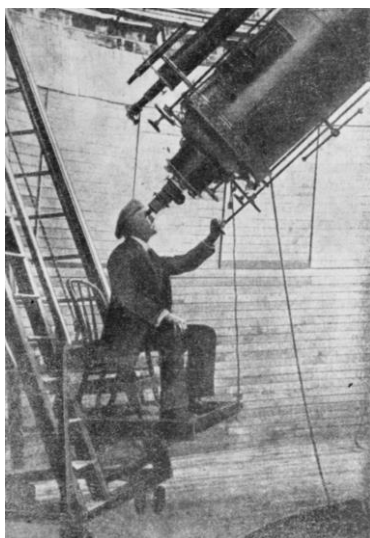
*Rysunek 63 Dla przekonania hipotetycznych Marsjan o istnieniu na Ziemi istot inteligentnych niektórzy chcieli na wielkich przestrzeniach Sahary wykreślić figury geometryczne wyobrażające dowód twierdzenia Pitagorasa*

Z niecierpliwością oczekiwano również sygnałów z Marsa. Przypuszczano ogólnie, że Marsjanie będą chcieli zawiadomić nas o swym istnieniu za pomocą znaków świetlnych. Kiedykolwiek więc obserwowano na Marsie jakiś jasny punkt, dzienniki podnosiły wielką wrzawę dopatrując się w nim upragnionego sygnału. Próbowano również nawiązać z mieszkańcami Marsa łączność radiową. Na przykład N. Tesla przekonywał wszystkich, że odebrał tajemnicze sygnały telegraficzne, które niechybnie pochodziły z Marsa. Wszystkie te fantazje miały jedną dobrą stronę: ludzkość, jak nigdy przedtem, zaczęła się interesować astronomią.

W miarę upływu lat odkrywano coraz więcej kanałów i zdobywano o nich coraz więcej informacji. W r. 1892 W. Pickering zauważył kanały również na powierzchni mórz. Ośrodek badania kanałów przeniósł się wkrótce z Europy do Ameryki. Amerykański astronom P. Lowell zbudował w Flagstaff, w pustyni Arizony, specjalne obserwatorium, w którym rozpoczęto obserwacje za pomocą 61 cm refraktora. Zbadano tam dokładniej okresowość występowania kanałów, którą spostrzegł już Schiaparelli. Okazało się, że ich widoczność jest ściśle związana ze zmianami pór roku na Marsie. Na tej półkuli Marsa, na której w danej chwili panuje zima, kanały nie są widoczne. Z nastaniem wiosny, gdy zaczyna topnieć czapka polarna, stają się widoczne te, które są położone najbliżej bieguna. Następnie stopniowo pojawiają się kanały w strefach leżących dalej od bieguna, aż wreszcie można je



zaobserwować w strefie równikowej. Wkrótce potem rozpoczyna się proces odwrotny: znikania kanałów. Zjawisko to rozpoczyna się również od okolic biegunowych, ostatnie natomiast znikają kanały strefy równikowej. Taki przebieg zjawiska sugerował, że widoczność kanałów jest uwarunkowana przez przepływ jakiejś substancji, np. wody z topniejących czapek polarnych.



*Rysunek 64 Percival Lowell przy lunecie w swoim obserwatorium Flagstaff*

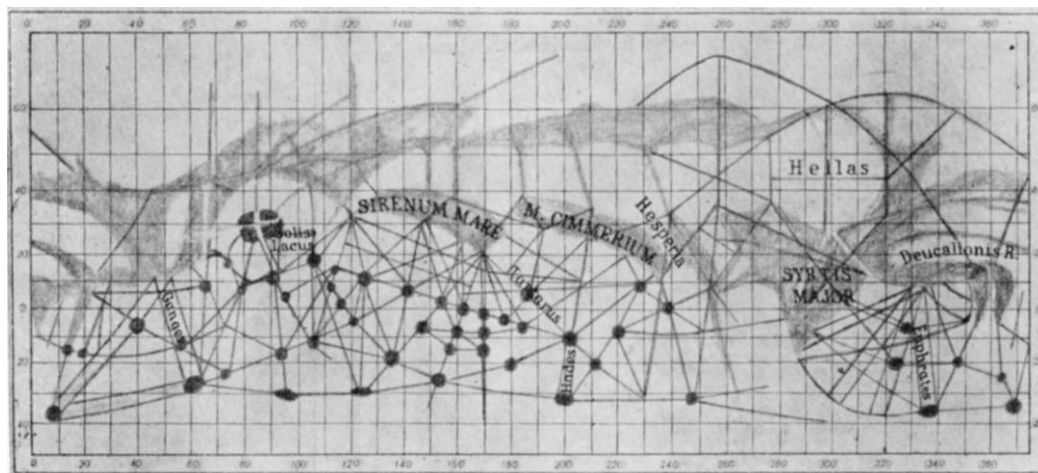
Lowell starał się wytłumaczyć zagadkę kanałów w następujący sposób: w suchym i pustynnym klimacie Marsa woda jest niezwykle cenną i rzadką substancją. Jedyne miejsca, gdzie występuje ona w znaczniejszych ilościach - to bieguny planety, w okolicy których tworzą się czapki polarne. Na pustynnych obszarach Marsa żyje roślinność, której wegetacja jest silnie zależna od obecności wody. Kiedy więc na wiosnę czapka polarna zaczyna topnieć i woda z niej dochodzi do obszarów okołobiegunowych, odżywa znajdująca się tam roślinność. Lowell wyobrażał sobie, że istoty inteligentne zamieszkujące Marsa zbudowały całą sieć kanałów, które służą do doprowadzania wody do obszarów położonych dalej od biegunów. Same kanały, którymi płynie woda, są bardzo wąskie i obserwować ich bezpośrednio nie możemy. Prawidłowe smugi, które dostrzegamy z Ziemi, są to po prostu pasy roślinności, która rośnie wzdłuż brzegów kanałów i odżywa w miarę przemieszczania się w nich fali wodnej.

Podobne zjawisko moglibyśmy zobaczyć obserwując z Marsa dolinę Nilu. Rzeka byłaby zbyt wąska, abyśmy mogli ją dostrzec, jednakże na żółtawym tle pustyni można by łatwo wyróżnić roślinność krzewiącą się bujnie w dolinie rzeki po każdym jej wylewie.

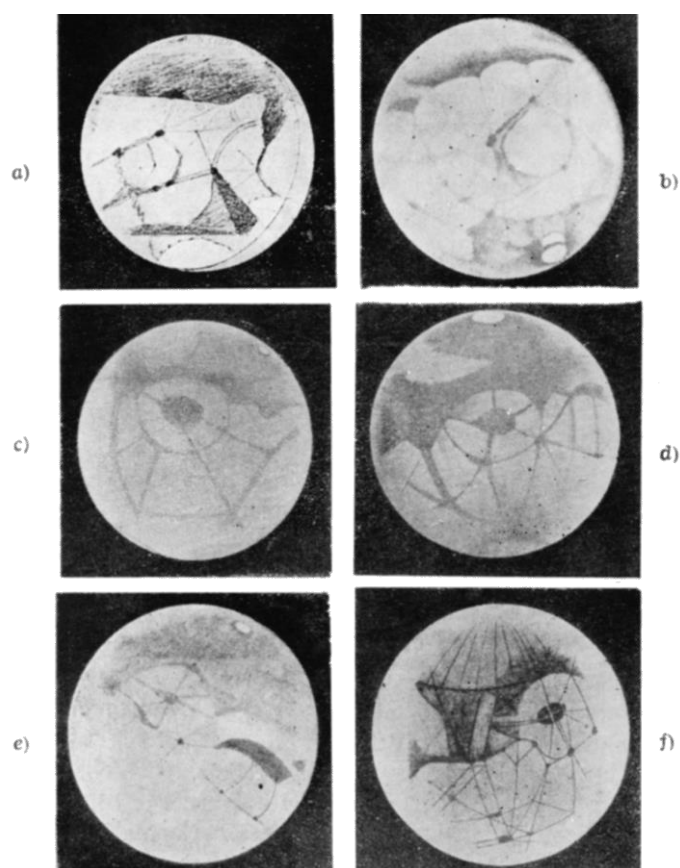
Lowell obliczył, że szybkość przepływu czoła fali wodnej w kanale wynosi 3,4 km/godz. Kanały służą według niego również do doprowadzania wody do jezior (punktów przecięcia kanałów), które są jakby miastami zamieszkałymi przez Marsjan. Powierzchnia Marsa jest prawie zupełnie równa, a więc przepływ wody w kanałach musi być wywołany sztucznie. W takim razie najbardziej racjonalny jest system kanałów doprowadzających wodę po najkrótszych drogach, jakimi są wielkie koła na powierzchni planety. Lowell zwracał uwagę, że taką jest właśnie sieć kanałów Marsa, co świadczy o tym, że została ona zbudowana przez istoty rozumne.

Ta piękna hipoteza, wyłożona przekonująco w książce Lowella „Mars i jego kanały”, zyskała sobie szeroki rozgłos, była jednak zbyt fantastyczna, aby mogła być przyjęta bez zastrzeżeń przez świat nauki. Krytykowano przede wszystkim podstawy obserwacyjne tych poglądów, wykazując, że są one bardzo niepewne. Patrząc na mapę Lowella rzeczywiście trudno jest oprzeć się wrażeniu, że jest ona zupełnie nienaturalna. Wąziutkie pasemka kanałów (najwęższe kanały miały według Lowella

szerokość zaledwie dwóch kilometrów) schodzące się w jeziorach o dokładnie kolistych kształtach, ostro odgraniczone, jednostajne morza - wszystko to wyglądało nierealnie.



Rysunek 65 Mapa Marsa według Lowella (1894)

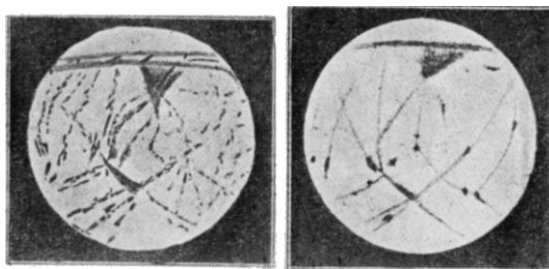


Rysunek 66 Kanały na Marsie według różnych obserwatorów: a) Lowell (1905), b) Molesworth (1903), c) Antoniadi (1894), d) Lau (1909), e) Hawks (1909), f) Lowell (1894). Rysunki a) i b) przedstawiają okolice Elysium, zaś c), d), e), f), okolice Lacus Solis

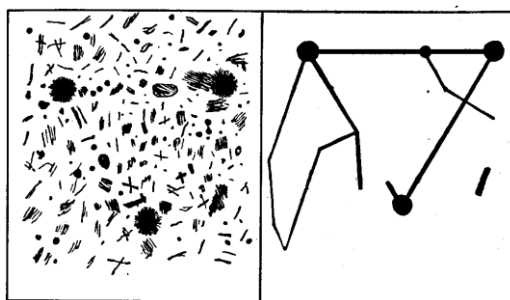
Wspominaliśmy już poprzednio, że spostrzeżenia różnych obserwatorów były nieraz ze sobą sprzeczne zarówno jeśli chodzi o położenie kanałów, jak i o ich wygląd. Poza tym pewna grupa astronomów mimo starań nie mogła dostrzec kanałów, widząc na ich miejscu nieregularne, rozmyte szczegóły. Coraz śміiej zaczęto więc wypowiadać pogląd, że geometryczna siatka kanałów

Schiaparelliego i Lowella jest tylko złudzeniem optycznym. Green twierdził, że kanały są granicami dwóch obszarów o różnej intensywności, Maunder natomiast sądził, że są one po prostu zbiorowiskiem ledwie dostrzegalnych szczegółów, które oko podświadomie łączy w linie ciągłe. Wielu obserwatorów zwracało uwagę na fakt, że kanały są znacznie lepiej widoczne przez małe lunety niż przez wielkie. Na przykład E. Barnard obserwując Marsa przez wielki refraktor obserwatorium Licka (średnica 92 cm) nie mógł nigdy dostrzec kanałów. Young i Millochau widzieli utwory podobne do kanałów wtedy, gdy używali małych instrumentów, natomiast w dużych lunetach dostrzegali tylko dość nieregularne szczegóły. Włoski astronom V. Cerulli zwrócił uwagę na to, że niezależnie od pozornych rozmiarów tarczy Marsa, w dogodnych i niedogodnych opozycjach, kanały miały zawsze tę samą szerokość. Poza tym nie stosowały się one do praw perspektywy. Cerulli doszedł więc do wniosku, że obserwator widzący kanały ulega złudzeniu optycznemu analogicznemu do tego, jakiego doznajemy patrząc z dużej odległości na gazetę: nie możemy wówczas dostrzec poszczególnych liter i wiersze wydają się nam być liniami ciągłymi.

Podobny pogląd reprezentowało wielu innych astronomów. Maunder i Evans potwierdzili tę opinię ciekawymi doświadczeniami. Sporządzili oni rysunek Marsa bez kanałów, zaznaczając na nim jedynie szczegóły widziane przez wszystkich astronomów, a więc: kilka mórz, jezior, zatok i drobnych nieregularnych plamek w miejscu kanałów. Tak wykonany rysunek ustawili przed uczniami w klasie jednej ze szkół angielskich i polecili go możliwie dokładnie przerysować. Wynik tego doświadczenia był zgodny z przewidywaniami Cerullego. Uczniowie siedzący bliżej przerysowali wzór dokładnie tak, jak był wykonany, natomiast uczniowie z dalszych miejsc, skąd rysunek był już dostrzegalny bardzo niewyraźnie, narysowali kanały i to w tych miejscach, w których kreślili je Schiaparelli i Lowell. Podobne doświadczenia były jeszcze wielokrotnie powtarzane. Najciekawszy był wynik próby Newcomba, który zaprosił kilkunastu wybitnych badaczy Marsa i poprosił o dokładne przerysowanie wzoru ustawionego w tak dużej odległości, że jego drobne szczegóły zupełnie się zacierały. Na rysunku wzorcowym zamiast kanałów umieszczono skupiska drobnych plam (rys. 67). Okazało się, że wszyscy astronomowie narysowali kanały, nawet ci, którzy nigdy ich na Marsie nie widzieli (Barnard).



Rysunek 67 Doświadczenie Newcomba. Z lewej strony podany jest szkic wzorcowy, z prawej zaś rysunek Barnarda



Rysunek 68 Doświadczenie Pickeringa przemawiające przeciw realności kanałów. Rysunek lewy zawiera mnóstwo drobnych plam, natomiast rysunek prawy tylko „jeziora” i „kanały”. Jeżeli patrzeć na książkę z odległości kilku metrów, oba rysunki będą wyglądały identycznie



Doświadczenia te stanowiły poważne potwierdzenie poglądu, że geometryczna siatka kanałów jest złudzeniem optycznym.

Spory przybrały szczególnie ostry charakter w czasie opozycji 1909 r., podczas której Lowell ze swymi współpracownikami odkrył ponad 200 nowych kanałów. Nie zważając na zarzuty przeciwników zwolennicy kanałów uparcie twierdzili, że widzą je na powierzchni Marsa zupełnie wyraźnie. Na mapach opracowywanych w obserwatorium Lowella notowano już wówczas ponad 700 kanałów; cała powierzchnia Marsa była więc dosłownie nimi usiana.

Losy sporu zaczęły się jednak powoli przesądzać, gdy do przeciwników kanałów przyłączył się znakomity astronom francuski E. M. Antoniadi. Z pochodzenia Grek, już jako młody chłopiec obserwował Marsa w Konstantynopolu. Na zaproszenie Flammariona, który zainteresował się jego rysunkami, Antoniadi przyjechał do Francji, gdzie już pozostał na stałe. Pracując z Flammarionem w jego obserwatorium w Juvisy, obserwował początkowo Marsa za pomocą stosunkowo niewielkich lunet. Widział wtedy łatwo kanały i zestawiał szczegółowe mapy Marsa.

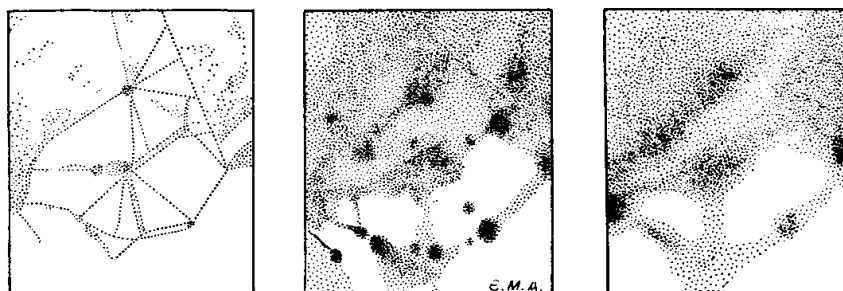
W roku 1909 Antoniadi rozpoczął obserwacje Marsa za pomocą wielkiego refraktora obserwatorium w Meudon (83 cm średnicy). Oto co pisał o swych obserwacjach:

„Gdy 20 września po raz pierwszy spojrzałem na Marsa przez wielki refraktor z Meudon myślałem, że śnię i obserwuję Marsa z jego zewnętrznego księżyca. Na powierzchni planety widać było mnóstwo ostrych i rozmytych, nieregularnych, subtelnych szczegółów; w jednej chwili zrozumiałem, że odkryta przez Schiaparelliego geometryczna siatka pojedynczych i podwójnych kanałów jest tylko złudzeniem optycznym. Obraz był bardzo spokojny i wszystkie szczegóły były widoczne bardzo wyraźnie. Dokładne oddanie wyglądu tych niezliczonych utworów było jednak niemożliwe; rysunki przedstawiają tylko grube zarysy tego, co można było dostrzec na Marsie”.

Mimo tej skromnej wypowiedzi Antoniadiego trzeba przyznać, że jego rysunki są naprawdę doskonałe. Był on prawdziwym artystą, najlepszym rysownikiem spośród astronomów, którzy kiedykolwiek obserwowali Marsa; potrafił na swych rysunkach precyzyjnie przedstawić wygląd powierzchni planety, zaznaczyć najdrobniejsze szczegóły, oddać całą gamę odcieni i półcieni. Rysunki Marsa wykonane przez Antoniadiego nazwał ktoś dziełami sztuki.

Posłuchajmy co pisze dalej Antoniadi o swych obserwacjach z 1909 r:

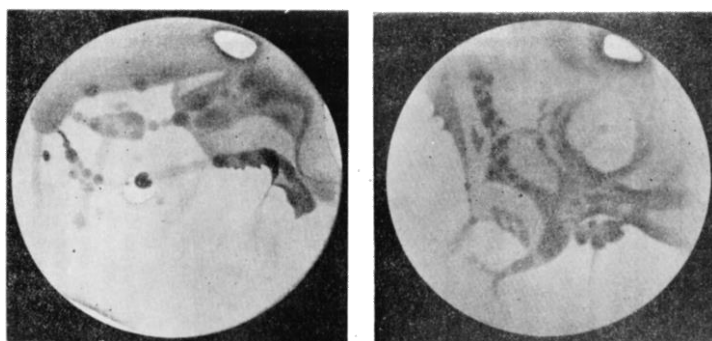
„...Według obserwacji wykonanych w Meudon powierzchnia Marsa ma wygląd zupełnie odmienny od tego, który opisywał Schiaparelli w latach 1877 - 1890 oraz wielu innych obserwatorów. Chociaż byłem przekonany o prawdziwości moich dostrzeżeń, to jednak przyjemnie było znaleźć ich potwierdzenie w niespełna trzy miesiące po ukazaniu się mojej pracy... Fotografie wykonane w obserwatorium Mt Wilson (G. Hale) i w obserwatorium Flagstaff (P. Lowell) są całkowicie zgodne z rysunkami z Meudon, natomiast przeczą rysunkom Lowella (rys. 69)”.



*Rysunek 69 Okolice Lacus Solis w r. 1909. Z lewej strony rysunek Lowella, w środku rysunek Antoniadiego, z prawej zaś rysunek według fotografii wykonanej w obserwatorium Flagstaff*

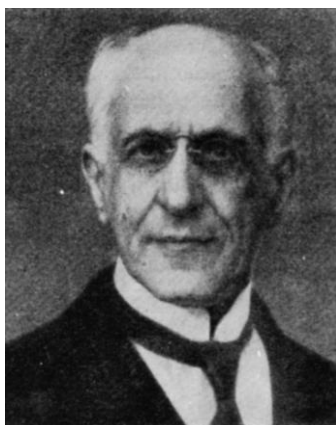
Następnie Antoniadi omawia szczegółowo różne części powierzchni Marsa porównując swoje rysunki z rysunkami Schiaparelliego i Lowella. Zwraca uwagę, że geometryczna siatka kanałów jest często sprzeczna z prawami perspektywy a także dyfrakcji światła. Ze względu na dużą zdolność rozdzielczą lunety z Meudon, oglądane przez nią kanały powinny być dużo szersze i wyraźniejsze niż w lunetach Lowella i Schiaparelliego. Tymczasem w miejscu kanałów widoczne były tylko nieregularne szczegóły. Jedynie w momentach silnego niepokoju atmosfery przelotnie występowały formy geometryczne. Końcowe zdania wypowiedzi Antoniadiego brzmią:

„...Tak więc geometryczna siatka kanałów Schiaparelliego, która od czasu do czasu ukazuje się na krótkie momenty przy obserwacjach mniejszymi lunetami, jest złudzeniem optycznym. Na jej miejscu w dużej lunecie widać albo krzywe, nieregularne, splątane smugi, albo nieco szersze, nieregularne pasma, albo grupy złożonych półcieni, albo zespoły izolowanych plam, albo też w końcu granice półcieni. Hipoteza Maundera i Greena, za której słuszością wypowiadali się już Young, Barnard, Millochau, Hale i inni, jest przeto słuszna...”



*Rysunek 70 Rysunki Antoniadiego z 1909 r. Na rysunku lewym okolica Lacus Solis (widać tu również jasne obłoki); na prawym okolica Syris Maior*

Rzeczowa, poparta dowodami wypowiedź Antoniadiego nie przekonała jednak zwolenników kanałów. Lowell wysunął twierdzenie, że mniejsze lunety lepiej nadają się do obserwacji Marsa niż większe, w tych ostatnich bowiem wskutek zwiększonego falowania powietrza trudno jest zauważyć subtelą siatkę kanałów. Zwracał też uwagę na to, że gdyby siatka kanałów była złudzeniem optycznym, to zjawisko sezonowego rozdławiania się występowałoby u wszystkich kanałów, a nie tylko u niektórych, jak to się obserwuje. Lowell twierdził przy tym, że na najlepszych fotografiach Marsa wykonanych w jego obserwatorium, można z trudem dostrzec niektóre kanały. Niestety, aby „lepiej” je pokazać, retuszował swe zdjęcia, pozbawiając je tym samym wszelkiej wartości naukowej.



*Rysunek 71 Jeden z największych badaczy Marsa, E. M. Antoniadi (1870 - 1944), który przez 56 lat wytrwale badał jego powierzchnię*

Podczas dogodnej opozycji 1924 roku świat astronomiczny znów podzielił się na dwa obozy. Slipher (następca Lowella), Trumpler, Phillips, Steavenson i inni znów rysowali na mapach Marsa cieniutkie nitkowate kanały. Z drugiej strony: Antoniadi, Baldet, van Biesbroeck, Graff i inni obserwatorzy pracujący przy wielkich teleskopach, twierdzili, że żadnej geometrycznej siatki na Marsie nie ma.

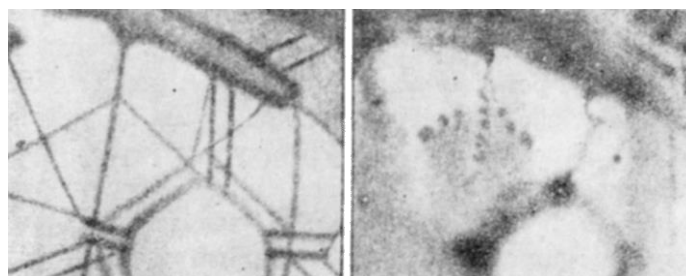
Podczas tejże opozycji prowadzone były również badania fotograficzne. R. Trumpler, który fotografował Marsa przez 92-centymetrowy refraktor obserwatorium Licka, twierdził, że na oryginalnych negatywach zdjęć można było wyróżnić ponad 100 kanałów. Niestety, nie było ich widać na reprodukowanych pozytywach. Trumpler ograniczył się zatem do sporządzania rysunków według oglądanych negatywów. Na podstawie tych rysunków opracował mapę Marsa.

Kanały rysowane przez Trumplera miały nieco inny wygląd niż nitkowate, geometryczne linie Lowella. Były to smugi nieco szersze, czasem nawet bardzo szerokie, w większości przypadków proste, ale czasem także i powyginane. W sumie - przypominały one nieco rozmyte pasma, które można było zauważyć na rysunku samego Antoniadiego. Kanały Trumplera tworzyły siatkę obejmującą lądy a czasem także i „morza” Marsa, jednak siatka ta nie miała w sobie nic ze sztuczności i nienaturalności, jaka rzucała się w oczy na mapach Lowella. Nie zaobserwowano również ani jednego przypadku kanału rozdwojonego.

Sam Trumpler przyznawał, że jego badania nie potwierdzają wyników Lowella i Schiaparelliego. Cienkie, geometryczne linie, rysowane przez tych astronomów, mogły być według niego po prostu iluzją. Był on jednak przekonany, że obserwowane przez niego kanały rzeczywiście pokrywają powierzchnię Marsa, starał się też znaleźć dla nich jakieś naturalne wytłumaczenie.

W świetle tego, co mówiliśmy w rozdziale II, wyniki otrzymane przez Trumplera są zupełnie zrozumiałe. Wiadomo bowiem, że przy naświetlaniu kliszy, które trwa zwykle kilkanaście sekund, masy powietrza na drodze promieni świetlnych do obiektywu lunety znajdują się w ciągłym ruchu. Wskutek tego falowania obraz na kliszy jest rozmyty i nieostry, a zarejestrowanie drobnych szczegółów staje się niemożliwe. Jeśli zatem w miejscu kanałów znajdują się, jak twierdził Antoniadi, grupy izolowanych plamek, to fotografia ukaże je w postaci rozmytej linii. Tak więc fotografie Trumplera mogły tylko potwierdzić to, na co zresztą zgadzali się przeciwnicy kanałów, a mianowicie, że mają one realną podstawę.

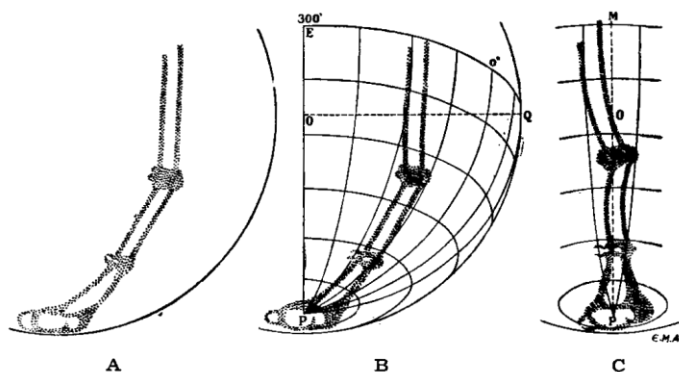
W roku 1926 Antoniadi zadał następny, decydujący cios geometrycznej teorii kanałów. W wydanej w tym roku pracy podał rysunki, wykazujące wyższość jego spostrzeżeń nad obserwacjami Schiaparelliego (rys. 72), jeszcze raz udowadniał, że geometryczna siatka kanałów jest sprzeczna z prawami dyfrakcji światła (powtórzenie argumentów z 1909 r.) oraz przytaczał ciekawy argument, świadczący o tym, że kanały nie stosują się do praw perspektywy.



*Rysunek 72 Mare Cimmerium i Elysium według Schiaparelliego (1877 - 1890) (z lewej) i Antoniadiego (1909 - 1924) (z prawej)*

Jako przykład podał rysunek kanałów Euphrates-Arnon wykonany przez Schiaparelliego w lipcu 1888 r. Kanały te miały na omawianym rysunku kształt taki, jak to przedstawia rys. 73 A. Znając

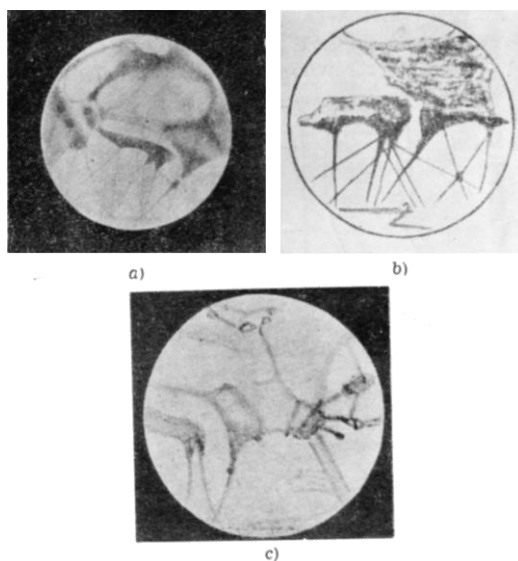
położenie bieguna można oczywiście narysować na tle rysunku siatkę współrzędnych areograficznych (rys. 73 B). Jeżeli teraz wyobrazimy sobie, że glob Marsa obrócił się o kąt taki, aby kanały znalazły się w środku tarczy, to powinniśmy je zobaczyć tak, jak to przedstawia rys. 73 C. Na żadnym jednak rysunku kanały te nie są tak powykrzywiane. Oczywiście jest więc, że wskutek złudzenia optycznego obserwator widzi kanały zawsze jako linie proste, bez względu na to, czy znajdują się one w środku tarczy, czy też na jej brzegu.



Rysunek 73 Dowód iluzoryczności geometrycznej sieci kanałów

Argumenty te musiały przekonać każdego zwolennika kanałów. Toteż Antoniadi uważał, że długoletni spór został ostatecznie zakończony. Zdenerwowany bezsensownym uporem zwolenników kanałów, nie powstrzymał się jednak od kilku gorzkich słów pod ich adresem pisząc: „Nigdy ścisłość myśli naukowej nie została mocniej znieważona, jak przez te zbrodnicze w stosunku do praw Natury historie prostoliniowych kanałów na Marsie”.

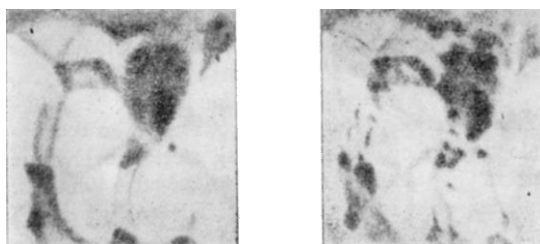
Rzeczywiście argumenty Antoniadiego przekonały poważną część zwolenników kanałów. Uznali oni precyzję jego rysunków i wielką siłę rozdzielczą lunety z Meudon, pozwalającą mu na obserwacje drobnych szczegółów w miejscu geometrycznej siatki. Tak było w Europie. Ale większość obserwatorów amerykańskich ani myślała ustąpić. W 1939 r. Slipher, Pettit i inni znów dostrzegali geometryczne, nitkowate kanały, a Tombaugh uderzony ich niezwykłą prawidłowością wysunął hipotezę, że „jeziora” są kraterami powstałymi przy upadku na powierzchnię Marsa wielkich meteoroidów, kanały zaś są pęknięciami skorupy, jakie wytworzyły się przy tych upadkach.



Rysunek 74 Kanały na Marsie według rysunków: a) Trumplera (1924), b) Pettita (1939) i Cave'a (1956)

Nie będę Czytelników nużył przytaczaniem dalszych argumentów oraz opisywaniem dalszych dyskusji. Myślę bowiem, że każdy, kto przejrzy kilka rysunków Schiaparelliego i Lowella i porówna je z rysunkami Antoniadiego, wyrobi sobie właściwe pojęcie na temat kanałów. Warto jednakże powiedzieć kilka słów o ostatnich obserwacjach z Pic du Midi.

W obserwatorium tym Lyot, Gentili, Camichel i Dollfus wykonali w latach 1941 - 1952 wiele rysunków i fotografii Marsa. Mimo doskonałych warunków i wielkiej zdolności rozdzielczej lunety, nie udało się nigdy zaobserwować geometrycznej siatki kanałów Lowella. Zarówno na rysunkach, jak i na fotografiach, w miejscu kanałów widać było pasma i smugi dość rozmyte i powyginane. Przy doskonałych warunkach atmosferycznych można było spostrzec, że nawet te smugi składają się z wielkiej liczby jeszcze drobniejszych plamek, leżących już na granicy widzialności (rys. 75). Do podobnych wniosków doszedł G. Kuiper, który w latach 1948 - 1956 obserwował Marsa przez 208-centymetrowy refraktor obserwatorium McDonalda.



*Rysunek 75 Okolice Syrtis Major według rysunków Dollfusa. Z lewej - średnie warunki atmosferyczne, z prawej - doskonałe warunki*

Jak więc można sformułować obecny pogląd na sprawę kanałów? Jest rzeczą niewątpliwą, stwierdzoną za pomocą zarówno fotografii, jak i obserwacji wizualnych, że na powierzchni Marsa można wyróżnić (w doskonałych warunkach obserwacyjnych) wiele drobnych, nieregularnych szczegółów, których cechą charakterystyczną jest układanie się w niektórych wyróżnionych kierunkach. W gorszych warunkach atmosferycznych szczegóły te wydają się połączone i tworzą wówczas wydłużone, rozmyte, często powyginane pasma. Przy obserwacjach małymi lunetami szczegóły te znajdują się już na granicy dostrzegalności, toteż w zwykłych warunkach nie są widoczne. W momentach dobrej widzialności wyćwiczony obserwator może je dostrzec, ulega jednak złudzeniu optycznemu, widząc cienkie, geometryczne linie. Jeśli zatem pod nazwą „kanały” będziemy rozumieć owe wyróżnione kierunki, wokół których najczęściej układają się drobne, nieregularne i różnorodne plamki, to można powiedzieć, że istnienie ich na powierzchni Marsa zostało niezbiecie stwierdzone. Jeśli natomiast „kanałami” będziemy nazywać geometryczną siatkę cienkich, nitkowatych linii, jakie czasem można spostrzec w mniejszych lunetach, to takie utwory na Marsie nie istnieją.

Nie jest oczywiście winą Schiaparelliego, że nie mógł dostrzec na Marsie tego, co można zobaczyć w dzisiejszych wielkich lunetach. Niezwykła ostrość jego wzroku pozwoliła mu i tak zaobserwować takie szczegóły, jakich żaden z jego współczesnych nie mógł dostrzec nawet przez większe lunety. Schiaparelli nie mógł jednak pokonać praw dyfrakcji światła i zwiększyć siły rozdzielczej swej niewielkiej lunety. Choć nie zgadzamy się dziś z jego poglądami, możemy go tylko podziwiać jako obserwatora.

Znacznie przykrzejszą rzeczą jest fakt, że niektórzy astronomowie obserwujący Marsa przez niewielkie lunety, próbują nadal bezkrytycznie trwać przy swoich przekonaniach. Tak np. T. R. Cave, który obserwował Marsa w 1956 r. przez 30-centymetrowy refraktor (jakże niewielki w porównaniu z lunetami Antoniadiego, Dollfusa czy Kuipera) opisuje kanały jako ostre, dokładnie prostoliniowe, geometryczne kreski i dziwi się, dlaczego astronomowie chcą przeczyć ich istnieniu. Twierdzi on, że nawet w najlepszych warunkach atmosferycznych, kanały nie rozdzielały się na poszczególne plamki

(bo też i nie mogły zostać rozdzielone w tak niewielkiej lunecie) (rys. 75). Całe szczęście, że coraz mniej jest tych, którzy próbują w ten sposób cofać historię.

Trzeba tu jednak wyraźnie podkreślić, że rozwiązanie tajemnicy geometrycznej sieci kanałów nie oznacza bynajmniej rozwikłania zagadki kanałów, rozumianych w szerszym sensie. Nadal nie wiemy, co jest przyczyną istnienia na Marsie wyróżnionych kierunków grupowania się drobnych szczegółów. W rozdziale XI będzie mowa o jednej z hipotez odnoszących się do tego zagadnienia.

Na zakończenie - bardzo zabawny fakt. Na temat kanałów napisano już dotąd tysiące niepoważnych prac. Z biegiem czasu jednak ich liczba szybko się zmniejsza.

Dlatego też swego rodzaju „curiosum” stanowi artykuł W. A. Webba, który ukazał się w roku 1955(!) w dość poważnym skądinąd piśmie astronomicznym, jakim są „Publikacje Astronomicznego Towarzystwa Pacyfiku”. Autor ubolewa nad tym, że tak mało dotychczas zajmowano się matematyczną analizą geometrycznej sieci kanałów, która przecież została niezbicie stwierdzona przez Lowella, Pettita, Trumplera i innych. Bada następnie statystycznie sieć kanałów Lowella, ich przecinanie się i krzyżowanie w jeziorach”, oraz porównuje otrzymane wyniki z analizą statystyczną pajęczyn wytwarzanych przez różne gatunki pająków, pęknięć na starej wazie oraz z badaniami krzyżowania się linii kolejowych w stanach Iowa i Ohio. Okazuje się, że sieć kanałów ma podobne własności jak sieć linii kolejowych. W ostatniej chwili autor zachowuje powagę na tyle, że nie wysuwa twierdzenia, że kanały są liniami kolejowymi Marsjan.



## Rozdział IX

### „Morza”

Ciemne, szarozielonkawe plamy, zajmujące około  $\frac{1}{3}$  powierzchni Marsa, stanowią od lat największą zagadkę dla badaczy tej planety. Zagadka ta wiąże się ściśle z zagadnieniem życia na Marsie, toteż na jej rozwiązanie oczekują z niecierpliwością nie tylko astronomowie, lecz także cały niemal ogół ludzi inteligentnych.

Pierwsi badacze Marsa nazwali ciemne części jego powierzchni „morzami”, uważając je za przestrzenie wodne podobne do ziemskich mórz i oceanów. Przypuszczenie to, wysunięte w roku 1784 przez W. Herschla, oparte było na znanym od dawna fakcie znacznego pochłaniania promieni świetlnych przez obszary wodne. Wiadomo bowiem, że jeziora czy morza oglądane z dużej wysokości są dużo ciemniejsze od lądu, a czasami wydają się prawie czarne; silne zwierciadlane odbicie promieni od powierzchni wód można zaobserwować tylko wtedy, gdy patrzymy na nią pod określonym kątem w stosunku do źródła światła.

Ta najprostsza interpretacja natury „mórz” Marsa była powszechnie przyjmowana przez uczonych prawie do końca XIX wieku. W jej prawdziwość wierzyli tacy badacze jak Flammarion i Schiaparelli. Wkrótce jednak nowe fakty obserwacyjne zmusiły astronomów do zmiany poglądów.

Okazało się przede wszystkim, że powierzchnia „mórz” Marsa nie jest tak jednorodna, jak powierzchnia ziemskich oceanów. Poszczególne „morza” różnią się znacznie wyglądem i barwą. Na ich powierzchni można wyróżnić wiele drobnych szczegółów: oddzielne pasma, plamy, obszary ciemniejsze i jaśniejsze. Poza tym pewna część powierzchni Marsa stanowi pod względem barwy i jasności ciągłe przejście między „morzami” i „lądami”. Stwierdzono również, że ciemne plamy „mórz” nie mają niezmiennego kształtu i barwy, lecz są utworami bardzo zmiennymi. Zmiany te zauważył już Secchi (1863), a Flammarion (1876) i Trouvelot (1884) potwierdzili jego dostrzeżenia. Obserwowane zjawiska trudno było pogodzić z hipotezą wodnej natury „mórz” Marsa, próbowano jednak nadal ją utrzymać. Na przykład Flammarion wysunął dość nienaturalne przypuszczenie, że morza Marsa są bardzo płytkie i zawierają niewiele wody, toteż długie susze czy też obfite opady powodują, że ich kształt i barwa znacznie się zmienia.

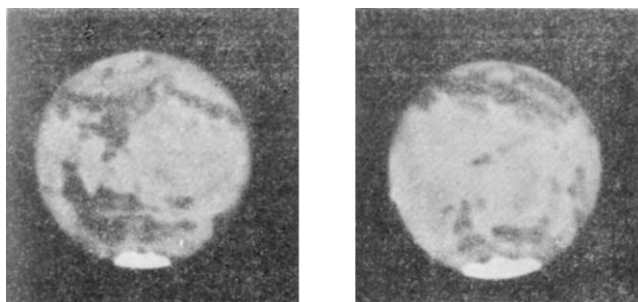
Zwrócono następnie uwagę na fakt, że gdyby na powierzchni Marsa rzeczywiście istniały morza, to przy odpowiednim położeniu Ziemi względem Marsa i Słońca, można byłoby obserwować odbicie Słońca w ich tafli wodnej. Schiaparelli wyliczył nawet, że obserwowany błysk światła byłby tak jasny jak gwiazda 3-ciej wielkości. Nikt jednak spośród wielu astronomów obserwujących „morza” nie zauważył nigdy takiego odbłasku. Wobec tych wszystkich faktów nawet najbardziej uparci zwolennicy wodnej hipotezy „mórz” Marsa ustąpili wkrótce ze swojego stanowiska.

Obecnie wiemy, że istnienie stałych, otwartych zbiorników wodnych na powierzchni Marsa jest niemożliwe. Przeczy temu niska średnia temperatura planety i znikoma zawartość pary wodnej w jej atmosferze. Jedynie podczas topnienia czapek polarnych, gdy atmosfera jest lokalnie nasycona parą wodną możliwe jest chwilowe tworzenie się niewielkich, szybko wysychających kałuż (patrz rozdział VII).

Niedawno W. Fiesenkow (1949) powtarzając wyliczenia Schiaparelliego starał się wykazać, że nie mogą istnieć na Marsie nawet małe jeziorka. Obliczył on, że odbicie Słońca w ich tafli wodnej byłoby dostrzegalne z Ziemi nawet wówczas, gdyby średnica jeziorek wynosiła tylko 300 metrów. Jednakże Barabaszew (1952) zwrócił uwagę, że odbłask taki można by obserwować tylko w przypadku jeziorek

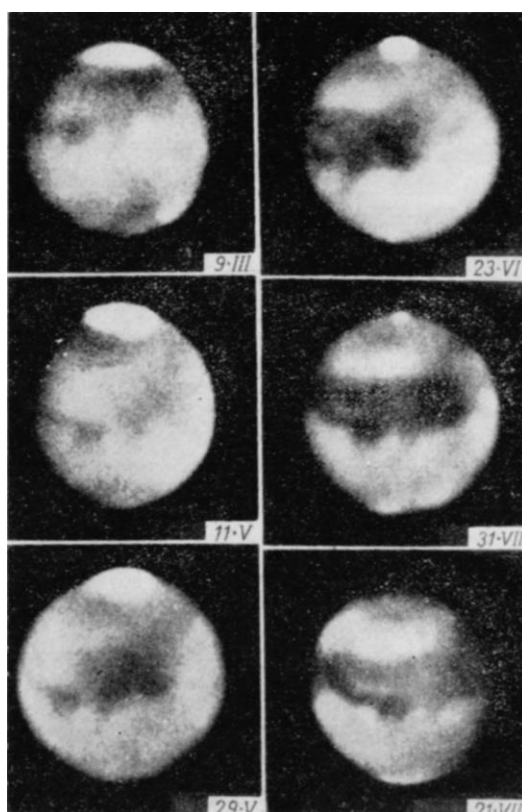


położonych w równikowych obszarach Marsa (w pasie między  $-25^{\circ}$  a  $+25^{\circ}$  szerokości areograficznej). Jeśli natomiast chodzi o obszary położone bliżej bieguna, to niemożliwe jest takie ustawienie Marsa, Ziemi i Słońca, aby odbłask mógł być dostrzeżony z Ziemi. W szczególności więc, nie możemy z Ziemi zauważyć odbłasku Słońca w jeziorach, jakie mogą się tworzyć przy topnieniu czapek polarnych.



Rysunek 76 Subtelna struktura „mórz” Marsa według rysunków Dollfusa (1948)

Zanim przejdziemy do omawiania różnych hipotez wyjaśniających naturę „mórz” Marsa, przytoczymy najciekawsze wyniki ich badań.



Rysunek 77 Sezonowe zmiany „mórz” Marsa. Obok każdego rysunku podana jest data roku marsowego

Najważniejszą cechą „mórz” są sezonowe zmiany ich barwy i intensywności, powtarzające się regularnie w każdym roku Marsa. Zmiany te były dokładnie badane przez Lowella, a potem przez Antoniadięgo, Barabaszewę i de Vaucouleursa. „Morza” Marsa są, jak już wspominaliśmy, bardzo różnorodne pod względem barwy i intensywności, toteż zmiany sezonowe przebiegają w nich na ogół w różny sposób. Udało się jednak spostrzec w tych zmianach pewne bardzo istotne prawidłowości.

Gdy na danej półkuli Marsa panuje zima, większość „mórz” jest słabo widoczna i ma wyblakły szarawy, szarozielonkawy lub szaroniebieskawy kolor. Z nastaniem wiosny, gdy zaczyna topnieć czapka polarna, „morza” okolic podbiegunowych stopniowo ciemnieją, przy czym fala pociemnienia

wyraźnie przesuwają się w stronę równika. Jednocześnie zielonkawa i niebieskawa barwa „mórz” staje się bardziej intensywna. W środku lub pod koniec lata, „morza” znów zaczynają jaśnieć, na ich powierzchni pojawiają się brązowe i brunatne plamy i wreszcie na jesieni powracają one do szarawego wyglądu, jaki miały w zimie. G. de Vaucouleurs, który badał dokładnie zmiany „mórz” podczas opozycji 1939 roku, wyliczył, że wiosenna fala pociemnienia „mórz” przemieszcza się w kierunku równika z szybkością średnio 45 kilometrów dziennie, tak że osiąga równik po upływie około dwóch miesięcy, rozprzestrzeniając się następnie również w pobliskich „morzach” drugiej półkuli Marsa.

Opisany przebieg zmian sugeruje oczywiście, że przyczyną ich jest zmiana wilgotności związana z topnieniem czapki polarnej. G. de Vaucouleurs udowodnił, że pogląd ten jest słuszny, bowiem obserwowana szybkość zmian „mórz” jest zgodna z wyliczoną prędkością przemieszczania się fali wilgotnego powietrza z nad topniejącej czapki polarnej ku równikowi.

Barabaszew (1947), który przez długi czas zajmował się badaniem sezonowych zmian ciemnych plam Marsa, doszedł do wniosku, że okres czasu, w którym „morza” mają intensywną zielonkawą lub niebieskawą barwę, jest najdłuższy w okolicach równikowych, najkrótszy zaś w obszarach biegunowych. „Morza” okolic bieguna (np. Mare Chronium, Sinus Palinuri) przybierają zielonkawą kolor tylko na krótki okres czasu w lecie, przez resztę roku natomiast mają barwę brązową lub szarozielonawą. „Morza” położone w obszarze zwrotnikowym (np. Mare Cimmerium, Mare Erythraeum, Mare Sirenum, Mare Ionium) są zielonawe i niebieskawe przez większą część wiosny i lata, zaś w zimie i jesieni przybierają kolor szarozielonawy. Wreszcie u „mórz” strefy równikowej (np. Syrtis Maior, Syrtis Minor, Margaritifer Sinus, Mare Serpentis, Mare Tyrrhenum, Sinus Sabaeus) zmiany sezonowe są najmniej wyraźne. Można to łatwo wyjaśnić biorąc pod uwagę, że zmiany klimatu tych okolic są niewielkie. „Morza” tej strefy są szaroniebieskawe i szarozielonawe przez większą część roku, na wiosnę i w początkach lata stają się wyraźnie zielone lub niebieskie, aby w środku lata (około przejścia Marsa przez perihelium) przybrać na krótko kolor brązowy, po czym znów wracają do zwykłej barwy szarozielonawej lub szaroniebieskawej. Oprócz tego występują na Marsie obszary „mórz”, które nie wykazują zmian sezonowych, ale pozostają przez cały rok jednakowo zielonkawe czy niebieskawe. Do takich „wiecznie zielonych” obszarów należą między innymi pewne części Syrtis Maior.

Kontrast między lądami i „morzami” oraz obserwowana barwa „mórz” nie są takie same podczas wszystkich opozycji. Gdy atmosfera Marsa jest czysta i przejrzysta, zielonawy odcień „mórz” jest dobrze widoczny, natomiast w okresach jej silnego zapylenia „morza” są szarawe i nie różnią się wiele od lądów. Tak było na przykład podczas ostatniej opozycji z r. 1956, gdy na Marsie szalały potężne burze piaskowo-pyłowe. Kuiper, który wykonywał wówczas obserwacje za pomocą 208-centymetrowego reflektora obserwatorium McDonalda, stwierdził, że „morza” miały barwę zbliżoną do lądów, były tylko od nich nieco ciemniejsze. Słaby odcień zielonawy można było zaobserwować tylko u niektórych z nich (Mare Cimmerium). Natomiast w roku 1948, gdy atmosfera Marsa była bardziej przejrzysta, ten sam obserwator opisywał „morza” jako wyraźnie odcinające się od lądów plamy o żywej zielonej barwie.

Wielu sceptycznie nastawionych astronomów wątpiło w realność zmian sezonowych, przypuszczając, że są one wynikiem złudzenia optycznego, jakiego doznaje oko przy obserwacji słabo oświetlonej tarczy planety. Zwątpienie to zrodziło się wskutek tego, że czasem różni badacze oceniali w różny sposób kolor „mórz”. Wizualne oceny zabarwienia poszczególnych części powierzchni Marsa są rzeczywiście bardzo trudne i mogą być obarczone pewnymi błędami. Wiemy jednak z rozdziału VI, że istnieją bardziej obiektywne oceny barwy, polegające na wyznaczaniu widmowego rozkładu albedo. Zobaczmy więc jakie wyniki przyniosły te badania.

Obserwacje albedo „mórz” w różnych częściach widma były już przeprowadzane kilkakrotnie. Najciekawsze wyniki otrzymał Barabaszew (1952), który wyznaczał zdolność odbijającą dla każdego „morza” z osobna. Jego rezultaty potwierdziły istnienie sezonowych zmian barwy „mórz”, choć zdają się wskazywać, że mają one nieco inny charakter niż to zostało ustalone na drodze obserwacji wizualnych.

Barabaszew stwierdził, że wszystkie „morza” Marsa są zasadniczo czerwone, ponieważ ich albedo systematycznie wzrasta w miarę przechodzenia od fioletu do czerwieni. Ponieważ jednak „morza” są ciemniejsze i mniej czerwone od lądów, przez kontrast z nimi wydają się zielonawe czy też niebieskawe. Kolory „niebieskawy” czy też „zielonawy” trzeba wobec tego traktować jako wyraz tego, że dany obszar jest bardziej niebieski czy bardziej zielony w stosunku do czerwonych pustyń. Barabaszew stwierdził poza tym, że stopień „czerwoności” „mórz” zależy wyraźnie od pory roku marsowego. Na jesieni lub w zimie, gdy Słońce nawet w południe znajduje się nisko na niebie, „morza” mają dość duże albedo w czerwieni i nie różnią się wiele od lądów. Natomiast na wiosnę i w lecie, gdy wysokość Słońca w południe przekracza 52°, „morza” ciemnieją zmniejszając albedo głównie w czerwonej części widma, przez co stają się bardziej zielone czy też bardziej niebieskie.

Tabela XII

Zmiany albedo „mórz” Marsa (wg danych Barabaszewa 1952 r.)					
„Morze”	Wysokość Słońca w południe $h^\circ$	Długość fali światła			
		460 $m\mu$	520 $m\mu$	580 $m\mu$	640 $m\mu$
Auorae Sinus	51		0,110		0,262
	81	0,108			0,200
Margaritifer Sinus	51		0,142	0,191	0,243
	83	0,136			0,188
Mare Cimmerium	37		0,147	0,186	0,239
	71	0,110			0,169
Mare Sirenum	38	0,099	0,134	0,203	0,226
	63	0,112			0,159
Mare Tyrrhenum	36		0,123		0,235
	76				0,175
Mars Hadriaticum	31	0,108			0,278
	61	0,107			0,177
Solis Lacus	48				0,250
	77	0,102			0,201
Aonius Sinus	21		0,138		0,399
	56	0,107			0,181

Niektóre wyniki badań Barabaszewa są zebrane w tabeli XII; widać z niej, że na wiosnę i w lecie albedo „mórz” w czerwieni jest prawie o 30% mniejsze niż podczas zimy. Wielka szkoda jednak, że pomiary Barabaszewa były bardzo niesystematyczne. Oceny albedo „mórz” w okresie letnim były wykonywane tylko w świetle czerwonym i niebieskim, brak jest natomiast zupełnie ocen w świetle zielonym. Dane zebrane w tabeli nie pozwalają zatem na rozstrzygnięcie, czy „morza” w okresie letnim rzeczywiście zielenieją, czy też stają się tylko mniej czerwone, a ich intensywna zielona barwa wynika ze zwiększonego kontrastu.

Albedo „mórz” było również wyznaczane przez innych astronomów (patrz tabela XIII). Nie badali oni jednak każdego obszaru z osobna, jak to robił Barabaszew, lecz oceniali średnią wartość albedo dla wszystkich „mórz” razem. Wobec dużej różnorodności ciemnych obszarów, którą widać choćby z tabeli XII, takie wartości średnie mają tylko częściowo sens, stanowią jednak poważne uzupełnienie wyników Barabaszewa. Wszystkie dane zebrane w tabeli XIII odnoszą się do okresu letniego, kiedy „morza” były najbardziej zielonkawe.

*Tabela XIII*

Średnie albedo „mórz” Marsa									
Autor	380 mμ	430 mμ	460 mμ	520 mμ	560 mμ	580 mμ	630 mμ	640 mμ	730 mμ
Szaronow (1941)	0,11	0,11			0,16		0,19		0,17
Fiesenkow (1944)		0,09			0,18		0,17		0,16
Sytyńska (1948)	0,06	0,09			0,16		0,16		0,16
Kowal (1956)			0,10	0,15		0,14		0,16	

Z tabeli tej wynika, że „morza” mają praktycznie jednakowe albedo w całym obszarze widma od zieleni do podczerwieni, a więc są prawie zupełnie szare (zdolność odbijająca ciał szarych nie zależy od długości fali). Dane te potwierdzają zatem częściowo pogląd Barabaszewa, że zielonkawy i niebieskawy kolor „mórz” wynika głównie z ich kontrastu z bardzo czerwonymi lądami.

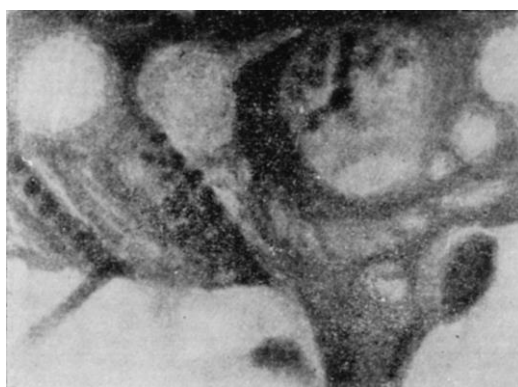
Na osobne omówienie zasługują dane dotyczące albedo „mórz” w ultrafioletowej i fioletowej części widma. Liczby podawane przez autorów wymienionych w tabeli XIII są zupełnie nieprawdopodobne, wynika z nich bowiem, że w tej części widma „morza” są tak samo jasne jak lądy. Rezultat ten wynika z błędnego zrozumienia obserwowanej jasności tarczy Marsa.

Pamiętamy przecież z rozdziału IV, że na zdjęciach wykonanych w świetle ultrafioletowym i fioletowym szczegóły powierzchni Marsa są zupełnie niewidoczne wskutek przesłonięcia przez grubą „warstwę fioletową”. Tarcza Marsa jest wtedy prawie jednolicie jasna (nie mówiąc o ewentualnych obłokach). Jeśli zatem będziemy chcieli obliczyć zdolność odbijającą powierzchni planety eliminując z obserwowanej jasności tarczy światło rozproszone w atmosferze, to oczywiste jest, że dla lądów i „mórz” otrzymamy jednakowe wartości albedo. Wystarczy jednak spojrzeć na rys. 34, aby przekonać się, że taki wynik nie jest prawdziwy. Widać bowiem, że na zdjęciach wykonanych w momentach rozrzedzenia „warstwy fioletowej”, gdy atmosfera Marsa łatwiej przepuszcza światło krótkofalowe, „morza” są jak zwykle ciemniejsze od lądów. Tylko te zdjęcia można zatem wykorzystywać do wyznaczenia albedo powierzchni w tej części widma. Niestety, nie zostało to dotąd wykonane.

Omawiane wyniki badań zdają się więc wskazywać, że w obszarze od zieleni do podczerwieni albedo „mórz” bardzo mało zależy od długości fali. „Morza” mają więc właściwie szarawy lub z lekka czerwonawy odcień, a tylko przez kontrast wydają się niebieskawe lub zielonawe. Do wszystkich tych rezultatów trzeba jednak odnosić się z pewną rezerwą. Z jednej bowiem strony oceny wizualne są bardzo niepewne, gdyż zmiany oświetlenia, różnice czułości oka i jego zmęczenie, nie mówiąc już o błędach lunety (aberracja chromatyczna), mogą być przyczyną zupełnie fałszywych wrażeń wzrokowych; z drugiej zaś strony nie można w pełni ufać także wynikom obserwacji fotograficznych zestawionym w tabelach XII i XIII, bowiem na zdjęciach, które służyły do wyznaczenia albedo „mórz”, średnica obrazu Marsa wynosiła nie więcej niż 2 mm. A przecież „morza” zajmują tylko małą część tarczy planety. Drobne nieregularności kliszy czy też różnice jej wywołania mogą zatem powodować błędy, których nie da się usunąć nawet na drodze bardzo subtelnych pomiarów fotometrycznych.

Twierdzenie, że obserwowany w lunecie zielonawy czy niebieskawy odcień „mórz” nie odpowiada ich rzeczywistej barwie, lecz powstaje skutek kontrastu z czerwonymi lądami, wydaje się zatem zbyt stanowcze. Nie jest wykluczone, że niektóre obszary „mórz” mają rzeczywistą zieloną barwę.

W każdym razie wyniki badań barwy „mórz” są zgodne z tym, co mówiliśmy wyżej na temat ich złożonej struktury, którą można dostrzec w doskonałych warunkach atmosferycznych przy obserwacji wielkimi lunetami. Rys. 76 i 78 pokazują wyraźnie, że powierzchnia „mórz” składa się z wielu oddzielnych pasm, plam, punktów jaśniejszych i ciemniejszych. Według słów Comasa Soli - „morza” przypominają gęsto cętkowaną skórę lamparta. Najdrobniejsze plamy, jakie można jeszcze dostrzec przez lunety, mają średnice rzędu kilkunastu kilometrów, ale należy przypuszczać, że i one składają się z jeszcze drobniejszych plamek. Ciemna substancja nie pokrywa więc całkowicie powierzchni „mórz”.

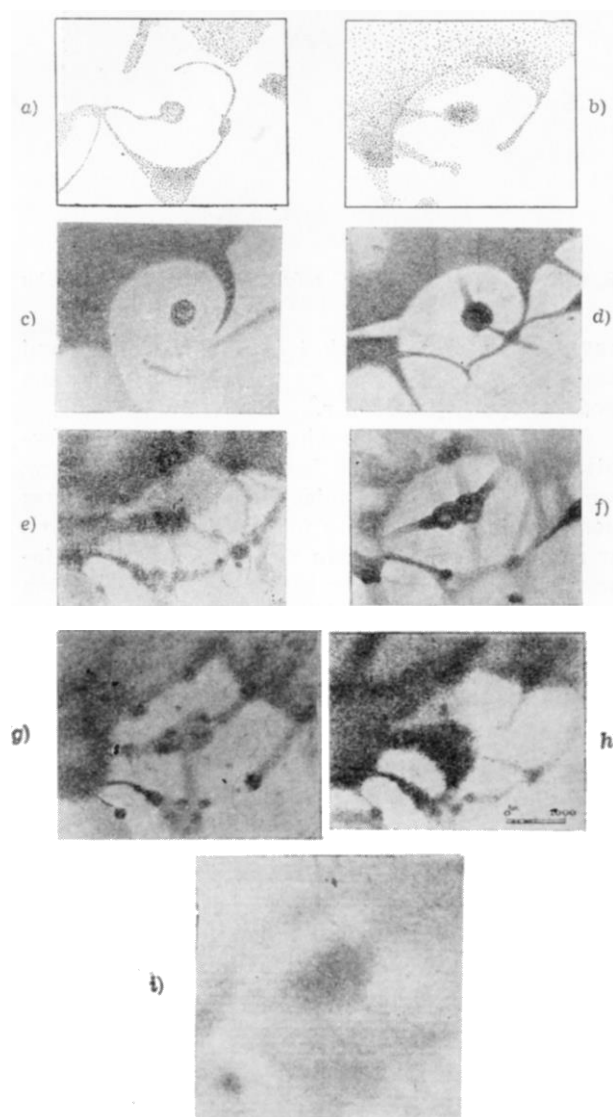


*Rysunek 78 Plamista struktura „mórz” Marsa według rysunku Comasa Soli z roku 1909*

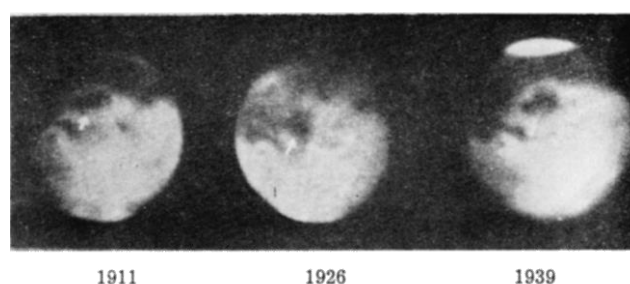
Można zatem przyjąć, że „morza” są w zasadzie obszarami pustynnymi podobnymi do lądów, jednak część ich powierzchni jest pokryta jakimś ciemnym materiałem. Pozostałe miejsca odsłoniętej pustyni nadają całym obszarom „mórz” lekki, czerwonawy odcień. Fakt, że przy przechodzeniu od czerwieni do fioletu albedo „mórz” zmniejsza się wolniej niż albedo lądów, świadczy o tym, że ciemna substancja pokrywająca częściowo ich powierzchnię odbija więcej promieni krótkofalowych, a więc ma kolor zielonawy czy niebieskawy. W okresach, gdy na Marsie szaleją burze piaskowo-pyłowe „morza” mogą być częściowo zasypywane przez piasek i ich kontrast z lądami zmniejsza się, tak jak to na przykład obserwowano podczas opozycji z 1956 r.

Oprócz zmian sezonowych „morza” podlegają również powolnym zmianom kształtu, które nazywamy zmianami wiekowymi. Zmiany te łatwo wykryć przez porównanie rysunków czy fotografii wykonywanych w różnych latach. Możliwe, że zmianom kształtu towarzyszą również zmiany barwy „mórz”, nie można jednak wnioskować o nich na podstawie niepewnych ocen barwy wykonywanych przez różnych obserwatorów.

Przykładem zmian mogą być zmiany obserwowane w okolicy Lacus Solis. Od roku 1830 do 1879 „jeziro” to miało prawie dokładnie kolisty kształt (rys. 79 a, b, c, d), co było między innymi przyczyną nazwania go przez Schiaparelliego „Jezierzem Słońca”. Pod koniec XIX wieku i w pierwszych latach wieku XX „jeziro” to zaczęło się wydłużać przybierając kształt owalny (rys. 79 e, j), który zachował się aż do roku 1924 (rys. 79 g). W roku 1926 nastąpiła nagła zmiana. „Jezierz” powiększyło się i skrzyło przybierając kształt półksiężyca (rys. 79 h). Po tej zmianie Lacus Solis wróciło powoli do owalnego kształtu, jaki miało przed 1926 r. (rys. 79 i). Można mieć zastrzeżenia odnośnie dokładności odtworzenia drobnych szczegółów na poszczególnych rysunkach, jednak nie można kwestionować ogólnego charakteru zmian, tym bardziej, że zostały one potwierdzone również przez obserwacje fotograficzne (rys. 80).



Rysunek 79 Zmiany wiekowe okolic Lacus Solis a) Beer i Mädler (1830), b) Kaiser (1864), c) Flammarion (1877), d) Schiaparelli (1877), e) Antoniadi (1909), f) Comas Sola (1909), g) Antoniadi (1924), h) Antoniadi (1926), i) Antoniadi (1933)



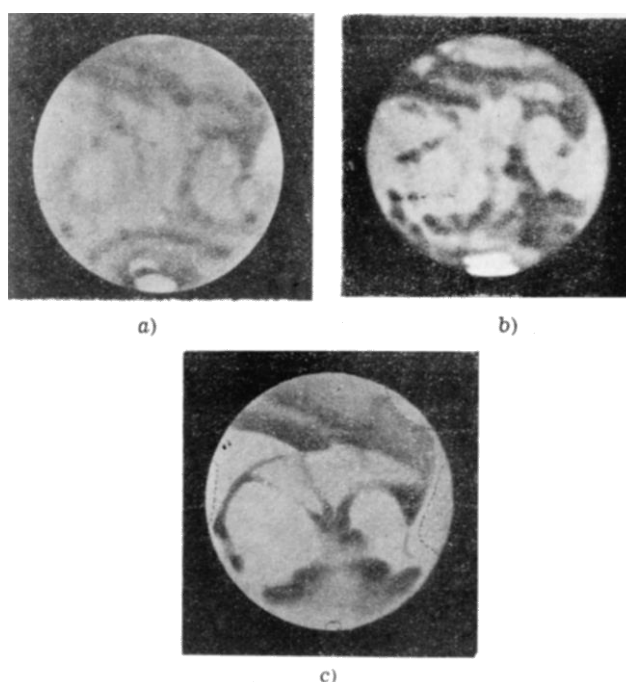
Rysunek 80 Zmiany wiekowe Lacus Solis według obserwacji fotograficznych

Zmiany wiekowe spostrzeżono dotąd już w kilkunastu miejscach powierzchni Marsa. Do „mórz” zmieniających nieco kształt należą między innymi: Hydaspis Sinus, Gangis Sinus, Aurea Chersonesus, Ambrosiae Lacus, Phoenicis Lacus, Phasis. Icaria, Laestrygonum Sinus, Tritonis Sinus, Syrtis Maior, Noachis, Astaborae Sinus i Cyclops. Ciekawe zmiany obserwowano również w przypadku „kanałów” Thoth-Nepenthes, położonych na północny-wschód od Syrtis Maior. „Kanały” te mają zwykle postać

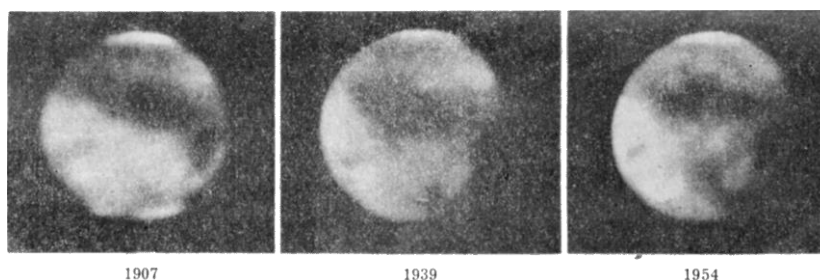


szerokiego, rozmytego i nieco wykrzywionego pasma. W latach 1888, 1901 - 1903, 1913 - 1922, 1926 - 1928, 1943 - 1950 pasmo to było dość intensywne i łatwo dostrzegalne, natomiast w latach 1892, 1905 - 1909, 1924, 1939 - 1941, prawie nie różniło się od otaczającego lądu.

Warto również wspomnieć o ciekawej zmianie, jaka dokonała się na powierzchni Marsa w ciągu ostatnich kilkunastu lat. W okolicy niewielkiego „jeziora” Nodus Alcyonius, położonego na północny-wschód od Syrtis Maior, utworzyła się wielka plama o powierzchni około 1,5 miliona km<sup>2</sup>. Jeszcze w roku 1933 Antoniadi obserwując tę okolicę, widział tylko kilka niewielkich jezior (rys. 81 a). Już jednak w 1937 r. obserwatorzy japońscy dostrzegli tworzenie się nowego „jeziora”, a w latach 1939-1954 obserwowano jego stopniowe rozrastanie się (rys. 81 b, c). Północną i południową część tej plamy nazwano odpowiednio- Thoana Palus i Nodus Laocoontis. Zmiany tej okolicy Marsa są również widoczne na fotografiach wykonanych w obserwatorium Lowella i Lamont-Hussey (rys. 82).



Rysunek 81 Utworzenie się na Marsie nowego „morza” (Nodus Laocoontis i Thoana Palus); a) rysunek Antoniadiego z 1933 r., b) Dollfusa z 1948 r., c) Saheki z 1950 r.



Rysunek 82 Utworzenie się na Marsie nowego „morza” (Nodus Laocoontis i Thosana Palus) według obserwacji fotograficznych

O tym, że własności „mórz” różnią się zasadniczo od własności lądów, świadczą także wyniki pomiarów fotometrycznych i polarymetrycznych. I. Kowal (1954) wyliczył ze swych obserwacji, że „współczynnik gładkości” „mórz” wynosi 0,45-0,54; świadczy to o tym, że powierzchnia „mórz” jest



bardziej nierówna od powierzchni pustyni. A. Dollfus (1951) stwierdził, że światło „mórz” jest spolaryzowane inaczej niż światło lądów; polaryzacja jego wykazuje przy tym sezonowe zmiany.

J. Öpik (1950) zwrócił uwagę na zadziwiającą trwałość „mórz”. Obserwujemy wprawdzie wiekowe zmiany ich brzegów, ale zasadniczy kształt nie ulega zmianie. Jest to o tyle dziwniejsze, że jak już mówiliśmy, bardzo często obserwuje się na Marsie burze piaskowo-pyłowe. Niesiony wiatrem piasek musi niewątpliwie pokrywać częściowo powierzchnię „mórz”. Jeśli mimo to „morza” nie zostały dotąd całkowicie zasypane, to jasne jest, że muszą one mieć jakąś „zdolność regeneracyjną”. Taką zdolność ma na przykład ziemska roślinność rosnąca na pustyniach.

Zielonkawa barwa „mórz” i jej sezonowe zmiany były od dawna przedmiotem różnych domysłów i hipotez. Już w roku 1877 E. Liais wysunął przypuszczenie, że „morza” są obszarami porośniętymi roślinnością, która nadaje im specyficzny odcień. Sezonowe zmiany barwy i intensywności „mórz” są wobec tego wywołane zamieraniem i odżywianiem roślin. Z nastaniem wiosny, roślinność marsowa zaczyna odżywać, przy czym proces ten zaczyna się w pobliżu topniejącej czapki polarnej, która jest źródłem drogiej w pustynnym klimacie wody. Stopniowo zatem „morza” przybierają zielonkawy odcień. Jednak już w środku lata roślinność zaczyna zamierać z braku wody i „morza” przybierają kolor żółtawobrunatny, podobny do barwy zeschłych liści. W zimie wszystkie czynności życiowe ustają a rośliny oczekują na nowy okres wegetacji. Toteż „morza” mają wtedy odcień szarawy. Ta śmiała hipoteza została przyjęta ze zrozumiałym entuzjazmem. O jej dalszych losach będziemy mówić w rozdziale XI.

Inną hipotezę odnośnie natury „mórz” wysunął znany szwedzki fizyk S. Arrhenius (1912). Porównywał on „morza” do spotykanych wśród pustyni ziemskich kewirów (Iran) czy takirów (Turkiestan). Są to obszary pokryte warstwami różnych soli, osadzonych przez spływające po pustyni wody wielkich ulew (patrz rozdział VI). Sole takie, w zależności od ilości związanej wody, mogą przybierać różne barwy. Arrhenius twierdził, że na wiosnę, gdy powietrze Marsa nasycy się parą wodną z topniejącej czapki polarnej, sole namakają, ciemnieją i mogą przybierać zielonkawy odcień. W lecie natomiast powierzchnia „mórz” traci związaną wodę, wysycha i staje się szarawa. Wiekowe zmiany kształtu „mórz” można było wytłumaczyć częściowym zasypywaniem powierzchni soli przez piaski pustynne.

Hipoteza Arrheniusa nigdy nie miała wielu zwolenników. Obecnie, gdy dokładniej znamy warunki panujące na Marsie, nie wydaje się ona prawdopodobna. Wody na Marsie jest niezwykle mało i trudno przypuścić, aby starczyło jej do takiego namoknięcia minerałów, aby mogły one dostrzegalnie zmienić barwę. Proces taki może zachodzić najwyżej w obszarach polarnych, gdzie prawdopodobne jest nawet tworzenie się niewielkich zbiorników wodnych.

## Rozdział X

### Czyżby wulkany na Marsie?

Jedną z najzabawniejszych historii naiwności ludzkiej jest sprawa sygnałów z Marsa. Podczas opozycji 1890 r. kilku obserwatorów zauważyło na nieoświetlonej części powierzchni Marsa, w pobliżu terminatora, kilka bardzo jasnych punktów, które po kilku dniach znikły (rys. 83). Podobne utwory widziano kilkakrotnie podczas opozycji 1892, 1894 i 1896 roku. Były to z pewnością wysokie chmury, oświetlone promieniami Słońca; tak też tłumaczyli ich naturę ówczesni astronomowie. Innego zdania byli jednak dziennikarze, których fantazja kazała im widzieć w tych punktach sygnały dawane nam przez mieszkańców Marsa.



*Rysunek 83 Jasne chmury przy brzegu terminatora Marsa obserwowane przez J. Keelera 6 lipca 1890 r. Chmury te były uważane przez niektórych za sygnały wysyłane przez mieszkańców Marsa*

Jeszcze większą sensację wzbudziły obserwacje wykonane w nocy 1900. 8 grudnia A. E. Douglass z obserwatorium Lowell'a zauważył w okolicy Marsa zwanej Mare Icarium bardzo jasną plamę, która znikła po siedemdziesięciu minutach. Plama ta była dużo jaśniejsza od poprzednio obserwowanych, toteż Lowell umieścił w pismach astronomicznych depeczę zawiadamiającą o ciekawym spostrzeżeniu. Wiadomość o odkryciu Douglassa wywołała zrozumiałe zainteresowanie wśród astronomów, otworzyło się też pole do popisu dla fantastów. Już za kilka dni w dzienniku „Matin” M. de Fonvielle w ten sposób opisywał odkrycie Douglassa:

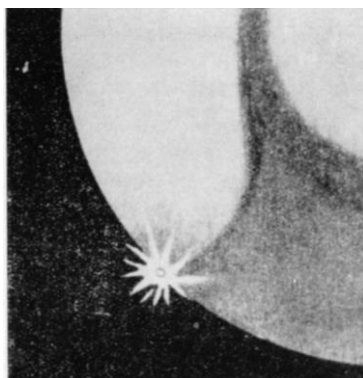
„...Na powierzchni Marsa pojawił się w prostej linii szereg jasnych światła, ciągnących się na przestrzeni kilkuset kilometrów. Te gigantyczne ognie paliły się bez przerwy przez siedemdziesiąt minut, potem zaś nagle znikły. Był to z pewnością sygnał od istot zamieszkujących powierzchnię Marsa...”

Ówczesne dzienniki i pisma pełne są wypowiedzi i dyskusji na temat obserwowanego zjawiska. Okres ten był przecież okresem niezwykłego zainteresowania kanałami Marsa. Mnożyły się najróżniejsze domysły na temat wyglądu, budowy, inteligencji i trybu życia Marsjan. Oczywiście w tej sytuacji szeroki ogół uznał plamę widzianą przez Douglassa za znak, za pomocą którego mieszkańcy Marsa chcieli zwrócić uwagę Ziemi.

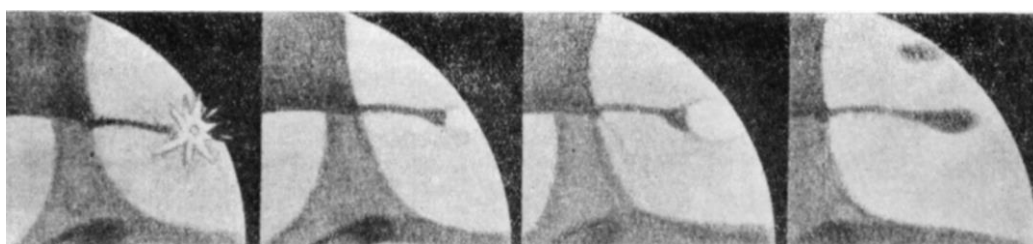
Astronomowie byli znacznie bardziej powściągliwi w wyciąganiu wniosków. Lowell, entuzjasta idei zamieszkalności Marsa, nie wykluczał możliwości „sygnału”, jednak dla uspokojenia gorących i bezowocnych sporów napisał artykuł, w którym wyrażał przypuszczenie, że obserwowane zjawisko było jakąś niezwykłą chmurą w atmosferze Marsa. Takie też zdanie przeważało w większości dyskusji astronomicznych.

Podobne plamy były często obserwowane podczas następnych opozycji Marsa. Przekonano się, że są to rzeczywiście wielkie obłoki atmosferyczne. Mimo to nadal w różnych pismach pojawiały się i pojawiają do dziś wysane z palca wiadomości o odkryciu nowych sygnałów z Marsa. Przykład takich nieprawdopodobnych informacji mieliśmy niedawno w prasie polskiej. W styczniu 1947 roku ukazała się w niej wiadomość pochodząca rzekomo z Obserwatorium na Mt Wilson. Tamtejsi astronomowie mieli zauważyć na powierzchni Marsa regularne trójkątne sygnały świetlne, pojawiające się w odstępach dziesięciodniowych. Zainteresowanie tą wiadomością było zrozumiałe, toteż astronomowie musieli interweniować wyjaśniając, że w okresie, w którym miały się pojawić wspomniane sygnały, Mars był w ogóle niewidoczny, znajdował się bowiem w pobliżu koniunkcji ze Słońcem. Tak więc informacja ta była tylko „kaczką dziennikarską”.

Dziwna rzecz, że wobec tych wszystkich „odkryć”, prawie bez echa przeszło kilka naprawdę tajemniczych zjawisk, jakie dostrzeżono na Marsie w ciągu ostatnich kilkunastu lat. Przyczyna tego leży może w tym, że astronomowie nauczani przykrym doświadczeniem podają swe spostrzeżenia w niezwykle ostrożny i oględny sposób. Miarą dziwności obserwowanych zjawisk może być jednak to, że prawie wszystkie dotychczas wysuwane hipotezy, tłumaczące ich pochodzenie, wydają się nieprawdopodobne.



*Rysunek 84 Jasny rozbłysk na Marsie obserwowany przez S. Mayedę w dniu 4 VI 1937 r.*



*Rysunek 85 Jasny rozbłysk na Marsie obserwowany przez T. Saheki w dniu 8 XII 1951 r. Rysunki przedstawiają rozbłysk i kolejne stadia rozwoju powstałego w tym miejscu obiektu*



*Rysunek 86 Jasny rozbłysk na Marsie obserwowany przez T. Saheki w dniu 1 VII 1954. Rozbłysk można interpretować jako upadek na Marsa wielkiego meteorytu. Rysunki przedstawiają okolicę Edom Promontorium w odstępach 2, 1, 1, 2, 2 sekund*

4 czerwca 1937 roku obserwował Marsa astronom japoński Sizu Mayeda. W pewnej chwili w okolicy Sithonius Lacus zabłysła nagle niezwykle jasna plama, scyntylująca jak gwiazda (rys. 84). Była ona o wiele jaśniejsza od czapki polarnej i białych obłoków pojawiających się na Marsie. Po pięciu minutach plama przestała być widoczna, prawdopodobnie wskutek obrotu planety dokoła osi, bowiem w chwili obserwacji Sithonius Lacus znajdowało się w pobliżu brzegu tarczy Marsa.

Astronomowie japońscy obserwowali jeszcze dwa dalsze przypadki jasnych rozbłysków na Marsie. W dniu 8 grudnia 1951 r. Tsuneo Saheki zauważył w okolicy Tithonius Lacus świecącą, ostro odgranieczoną plamę. Plama ta pojawiła się nagle i scyntylowała jak gwiazda. Jasność jej odpowiadała blaskowi gwiazd szóstej wielkości gwiazdowej, była więc jaśniejsza od czapki polarnej. Po pięciu minutach plama nagle znikła pozostawiając biały obłok, który po pół godzinie rozpułnął się w atmosferze Marsa. Ten sam obserwator widział jeszcze jedną świecącą plamę w dniu 1 lipca 1954 r. Pojawiła się ona nagle w okolicy Edom Promontorium, była jednak widoczna tylko pięć sekund. Jasność tej ostatniej plamy była mniejsza od poprzednio obserwowanych - wynosiła tylko około połowy jasności południowej czapki polarnej.

Następny, czwarty z kolei rozbłysk był obserwowany w dniu 25 sierpnia 1956 r. przez astronoma amerykańskiego R. R. Richardsona. O godzinie 6.20 (czasu uniwersalnego) w okolicy Ausonia pojawił się jasny błysk białego światła, który był widoczny przez około jedną sekundę. Po zniknięciu błysku pojawił się na jego miejscu biały obłok. Okolica Ausonia znajdowała się wówczas przy brzegu tarczy i obłok rzutował się nieco na ciemne tło nieba. Richardson ocenił na tej podstawie wysokość obłoku na 400 km, jednak tej nieprawdopodobnej liczby nie należy brać poważnie, gdyż wskutek zjawiska irradacji oceny występów tarczy są zwykle przesadzone. Obłok rozpułwał się powoli w atmosferze; już po dziesięciu minutach był wyraźnie bledszy, a po pół godzinie przestał być dostrzegalny.

Jakież wytłumaczenie można znaleźć dla tych tajemniczych rozbłysków? Liczba obserwowanych przypadków wyklucza prawie możliwość iluzji. Trudno bowiem przypuszczać, aby wszyscy wymienieni obserwatorowie padli ofiarą złudzenia optycznego, pozostaje zatem szukać innych przyczyn rozbłysków. Mogą się tu nasuwać następujące hipotezy:

- 1) sygnał z Marsa,
- 2) odbłask Słońca w tafli wodnej jezior Marsa,
- 3) odbłask Słońca od pokrytych lodem zbocz górskich,
- 4) wybuch wulkanu,
- 5) odbłask Słońca od kryształków lodu tworzących obłoki w atmosferze Marsa,
- 6) upadek wielkiego meteorytu na powierzchnię Marsa.

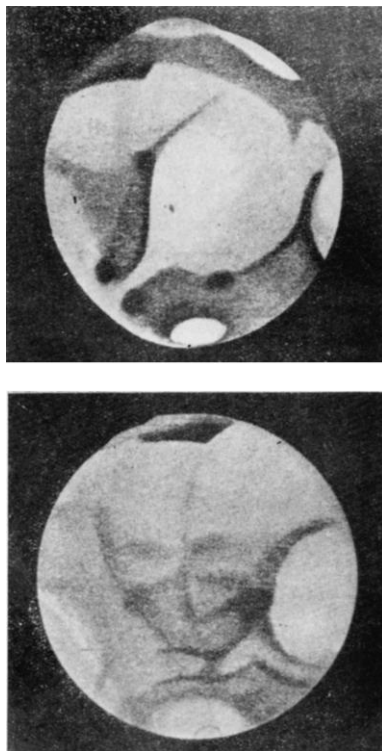
Rozważmy krytycznie powyższe przypuszczenia. Ze zrozumiałych względów nie będziemy się zastanawiać nad słusnością pierwszej hipotezy. Nie mamy bowiem w tej chwili żadnych dowodów na to, że na Marsie istnieją istoty inteligentne. Dla amatorów fantastycznych rozważań trzeba jednak podać, że odbywająca się na Marsie eksplozja bomby atomowej czy wodorowej mogłaby być dostrzeżona z Ziemi.

Druga hipoteza musi być natychmiast odrzucona, bowiem wzajemne położenie w chwili obserwacji Słońca, jasnych rozbłysków i miejsc obserwacji na Ziemi wyklucza możliwość odbłasku promieni słonecznych od powierzchni zbiorników wodnych. Wiemy ponadto, że takie zbiorniki mogą się chwilowo tworzyć tylko w okolicach biegunowych.

Nieprawdopodobne wydaje się także trzecie przypuszczenie choć z rozdziału VII wiemy, że tak właśnie tłumaczy się błyski obserwowane w polarnych lodach. Z jednej bowiem strony nie spodziewamy się istnienia wysokich i stromych gór w miejscach, gdzie pojawiały się rozbłyski,

z drugiej zaś wyliczenia wskazują, że odbłask od jakiejś wypolerowanej pokrywy lodowej nie może być obserwowany z jakiegoś miejsca na Ziemi dłużej niż kilkadziesiąt sekund, nie można więc w ten sposób wyjaśnić rozbłysków pięciominutowych. Hipoteza ta nie może również wyjaśnić formowania się obłoków po rozbłyskach.

Bardziej prawdopodobna wydaje się czwarta hipoteza wysunięta przez samego T. Saheki. Może ona wytłumaczyć zarówno same rozbłyski, jak i powstawanie po nich obłoków. Jednak dokładniejsze rozważania wykazują, że hipoteza ta jest bardzo niepewna. Przede wszystkim wulkany na Ziemi wybuchają znacznie dłużej i trudno przypuścić, aby na Marsie sprawa przedstawiała się inaczej. Po drugie, okazuje się, że jasność rozbłysków jest niezwykle duża w porównaniu z jasnością wybuchów ziemskich wulkanów. Weźmy na przykład słynne „jezioro ognia” w kraterze Kilauea (Hawaje). Gdyby wulkan ten znajdował się na Marsie, to jego krater na oświetlonej części tarczy nie byłby na pewno widoczny z Ziemi nawet przez pięciometrowy teleskop, a wątpliwe jest, czy można by go było zobaczyć na części nieoświetlonej. D. McLaughlin podaje, że np. „fontanna ognia” podczas wybuchu Wezuwiusza 8 sierpnia 1779 roku byłaby widoczna z Księżyca jako plama mniej więcej piątej wielkości gwiazdowej, z Marsa zaś jako plamka zaledwie szesnastej wielkości (w najbardziej dogodnej opozycji). Blask wybuchów wulkanów marsowych byłby więc kilka tysięcy razy większy od jasności wybuchów wulkanów ziemskich, co znów wydaje się nieprawdopodobne.



*Rysunek 87 Wielkie szare obłoki obserwowane przez T. Saheki w dniu 15 I 1950 (u góry) i S. Ebisawę w dniu 29 III 1950 (u dołu)*

T. Saheki sądzi, że hipoteza wulkaniczna może również wytłumaczyć w zadowalający sposób pojawianie się szarych obłoków w atmosferze Marsa. Takie obłoki widział po raz pierwszy Antoniadi w r. 1909. On też pierwszy przypisywał im pochodzenie wulkaniczne. Szare obłoki były następnie niejednokrotnie obserwowane przez różnych badaczy, a wiele z nich widzieli w ostatnich latach obserwatorzy japońscy. Na przykład 16 kwietnia 1952 r. Ebisawa zauważył w okolicy Eridania wielki obłok, sięgający na wysokość 100 - 150 km nad powierzchnię Marsa. Obłok ten powstał bardzo gwałtownie bowiem T. Saheki, który obserwował tę okolicę na godzinę przedtem, nie zauważył w niej ani śladu chmur. Po dwóch dniach obłok ten rozpułnął się w atmosferze. Warto dodać, że podobne

obłoki obserwowano w okolicy Eridania już wcześniej (styczeń 1950, luty, marzec 1952). We wszystkich przypadkach powstawały one dość nagle i szybko także rozpraszają się w atmosferze.



*Rysunek 88 Przy wybuchach wulkanów wielkie obłoki popiołu są wyrzucane wysoko w powietrze. (Wybuch wulkanu Sukaradzima - Japonia)*

Pojawianie się podobnych obłoków może być z łatwością wyjaśnione przez hipotezę wulkaniczną. Podobne przypadki obserwujemy przecież i na Ziemi. Podczas słynnego wybuchu Krakatau w roku 1883 szarżółte obłoki pyłu wulkanicznego zostały wyrzucone na wysokość ponad 40 kilometrów. Biorąc pod uwagę mniejszą siłę ciążenia na Marsie można przyjąć, że popiół wulkaniczny może być tam wyrzucany znacznie wyżej. Jeśli jednak chodzi o wyjaśnienie jasných rozbłysków to hipoteza wulkaniczna może najwyżej wyjaśnić z trudem rozbłysk z roku 1937.

Przypuszczenie, że rozbłyski powstają wskutek odbicia światła słonecznego od obłoków złożonych z kryształków lodu zostało wysunięte przez D. McLaughlina. Nie wydaje się jednak prawdopodobne, aby w atmosferze Marsa mogły istnieć dostatecznie gęste obłoki, które przy tym nie byłyby dostrzegalne wizualnie przed rozbłyskami. Trudno jest również przypuścić, aby odbicie światła od rozproszonych kryształków lodu mogło być dostatecznie silne w kierunku Ziemi.

Szósta hipoteza może oczywiście wyjaśnić tylko krótkotrwałe rozbłyski z r. 1954 i 1956. J. Öpik wskazuje na fakt, że Mars jest położony blisko strefy planetoid, a więc prawdopodobieństwo zderzenia z którąś z nich jest 100 razy większe niż w przypadku Ziemi. Raz na 100 milionów lat Mars może się zderzyć z planetoidą o średnicy około 10 km, raz na 100 tysięcy lat - z planetoidą o średnicy 1 km, a raz na 1000 lat - z planetoidą o średnicy 100 metrów. Przy spadku na Marsa planetoidy 100-metrowej, wydzieliłaby się energia większa od energii wybuchu bomby atomowej i mógłby powstać krater równy kraterowi w Arizonie. Taki upadek mógłby być prawdopodobnie obserwowany z Ziemi. Trudno jednak przyjąć, że zjawiska te są tak częste jak obserwowane rozbłyski.

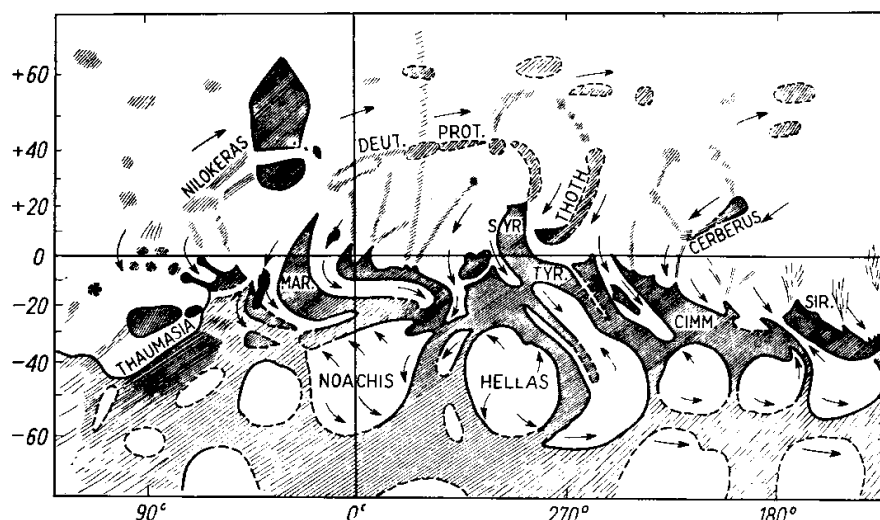
Widzimy zatem, że trudno jest znaleźć zadowalające wytłumaczenie pochodzenia tajemniczych rozbłysków. Dwa z nich można by może wyjaśnić jako spadek meteorytu na Marsa, ale co do reszty - wszystkie hipotezy są jednakowo nieprawdopodobne.

Skoro już wspominaliśmy o możliwości istnienia na Marsie wulkanów, musimy opisać prace D. McLaughlina (1954, 1955), który twierdzi, że działalność wulkanów jest na tej planecie bardzo ożywiona. Ciemne „morza” są według niego obszarami pokrytymi popiołem wulkanicznym wyrzucanym przez wulkany znajdujące się na ich brzegach.

Punktem wyjścia rozważań McLaughlina było stwierdzenie, że większość „mórz” Marsa ma specyficzny kształt. Na półkuli południowej ciągną się one od równika w kierunku południowo-



wschodnim, natomiast ich zatoki wysunięte na półkulę północną, wykrzywiają się i przybierają kierunek północno-wschodni.



Rysunek 89 Schematyczna mapa Marsa wykazująca zgodność kierunków wiatrów z ułożeniem „mórz” i „zatok” (według McLaughlina)

Widać to wyraźnie na schematycznej mapie opracowanej przez McLaughlina na podstawie mapy Antoniadiego. Dwie wielkie „zatoki” Syrtis Maior i Margaritifer Sinus mają w części położonej na północ od równika kierunek północno-wschodni, natomiast po przejściu równika wykrzywiają się i biegną w tym samym kierunku, co większość „mórz”: Mare Sirenum, Mare Cimmerium, Mare Hadriaticum, Mare Tyrrhenum itd. Kierunki „mórz” i „zatok” odpowiadają według McLaughlina kierunkom wiatrów okresowych podobnych do naszych monsunów. Na Ziemi cyrkulacja atmosferyczna jest bardziej skomplikowana, głównie dzięki obecności łańcuchów górskich i oceanów. Dlatego też monsuny rozwijają się na wielką skalę tylko na obszarze Oceanu Indyjskiego, gdzie na północ od równika znajduje się wielki kontynent azjatycki, na południe zaś rozpościera się ocean. Na Marsie nie ma ani wysokich gór, ani oceanów, toteż system monsunów ogarnia w jednolity sposób całą powierzchnię planety.

Najsilniejsze wiatry wieją na Marsie wówczas, gdy znajduje się on w perihelium swojej orbity. Na półkuli południowej panuje wtedy lato, monsuny wieją więc z północy na południe przenosząc masy powietrza do obszarów niskiego ciśnienia. Wskutek działania siły Coriolisa (siła ta powstaje przy obrocie ciała dookoła osi) wiatry na półkuli północnej są odchylane w kierunku zachodnim, natomiast po przejściu równika kierunek ich zmienia się na wschodni, tak, jak to jest przedstawione strzałkami na rys. 89. Widać, że kierunki wiatrów zgadzają się bardzo dobrze z kierunkami „mórz”, można więc przypuścić, że są one pokryte przyniesionymi przez wiatr osadami.

McLaughlin przyjmuje, że na ostrych północnych krańcach „mórz” i „zatok” znajdują się czynne wulkany wyrzucające wielkie ilości popiołu i pyłu. Silne wiatry wiejące podczas lata półkuli południowej unoszą ten popiół i zasypują nim okolice położone bardziej na południe. Kształty obszarów pokrytych osadami będą oczywiście zgodne z kierunkami wiatrów, tak, jak to się obserwuje w przypadku „mórz” i „zatok”. Wzdłuż równika Marsa ciągnąć się ma zatem pas wulkanów, których popiół pokrywa prawie całą półkulę południową. Zasypaniu przez popiół opierają się jedynie miejsca nieco wzniesione - czerwone lądy.

Lato na półkuli północnej jest znacznie chłodniejsze niż lato półkuli południowej, toteż wiejące wtedy wiatry są odpowiednio słabsze. Nie mają one dość siły, aby unieść duże ilości popiołu i osadzić go na



półkuli północnej. Dlatego też na tej półkuli brak jest tak charakterystycznych „mórz”, jakie występują na półkuli południowej. Z końców „zatok” wychodzą tylko słabe pasma - kanały. Północno-wschodni kierunek tych kanałów dobrze zgadza się z kierunkiem monsunów tej półkuli. McLaughlin zakłada, że każde „jezioro” jest miejscem, w którym występują wulkany. Słabe wiatry półkuli północnej, na której jest najwięcej „jezior”, roznoszą tylko część popiołu wyrzucanego przez te wulkany; w ten sposób tworzą się delikatne pasma kanałów, rozchodzących się z „jezior”.

Aby wyjaśnić złożoną strukturę kanałów McLaughlin przyjmuje, że tuż po wybuchu wulkanu popiół jest układany przez wiatr w jednolite pasma, potem Jednak pewne ich części zostają zasypane przez piaski pustynne, wskutek czego widzimy kanał jako zbiorowisko drobnych plamek.

McLaughlin twierdzi, że jego hipoteza może również wyjaśnić zmiany wiekowe kształtu „mórz”. Gdy jakiś wulkan przerywa swoją działalność, okolice jego, które dotychczas były zasilane przez świeży popiół, zostają zasypane przez piasek pustyni, wskutek czego dany obszar „morza” znika. Jeśli jednak nastąpi nowy wybuch, wiatry roznoszą wyrzucony popiół i „morze” się odnawia. W ten sposób można na przykład wyjaśnić utworzenie się lejkowatego skrzywienia Lacus Solis w roku 1926 (rys. 79 h).

Trudniej wygląda sprawa, jeśli chodzi o zmiany sezonowe. Pociemnienie wiosenne może być według McLaughlina spowodowane wchłanianiem wilgoci przez popiół ułożony na powierzchni „mórz”. Sezonowe zasypywanie „mórz” cienką warstwą piasku mogłoby powodować obserwowane zmiany odcieni. Zielonkawa barwa „mórz” może być również wywołana wietrzeniem bazaltów i andezytów zawartych w popiołach wulkanicznych pod wpływem wody i dwutlenku węgla; minerały te mogą się wtedy zmieniać w zielonkawy chloryt. Wszystkie te tłumaczenia są jednak mało prawdopodobne i jak przyznaje sam autor, stanowią najsłabszą stronę hipotezy wulkanicznej.

Hipoteza McLaughlina opisująca powierzchnię Marsa jako pustynię pełną czynnych wulkanów wywołała ożywione dyskusje wśród astronomów. Najbardziej zainteresowani byli nią oczywiście zwolennicy hipotezy roślinności, którzy nie chcieli się pogodzić z myślą, że Mars jest planetą martwą. Wkrótce też wysunęto pod adresem McLaughlina poważne zarzuty.

McLaughlin przytaczał na poparcie swej hipotezy wyniki badań Lyota (1929), który stwierdził, że powierzchnia Marsa polaryzuje światło podobnie jak powierzchnia pokryta popiołem wulkanicznym. Obserwacje te odnosiły się jednak przeważnie do czerwonych pustyń. Natomiast ostatnie badania Dollfusa, który obserwował oddzielnie „morza” i lądy, wskazują, że polaryzacja „mórz” wykazuje sezonowe zmiany i jest podobna do polaryzacji wywoływanej przez niektóre mikroskopowe glony.

Szkic McLaughlina (rys. 89), z pomocą którego uzasadniał on swą hipotezę, jest bardzo uproszczony. W rzeczywistości granice „mórz” i lądów są bardziej powyginane i nieregularne. Poza tym, jak wiemy, powierzchnia „mórz” składa się z oddzielnych ciemnych plam. Fakty te trudno jest pogodzić z hipotezą wulkaniczną. Gdyby bowiem „morza” były obszarami pokrytymi nawianym przez wiatry popiołem, to musiałyby on pokrywać równomiernie ich całą powierzchnię. O niejednorodnym pokryciu „mórz” przez ciemną substancję świadczy choćby ich czerwony odcień, nadawany przez odsłonięte miejsca pustyni.

J. Sadil słusznie zauważył, że hipotezę McLaughlina można odwrócić i równie dobrze przyjąć, że właśnie jasne pustynie są pokryte popiołem wulkanicznym. Skąd bowiem pewność, że właśnie te, a nie inne obszary są zasypywane osadami przynoszonymi przez wiatr. Stwierdził on poza tym, że niektóre ostre końce zatok, uważane przez McLaughlina za wulkany, nie zajmują stałego położenia na powierzchni Marsa, lecz wskutek zmian wiekowych znacznie się zmieniają i przesuwają. Hipoteza wulkaniczna traci więc swą podporę.

W dyskusji nad hipotezą McLaughlina na Międzynarodowym Sympozjum Astrofizycznym w Liège (1956 r.) H. C. Urey zwrócił uwagę na fakt, że Mars stracił już znacznie większą część swego wewnętrznego ciepła niż Ziemia (ze względu na większy stosunek powierzchni do objętości), jest więc mało prawdopodobne, aby występowała tam bardziej ożywiona działalność wulkaniczna.

Inny bardzo poważny zarzut przeciw hipotezie wulkanicznej wysunął Kuiper. Zwrócił on uwagę, że przy wybuchach wulkanicznych wydzielają się duże ilości pary wodnej. Jeśliby działalność wulkanów na Marsie była tak ożywiona, jak to przyjmuje McLaughlin, musielibyśmy obserwować w atmosferze planety dużo więcej pary wodnej, niż to jest w rzeczywistości.

Wskutek tych zarzutów McLaughlin zmienił ostatnio częściowo swe poglądy. Przyznaje on, że być może tylko część obserwowanych na Marsie zjawisk jest wywołana działalnością wulkaniczną. Możliwe jest na przykład, że w okolicach pokrytych żyznym popiołem krzewi się roślinność, podobnie do tego, co obserwujemy na stokach ziemskich wulkanów. Jest to tym bardziej prawdopodobne, że wulkany dostarczają znacznych ilości pary wodnej potrzebnej dla rozwoju roślinności. Roślinność mogłaby więc być częściowo odpowiedzialna za zmiany sezonowe. McLaughlin zwraca następnie uwagę, że para wodna wyrzucana do atmosfery podczas wybuchów wulkanów może się kondensować na cząstkach popiołu i być wiązana chemicznie w osadach powierzchni. Wskazuje on także, że istnieją pewne obserwacje obłoków pojawiających się stale w tej samej okolicy Marsa. Mogą to więc być obłoki kondensującej się pary wyrzucanej podczas wybuchów. Ten ostatni argument nie wydaje się jednak poważny. Obserwacje, o których mówi McLaughlin, odnoszą się do obłoków odległych często o kilkaset kilometrów. Szukanie wspólnego źródła takich obłoków jest podobne do wiązania chmur z nad Warszawy i Krakowa.

Wydaje się, że hipoteza wulkaniczna, skądinąd bardzo interesująca, nie może sama wyjaśnić zjawisk obserwowanych na Marsie. Nie ma żadnych powodów, aby przyjmować, że na Marsie nie ma wcale wulkanów, ale nie można również zakładać, że istnieją one tam tak licznie, że wpływają w decydujący sposób na właściwości powierzchni planety. Prawda leży prawdopodobnie pośrodku. Zjawiska zachodzące na Marsie nie są może złożone w tym stopniu, co ziemskie, ale wydaje się, że sprowadzanie ich do jednego schematu nie przyniesie wyników. Dużo słuszniejsza jest chyba późniejsza, mniej kategoryczna wypowiedź McLaughlina, nie wykluczająca tego, że obserwowane na Marsie zjawiska są wywołane zarówno działalnością wulkaniczną, jak i istnieniem roślinności.

Skoro już mówiliśmy o hipotezie wulkanicznej, warto również wspomnieć o przypuszczeniu wysuniętym przez G. Kuipera (1957). Twierdzi on, że „morza” Marsa są obszarami pokrytymi zastygłą lawą wulkaniczną. Powierzchnia Marsa przypominałaby więc powierzchnię naszego Księżyca. Albedo lawy jest zbliżone do albedo „mórz”. Sezonowe zmiany intensywności mogą być wywołane częściowym zasypywaniem lawy przez piasek. („Morza” mogą być również z rzadka porośnięte jakąś roślinnością). Piasek i pył nie mogą się jednak utrzymać przy wietrze na wypolerowanej, gładkiej powierzchni lawy, lecz są zwiewane do różnych szczelin i zagłębień (subtelna struktura „mórz”). Powierzchnia lawy opiera się zatem zasypywaniu przez piaski i ma „zdolność regeneracyjną”, którą obserwujemy u „mórz”. Proponowane przez Kuipera tłumaczenie zmian sezonowych nie jest jednak przekonywujące. O hipotezie tej można powiedzieć tyle co o poprzedniej: nie wydaje się, aby ten jeden, jedyny mechanizm mógł wyjaśnić wszystkie zjawiska obserwowane na Marsie.

## Rozdział XI

### Czy istnieje życie na Marsie?

Hipoteza wegetacyjna, która tłumaczy własności „mórz” Marsa ich pokrywą roślinną, jest dziś dość rozpowszechniona w świecie naukowym. Może ona w naturalny sposób wyjaśnić dwie najważniejsze i najbardziej zdumiewające cechy „mórz”: „zdolność regeneracyjną”, dzięki której opierają się one zasypaniu przez piaski pustynne, oraz sezonowe zmiany ich barwy i intensywności. Niemniej jednak znajduje ona wielu przeciwników, którzy twierdzą, że w tak surowych warunkach, jakie panują na Marsie, niemożliwe jest istnienie jakichkolwiek organizmów żywych.

Trzeba od razu na wstępie podkreślić, że rozważając możliwość istnienia życia na innych planetach, możemy mieć na myśli tylko takie jego formy, które są podobne do spotykanych na Ziemi. Są wprawdzie ludzie, którzy twierdzą, że życie może przybierać najrozmaitsze postacie i wobec tego prawdopodobne jest jego istnienie na wszystkich ciałach niebieskich, bez względu na warunki, jakie na nich panują. Wszystkie te domysły są jednak na razie tylko spekulacjami, nie popartymi przez żadne fakty czy zjawiska. Można na przykład wyobrazić sobie, jak to robił jeden ze znanych uczonych, że na Słońcu żyją ogniotrwałe karzełki, ale na razie nie ma żadnych sposobów, aby tego dowieść. Z pewnością istnieje we Wszechświecie wiele nieznanym nam dotąd zjawisk i procesów i być może uda się w przyszłości ochrzcić niektóre z nich mianem życia. Na razie jednak znamy tylko życie organiczne i tylko o nim możemy powiedzieć, że w takich to i takich warunkach może lub nie może ono istnieć.

Warunki konieczne dla istnienia istot żywych, to przede wszystkim: odpowiednia temperatura oraz obecność wody i atmosfery złożonej z określonych składników. Granice temperatury, w których mogą istnieć żywe organizmy, są bardzo rozległe. Niektóre glony rozwijają się w gorących gejzerach przy  $+92^{\circ}\text{C}$ , dla większości jednak roślin i zwierząt granicą jest  $+60^{\circ}\text{C}$ , w tej bowiem temperaturze zaczyna się ścinać białko. Dolny kres temperatury nie jest tak dokładnie określony, wiemy jednak, że pewne organizmy przetrzymują nawet około  $-70^{\circ}\text{C}$  (temperatura w niektórych okolicach Syberii). Granice, w których mogą istnieć organizmy w stanie anabiozy, tzn. życia utajonego, są jeszcze szersze. Niektóre bakterie i zarodniki roślin niższych przetrzymują nawet  $+140^{\circ}\text{C}$ , a w doświadczeniach Becquerela porosty, glony, zarodniki oraz drobne robaki i pajęczaki wytrzymały kilkuletnie zanurzenie w ciekłym powietrzu ( $-190^{\circ}\text{C}$ ), a nawet w ciekłym helu ( $-271^{\circ}\text{C}$ ). Jeśli chodzi o składniki konieczne dla rozwoju istot żywych, to są to: tlen, potrzebny dla oddychania roślin i zwierząt, dwutlenek węgla, przyswajany przez rośliny w procesie fotosyntezy, oraz woda i azot. Istnieją także pewne organizmy, które mogą się obyć bez tlenu (anaeroby).

Rozpatrując warunki panujące na Marsie pod kątem ich przydatności dla życia, można dojść do wniosku, że nie jest niemożliwe istnienie na jego powierzchni pewnych organizmów. Spośród substancji potrzebnych do życia, znajdują się tam na pewno dwutlenek węgla i niewielkie ilości wody: istnienie azotu nie mogło być dotychczas bezpośrednio stwierdzone, jest jednak prawie pewne, że stanowi on większą część atmosfery, trudniejsza sprawa jest tylko z tlenem, który może występować najwyżej w znikomych ilościach ( $<0,1\%$  objętości atmosfery). Jeśli chodzi o temperaturę, to jej zmiany w granicach od  $-70^{\circ}\text{C}$  do  $+30^{\circ}\text{C}$  są możliwe do przetrzymania przez niektóre rośliny. Reasumując: możliwe jest istnienie na Marsie pewnych organizmów, odpornych na długotrwałą suszę, niską temperaturę i brak w atmosferze dostatecznej ilości tlenu.

Do najbardziej odpornych na suszę i niskie temperatury roślin ziemskich należą porosty (*Lichenes*). Występują one prawie we wszystkich miejscach na kuli ziemskiej: pokrywają nagie szczyty wysokich

gór, żyją w mroźnych obszarach arktycznych, gdzie tworzą tzw. tundry porostowe, mogą żyć na silnym słońcu czy też w ciemnych jaskiniach, można je również spotkać w klimacie pustynnym, w obszarach, gdzie deszcze padają raz na kilka lat. Krótkie okresy wegetacji, kiedy obecność wody umożliwia porostom wytwarzanie i magazynowanie skrobi, są przeplatane okresami całkowitej anabiozy, kiedy porost całkowicie wysycha stając się kruchy i łamliwy. W tym stanie porosty mogą przetrwać wiele lat nie zmieniając koloru i wyglądu, aby znów ożyć, kiedy zostaną zwilżone. Zanurzano je na 6 lat w ciekłym powietrzu, a mimo to po odmrożeniu i zwilżeniu powracały do życia.

Tę nieprawdopodobną wprost wytrzymałość zawdzięczają porosty niecodziennej budowie. Nie są to bowiem organizmy jednorodne, lecz składają się ze współżyjących ze sobą grzybów i glonów. Glony są roślinami samożywnymi, dostarczają więc grzybom wytworzonych związków organicznych. W zamian za to niesamożywny grzyb dostarcza glonom wody i substancji nieorganicznych. Niektóre porosty nie są zupełnie związane z podłożem, a związki nieorganiczne pobierają z pyłu osiadającego na ich powierzchni. Czynności życiowe ustają nie tylko podczas suszy, ale także przy niskiej temperaturze. Przy  $-10^{\circ}\text{C}$  porosty przestają oddychać, a przy  $-35^{\circ}\text{C}$  przerwany zostaje proces asymilacji dwutlenku węgla. Rozmnażanie następuje poprzez zarodniki oraz poprzez wyrostki (isidia), urwistki (soredia) i oderwane kawałki plechy.

Rośliny podobne do naszych porostów mogłyby niewątpliwie istnieć na Marsie. Nie zabiłyby ich ani skoki temperatury, ani też długotrwała susza przerywana tylko na wiosnę dopływem wilgotnego powietrza z nad bieguna. Największe wątpliwości może wywoływać odporność na brak znaczniejszych ilości tlenu. Porosty bowiem, jak prawie wszystkie rośliny, muszą oddychać tlenem, aby ze spalania (utlenienia) skrobi wytworzonej przy fotosyntezie uzyskiwać energię niezbędną do życia. Wydaje się jednak, że i tę trudność mogłyby porosty pokonać w drodze przystosowywania się do ciężkich warunków [H. Russel (1935), H. Strughold (1954)]. Tlen wytwarzany w procesie fotosyntezy mógłby być magazynowany wewnątrz porostu i używany do oddychania. Takie przypuszczenie nie jest bynajmniej nieprawdopodobne. Znamy na Ziemi wiele przykładów roślin żyjących w środowisku ubogim w tlen (np. pod wodą), które posiadają obszerne przestrzenie międzykomórkowe (aerenchymę) służące do magazynowania tlenu i dwutlenku węgla.

Czy hipoteza porostów mogłaby wytłumaczyć obserwowane własności „mórz” Marsa? Bez wątpienia tak. Barwy -porostów są bardzo różnorodne i odpowiadają mniej więcej barwom obserwowanym na powierzchni „mórz”. W stanie suchym porosty są szare, szarozielone, szaroniebieskie, oliwkowe, żółte, brązowe, czarne, pomarańczowe itd. Pod wpływem wilgoci wiele z nich zmienia barwę z jasnobrązowej, szarej, szarozielonej czy szaroniebieskiej na zieloną, ciemnozieloną i zielonooliwkową. Zmiany te do złudzenia przypominają zmiany barwy „mórz”, które również, jak wiemy, zachodzą pod wpływem wilgoci.

Gdyby przyjąć, że „morza” są porośnięte roślinami podobnymi do porostów, to udałoby się bez trudu wyjaśnić podkreśloną przez McLaughlina zgodność kształtu i zmian tych obszarów z kierunkami wiatrów na Marsie. Jak już mówiliśmy, porosty rozmnażają się poprzez odłamki plechy czy też zarodniki. W obu przypadkach czynnikiem ułatwiającym rozmnażanie jest wiatr. Na Ziemi spotykamy przypadki przenoszenia przez wiatr nawet bardzo dużych ilości porostów. Tak na przykład na stepach azjatyckich i Saharze rośnie skorupiasty porost krusznica (*Lecanora*). Wiatr przenosi czasem całe chmury tych porostów. Stanowią one pokarm tubylców, którzy nazywają je „chlebem niebieskim”. Jeżeli „morza” są porośnięte roślinami podobnymi do porostów, słabo związanymi z podłożem, to łatwo wyjaśnić zmiany kształtów tych obszarów przenoszeniem roślin przez wiatr.

W arktycznych obszarach północnej Azji porosty zajmują ogromne przestrzenie tworząc tzw. plamiste tundry porostowe. Obszary takie mają bardzo charakterystyczny wygląd, bowiem porosty rosną na

nich w niewielkich płatach, oddzielonych od siebie dość dużymi obszarami gołej ziemi. Taka tundra oglądana z dużej odległości wydaje się być pokryta ciemnymi plamami. „Morza” Marsa nie są, jak wiadomo, całkowicie pokryte ciemnym materiałem. Można by sobie zatem wyobrazić, że wyglądają one podobnie do tundry plamistej. Trzeba wyraźnie podkreślić, że nie chodzi tu o wyszukiwanie prostych analogii. Faktem jest jednak, że plamistej struktury „mórz” Marsa nie da się łatwo wyjaśnić na drodze np. hipotezy wulkanicznej, natomiast przyjęcie istnienia płatów roślinności dostarcza dość łatwego wytłumaczenia.



*Rysunek 90 „Plamista” tundra porostowa*

Rozważania powyższe można by streścić w następujący sposób:

- 1) Istnienie na Marsie roślin podobnych do porostów nie jest niemożliwe.
- 2) Przyjęcie, że „morza” są porośnięte takimi właśnie roślinami pozwala na łatwe i naturalne wyjaśnienie wszystkich ich obserwowanych własności: „zdolności regeneracyjnej”, sezonowych zmian barwy, plamistej struktury, zmian wiekowych i związku z systemem wiatrów.

Oprócz roślin podobnych do porostów mogą istnieć na Marsie również inne niższe rośliny, tak jak i one wytrzymałe na suszę i zmiany temperatury. Mogą to być rośliny analogiczne do naszych mchów, żyjących w tundrze, czy też mikroskopowych lądowych glonów. Możliwe jest także tam istnienie bakterii, które są najbardziej wytrzymałymi organizmami, o tym jednak nie możemy nic powiedzieć na podstawie obserwacji. Hipotezę istnienia na Marsie takich odpornych roślin wysuwają G. Kuiper, A. Dollfus, P. Becquerel, G. Tichow, a możliwość istnienia najbardziej prymitywnych organizmów dopuszcza nawet W. G. Fiesenkow.

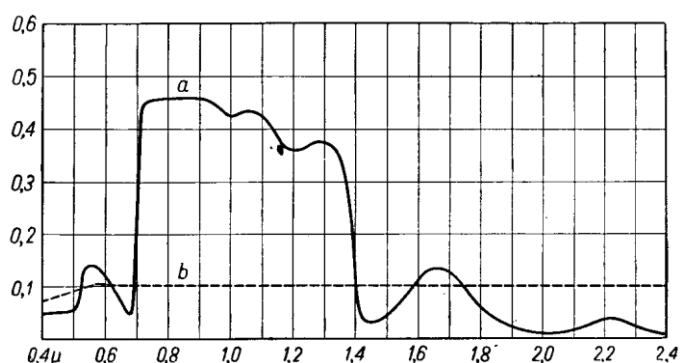
Jeszcze w pierwszych latach obecnego stulecia, gdy nie znano dokładnie warunków panujących na Marsie, sądzono, że jego „morza” mogą być porośnięte jakimiś drzewami czy krzewami podobnymi do ziemskich. Już w latach dwudziestych, gdy zbadano dokładniej widmo „mórz”, okazało się, że taka hipoteza nie jest zbyt prawdopodobna. Zależność albedo od długości fali ma u roślin nasiennych charakterystyczny przebieg. W fioletowej części widma rośliny te odbijają zaledwie około 5% padającego światła. Przy przejściu do fal dłuższych zdolność odbijania zaczyna wzrastać i w zielonej części widma, około 5500 Å, osiąga maksimum (stąd pochodzi zielony kolor roślin). W czerwonej części widma zdolność odbijania maleje i przy 6600 Å obserwujemy głębokie minimum. Jest to główne pasmo absorpcyjne chlorofilu zawartego w liściach roślin. Od 7000 Å zaczyna się gwałtowny wzrost albedo, które w podczerwieni jest bardzo wysokie, dochodząc u niektórych roślin do 80%. Dzięki temu, na zdjęciach wykonanych w promieniach podczerwonych rośliny są bardzo jasne i wyglądają, jakby były pokryte śniegiem (rys. 91).



Rysunek 91 Z lewej strony zdjęcie w promieniach widzialnych, z prawej - w podczerwonych. Na zdjęciu w promieniach podczerwonych łąka i drzewa wyglądają, jakby były pokryte śniegiem

Jeśliżby zatem „morza” Marsa były podobne do naszych łąk czy lasów, to w ich widmie musiałoby występować pasmo chlorofilu, powinniśmy też obserwować ich wysokie albedo w podczerwieni. Tymczasem, jak wiemy z rozdziału IX, „morza” w podczerwieni są tak samo ciemne jak w promieniach zielonych czy czerwonych i nie można w nich wykryć ani śladu pasma chlorofilu. Wyniki badań albedo „mórz” zdają się zatem przeczyć hipotezie wegetacyjnej.

Przekonano się jednak, że najbardziej odporne rośliny: porosty i niektóre mchy, również nie wykazują pasma chlorofilu, ani też wysokiego albedo w podczerwieni (rys. 92). Rozkład widmowy albedo tych roślin jest podobny do rozkładu albedo „mórz”. Nie jest zatem wykluczona obecność tych roślin na Marsie.



Rysunek 92 Rozkład widmowy zdolności odbijania światła przez wyższe rośliny (a) i porosty (b) (według Kuipera)

Czy jednak nie mogą istnieć na Marsie wyższe rośliny? Na to pytanie stara się dać odpowiedź G. A. Tichow, znakomity radziecki badacz Marsa. Wpadł on na myśl, że być może albedo roślin zależy od warunków zewnętrznych. Roślinność przystosowana do surowego klimatu może odbijać światło zupełnie inaczej niż rośliny klimatu ciepłego. Aby sprawdzić to przypuszczenie Tichow rozpoczął systematyczne badania widmowe roślin żyjących w klimacie arktycznym i wysokogórskim. Badania te przyniosły bardzo ciekawe wyniki. Okazało się, że rośliny rzeczywiście zmieniają albedo w zależności od warunków. Tak np. rośliny iglaste, wytrzymałe na mróz, odbijają promienie podczerwone prawie trzy razy słabiej niż rośliny liściaste. U niektórych roślin albedo w podczerwieni jest zimą mniejsze niż latem. Tak więc niektóre rośliny nasienne mogą przybierać takie własności optyczne, jak wytrzymałe mchy i porosty. Tichow tłumaczy ten fakt w następujący sposób: promienie podczerwone niosą około połowy ciepła słonecznego, toteż rośliny żyjące w surowym klimacie mogą zmniejszać do minimum zdolność odbijania tych promieni i wykorzystywać ich energię do swych procesów życiowych.

Inny bardzo ciekawy wniosek wypływa z badań J. Lecomte'a (1948), który wykazał, że u większości roślin wysoka zdolność odbijania promieni podczerwonych nie jest wywołana własnościami



chlorofilu, lecz istnieniem w liście dużych przestrzeni międzykomórkowych, wypełnionych powietrzem. Liście umieszczone w próżni lub rozrzedzonym powietrzu nie odbijają promieni podczerwonych, podobne właściwości ma roztwór chlorofilu. Zjawisko to jest analogiczne do zjawiska zwiększonej zdolności odbijania światła przez świeży śnieg, który posiada między kryształkami dużo powietrza. Jeśli natomiast taki śnieg sprasujemy, jego albedo znacznie się zmniejsza. Lecomte wyprowadza stąd wniosek, że w rozrzedzonej atmosferze Marsa rośliny powinny mieć dużo mniejsze albedo w podczerwieni.



Rysunek 93 G. A. Tichow - twórca astrobotaniki

Tichow tłumaczy również brak w widmie „mórz” pasma pochłaniania chlorofilu. Dla większości roślin ziemskich energia pochłanianych promieni tego pasma wystarcza do przeprowadzenia procesu fotosyntezy. Na Marsie jednak energii tej jest za mało i rośliny muszą silnie pochłaniać całą długofalową część widma aż do promieni zielonych. Staje się to według Tichowa przyczyną, że rośliny te mają odcień niebieskawą (taki odcień mają niektóre „morza”). Przypuszczenie to poparł Tichow dowodami: okazało się, że pewne rośliny wysokogórskie np. ostrołódka (*Oxytropis Chinobia*) czy pięciornik śnieżny (*Potentilla nivea*) mają wyraźnie niebieskawą odcień. W widmie karłowatej brzozy (*Betula nana*), która wraz z porostami występuje licznie w arktycznej tundrze, pasmo chlorofilu nie występuje nawet w najcieplejsze dni lata. W widmach innych roślin np. świerku tiańszańskiego pasmo to występuje przy normalnej temperaturze, ale znika z jej obniżeniem się.

Badania Tichowa wykazały ogromną zdolność przystosowania się roślin do warunków zewnętrznych. Prace te stały się podstawą nowej gałęzi wiedzy - astrobotaniki, badającej życie roślin w bardzo różnych warunkach zewnętrznych i rozważającej możliwość ich istnienia na innych planetach. W roku 1947 przy Akademii Nauk Kazachskiej SSR utworzona została specjalna Sekcja Astrobotaniki.

Tak więc wydaje się, że wyniki dotychczasowych badań nie przeczą możliwości istnienia na Marsie oprócz roślin podobnych do mchów i porostów, także odpowiednio przystosowanych roślin wyższych.

W myśl zasady „audiatur et altera pars” posłuchajmy jednak zarzutów, jakie wysuwa pod adresem hipotezy wegetacyjnej W. G. Fiesenkow. Zarzuty te brzmią następująco:

- 1) Sezonowe zmiany „mórz” można wyjaśnić z punktu widzenia ich składu chemicznego nie uciekając się do hipotezy wegetacyjnej.
- 2) Klimat Marsa jest bardzo surowy. Występujące tam ciśnienie i temperatura są takie, jakie panowałyby na płaskowyżu wzniesionym na wysokości około 20 km nad powierzchnię Ziemi. Tymczasem na Ziemi już na wysokości 5 km roślinność ustępuje miejsca wiecznym śniegom.
- 3) W widmie Marsa nie znaleziono dotąd śladów znaczniejszych ilości tlenu. Świadczy to o tym, że nie istnieje tam roślinność zielona.

- 4) Badania albedo i temperatury „mórz” wskazują, że pochłaniają one ciepło tak, jak substancja martwa, a nie jak żywa roślinność.
- 5) Z historii życia na Ziemi wiadomo, że pierwsze organizmy rozwinęły się w wodzie, a dopiero później przystosowały się do życia na lądzie. Na Marsie brak jest mórz czy oceanów, a więc życie nie mogło powstać.
- 6) Pomiary „współczynnika gładkości” „mórz” wykonane przez N. Sytyńską (1944) wskazują, że obszary te mają własności takie, jak czerwone pustynie.
- 7) Podobny wniosek można wyciągnąć z pomiarów polaryzacji światła odbitego od „mórz”.
- 8) Jeśliby „morza” Marsa były porośnięte roślinnością, to musielibyśmy obserwować zmiany kontrastu między „morzami” i lądami w zależności od kąta widzenia. W rzeczywistości tych zmian nie obserwujemy.

Fiesenkow twierdzi, że wymienione fakty przeczą istnieniu na Marsie roślin podobnych do ziemskich. Mogłyby się tam znajdować najwyżej niewielkie ilości prymitywnych bakterii.



*Rysunek 94 Pustynia Kizyl-Kum (Czerwone Piaski) porośnięta kępami odpornej na suszę roślinności*

Omówmy teraz dokładniej poszczególne zarzuty i przekonajmy się, czy rzeczywiście są one słuszne.

- 1) Fiesenkow twierdzi, że sezonowe zmiany barwy „mórz” można wytłumaczyć na podstawie ich składu mineralnego. Twierdzenie to nie wydaje się słuszne. Mówiliśmy już poprzednio, że przy tak suchym klimacie, jaki panuje na Marsie, wykluczone są zmiany barwy powstające przy uwodnieniu (hydratacji) związków nieorganicznych. Nie znamy również innych przyczyn, które mogłyby spowodować takie zmiany (światło słoneczne? zmiany temperatury?). Dlatego też tłumaczenie zmian sezonowych jest naj słabszą stroną wszystkich hipotez nieorganicznych, jak to zresztą stwierdzają sami ich autorowie. Natomiast hipoteza wegetacyjna, a w szczególności przypuszczenie, że „morza” są porośnięte roślinnością podobną do naszych porostów, pozwala w naturalny sposób wyjaśnić zarówno sezonowe zmiany barwy, jak i inne ich zdumiewające cechy („zdolność regeneracyjną”).
- 2) Temperatura na Marsie nie spada prawdopodobnie poniżej  $-70^{\circ}\text{C}$ . Rośliny podobne do porostów mogą z łatwością przetrzymać takie warunki, jeśli te ostatnie przetrzymują zanurzenie w ciepłym powietrzu. Eksperymenty przeprowadzane na Ziemi (G. Tichow) wykazują także, że obniżenie ciśnienia do wartości około 80 mb nie zabija roślin, lecz przeciwnie - czasem powoduje ich szybszy rozwój. Nie mamy więc prawa twierdzić, że warunki klimatyczne panujące na Marsie wykluczają możliwość istnienia tam roślin podobnych do ziemskich.
- 3) Faktem jest, że większość tlenu naszej atmosfery jest pochodzenia organicznego. Jest on wydzielany przez rośliny w procesie fotosyntezy. Fiesenkow twierdzi wobec tego, że brak

znaczniejszych ilości tlenu w atmosferze Marsa świadczy o braku roślinności na jego powierzchni. Sprawą możliwości przystosowania się roślin do braku tlenu zajmowaliśmy się już poprzednio. Nie jest wykluczone, że rośliny, które żyją na Marsie, przystosowały się do „wewnętrznego oddychania” tlenem wytwarzanym przy fotosyntezie. Nasze porosty, w których czynności życiowe przebiegają w mniejszej skali, wydzielają do atmosfery mało tlenu. Brak na Marsie znaczniejszych ilości tlenu nie może wykluczać istnienia na jego powierzchni pewnych roślin podobnych do ziemskich.

- 4) Ten zarzut trzeba omówić obszerniej, gdyż swego czasu był on bardzo głośny. W roku 1954 Fiesenkow opierając się na prawach promieniowania poddał analizie własności termiczne obszarów „żywych” i „martwych”. Wyszedł on z założenia, że roślinność zużywa pewną część pochłanianego promieniowania na czynności życiowe i wobec tego powinna mieć temperaturę niższą niż obszar martwy, który wypromieniowuje całą pochłoniętą energię. Można przyjąć, że promieniowanie takiego obszaru jest określone wzorem Stefana-Boltzmann (rozdział V). Znając więc albedo powierzchni i ilość padającego na nią promieniowania można wyliczyć jej temperaturę (w momencie równowagi termicznej). Jeśli w podobny sposób obliczymy temperaturę obszarów roślinnych, to otrzymamy wartość wyższą niż w rzeczywistości. Fiesenkow podaje, że trawy ziemskie mają temperaturę o 30° niższą od piasków, mimo że te ostatnie mają dwukrotnie większe albedo. Tymczasem jeśli chodzi o „morza” Marsa, to mają one temperaturę wyższą o 10° od lądów, co zgadza się z założeniem że są to obszary „martwe”, które ze względu na niższe albedo pochłaniają więcej energii słonecznej. Świadczy to według Fiesenkowa o braku w tych miejscach pokrywy roślinnej.

W rozważaniach swych Fiesenkow popełnił wiele nieścisłości i błędów zarówno w rozumowaniu, jak i w przyjętych danych liczbowych. Między innymi porównywał on temperatury obszarów ziemskich (temperatury rzeczywiste) z temperaturami obszarów Marsa, które, jak wiemy, są temperaturami efektywnymi, otrzymanymi z wzoru Stefana-Boltzmann. Przyjął on poza tym, że albedo lądów Marsa wynosi 0,30, zaś albedo „mórz” 0,15, co nie odpowiada ściśle prawdzie. Jednak tylko przy takich założeniach udało mu się dojść do wniosku, że „morza” nie wykazują ani śladu „żywności”, która objawiałaby się w ich niskiej temperaturze.

Wszystkie jednak te niedokładności są niczym wobec faktu, że wartości przyjęte dla temperatur ziemskich obszarów są również błędne. W r. 1925 W. Coblentz stwierdził, że w polarnej tundrze temperatura pokrywy roślinnej (mchów czy porostów) może o 20° - 30° przewyższać temperaturę odsłoniętej ziemi. To samo stwierdził Tichow (1955) jeśli chodzi o Pamir. Rozważania Fiesenkowa były zatem oparte na błędnych podstawach. „Żywność” roślin nie objawia się w przybieraniu niższej temperatury niż otoczenie. Tak więc fakt, że „morza” Marsa mają wyższą temperaturę niż lądy nie może w żadnym przypadku przeczyć hipotezie wegetacyjnej (według Coblentza nawet ją potwierdza).

- 5) Fakt, że obecnie nie ma na Marsie zbiorników wodnych nie oznacza, że nie było ich tam w przeszłości. Powstanie i ewolucja Marsa były podobne do dziejów Ziemi i według wszelkiego prawdopodobieństwa istniały tam niegdyś duże oceany.
- 6) Fiesenkow opiera się tu na niezbyt dokładnych pomiarach Sytyńskiej z 1944 r. Według tych pomiarów „współczynnik gładkości” „mórz” wynosi 1,08, lądów zaś 1,16. Tymczasem obszary pokryte roślinnością są znacznie bardziej nierówne. „Współczynnik gładkości” takich powierzchni jest zawarty w granicach od 0,40 do 0,58 (Sytyńska i Orłowa). Możliwe jednak, że w pomiarach tych oprócz „mórz” brano także pod uwagę część otaczającej pustyni. Nowsze bowiem i dokładniejsze pomiary Kowala (1954) wykazują, że „współczynnik

gładkości” „mórz” wynosi od 0,45 do 0,54<sup>23</sup>. Wartość ta bardzo dobrze zgadza się z hipotezą częściowego pokrycia gładkiej powierzchni pustyni kępami roślinności.

- 7) Fiesenkow opiera się tu znów na starych i mniej dokładnych pomiarach. Dokładniejsze pomiary Dollfusa z ostatnich lat wykazują, że polaryzacja światła „mórz” jest różna od polaryzacji światła lądów i wykazuje sezonowe zmiany. Według Dollfusa jest ona podobna do polaryzacji światła przez pewne glony.
- 8) Argument Fiesenkowa opiera się na następującym rozumowaniu: Należy przypuszczać, że nie cała powierzchnia „mórz” jest pokryta obiektami uważanymi za roślinność. Oznaczmy część zajęta przez roślinność przez  $f$ . Jeżeli albedo roślinności oznaczmy przez  $A_r$ , to albedo „morza”  $A_m$  będzie się wyrażać wzorem:  $A_m = (1 - f)A_l + fA_r$ , gdzie  $A_l$  oznacza albedo lądów.

Ponieważ roślinność porastająca „morze” wznosi się na pewną wysokość ponad jego powierzchnię, to przy patrzeniu pod ostrym kątem (tzn. w przypadku, gdy „morze” będzie się znajdować przy brzegu tarczy planety) miejsca nieporośnięte roślinnością będą niewidoczne i  $f$  pozornie się zwiększy. Ponieważ  $A_r < A_l$ , albedo „morza” w tym przypadku się zmniejszy. Zatem przy zbliżaniu się do brzegu tarczy Marsa kontrast między „morzami” i lądami powinien wzrastać, gdy tymczasem obserwacje tego nie wykazują.

Po zastanowieniu się można dojść do wniosku, że stosowanie wyników obliczeń Fiesenkowa do powierzchni „mórz” jest błędne. Jego rozważania są słuszne tylko w przypadku, gdy roślinność jest rozrzucona po ich powierzchni równomiernie, tracą zaś moc, gdy tworzy ona kępki. Poza tym zmiana kontrastu jest dostrzegalna wtedy, gdy rośliny są dość wysokie. Tymczasem porosty, mchy i inne karłowate rośliny żyjące w tundrze są bardzo niskie (u niektórych porostów „wysokość” nie przekracza 0,1 mm). Jeśli na Marsie istnieją takie rośliny, to oczywiście perspektywiczna zmiana kontrastu będzie znikoma.

Tak więc wydaje się, że żaden z zarzutów wysuwanych przez Fiesenkowa nie może stanowić kategorycznego zaprzeczenia możliwości istnienia na Marsie roślinności.

Ubiegły rok przyniósł dalszy postęp w badaniu ciemnych obszarów Marsa. Tichow zdołał wydzielić z widma „mórz” przyczynę pochodzący od ciemnej substancji pokrywającej powierzchnię; w ten sposób po raz pierwszy uzyskano informacje o zdolności odbijania światła przez hipotetyczną roślinność marsyjską.

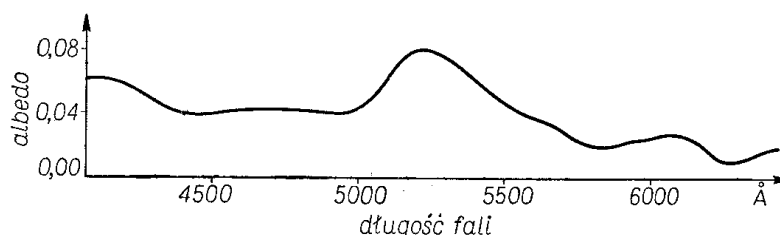
Tichow skorzystał w swych badaniach z wyników N. A. Kozyrewa, który podczas opozycji 1954 r. fotografował widmo Marsa za pomocą wielkiego spektrografu obserwatorium na Krymie. Duża czułość przyrządu pozwalała na obserwację widma poszczególnych niewielkich wycinków tarczy planety, toteż Kozyrew mógł zbadać bardzo dokładnie widmowy rozkład albeda Wielkiej Syrty oraz pustyni otaczającej to „morze”.

Rozumowanie Tichowa było proste: Wielka Syrta jest pokryta roślinnością tylko częściowo, wobec tego jej albedo jest wynikiem nałożenia się albeda roślinności i albeda odsłoniętych miejsc pustyni - tak jak to jest wyrażone przez wzór na str. 285. Skoro z obserwacji znamy  $A_m$  i  $A_l$ , możemy z tego wzoru wyznaczyć  $A_r$ , jeśli tylko będziemy wiedzieć, jaką część  $f$  powierzchni Wielkiej Syrty zajmuje pokrywa roślinna. Niestety, dokładną wartość  $f$  będą nam mogli podać dopiero pierwsi astronauty. Tymczasem jednak wychodząc z założenia, że albedo roślinności nie może być ujemne, potrafimy ocenić dolną granicę ułamka  $f$ . Z danych Kozyrewa wynika, że ciemna substancja pokrywa co najmniej

---

<sup>23</sup> Wstępne opracowanie obserwacji wykonanych w r. 1956 przez obserwatoria ZSRR wykazuje, że „współczynnik gładkości” „mórz” wynosi 0,49, a lądów - dokładnie 1,00.

53% powierzchni Wielkiej Syrty. Podstawiając tę wartość oraz wyniki Kozyrewa do wzoru na str. 285 Tichow wyznaczył albedo roślinności porastającej Wielką Syrtę.



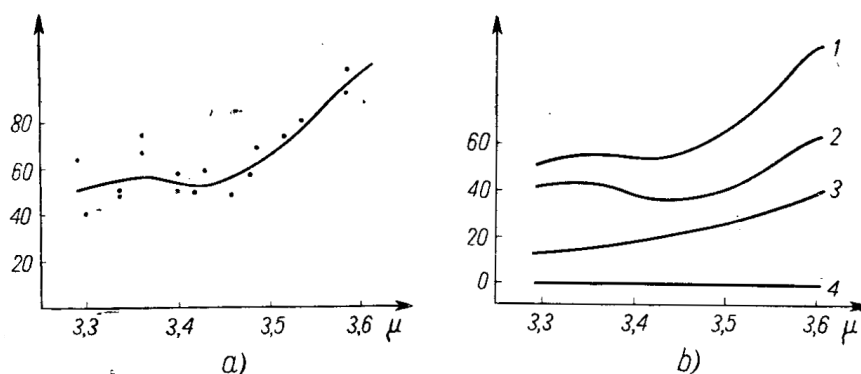
Rysunek 95 Albedo roślinności porastającej Wielką Syrtę (według Tichowa - 1956 r.)

Z rysunku 95 widać, że albedo to zmienia się dość nieznacznie w całym zbadanym obszarze widma, jednak około 5200 Å występuje wyraźne maksimum. Wynika stąd, że hipotetyczna roślinność marsyjska ma kolor szarzielony. Krzywa otrzymana przez Tichowa jest zbliżona do krzywych rozkładu albeda niektórych porostów.

Prawdziwą rewelacją było jednak opublikowanie wyników badań przeprowadzonych w roku 1956 przez amerykańskiego astronoma W. M. Sintona, który wskazał zupełnie nową drogę sprawdzenia, czy na Marsie istnieje roślinność podobna do ziemskiej. Zwrócił on mianowicie uwagę na fakt, że wszystkie ziemskie rośliny bardzo silnie pochłaniają promieniowanie o długości fali 3,45  $\mu$ . To silne pasmo absorpcyjne jest wywoływane obecnością w roślinach związków węgla i wodoru. Szczególnie łatwo wykryć je w roślinach stosunkowo suchych (takich jak porosty), w innych bowiem jest ono „maskowane” przez pasma absorpcyjne wody (3,1  $\mu$  i 3,6  $\mu$ ). Wobec warunków panujących na Marsie należy się spodziewać, że istnieją tam rośliny suche, toteż poszukiwanie w widmie „mórz” pasma 3,45  $\mu$  można uważać za „experimentum crucis” hipotezy wegetacyjnej.

Podczas ostatniej opozycji Sinton obserwował widmo Marsa za pomocą 155-centymetrowego reflektora połączanego z czułym detektorem promieniowania podczerwonego. Niestety, promieniowanie Marsa w tej części widma jest tak słabe, że nie można było badać z osobna „lądów” i „mórz”. W celu wyeliminowania wpływu naszej atmosfery i pozbycia się błędów systematycznych badano w tych samych warunkach podczerwone widmo Słońca i Księżycy.

Końcowy rezultat przedstawiony jest na rys. 96 a. Rozrzut punktów pomiarowych jest dość duży i trudno jest na oko wnioskować o istnieniu pasma 3,45  $\mu$ ; toteż Sinton poddał swe wyniki dokładnej analizie statystycznej.



Rysunek 96 a) Rozkład natężenia podczerwonego promieniowania Marsa według pomiarów Sintona z 1956 r.: b) analiza statystyczna wykazuje, że rozkład ten (linia 1) można przedstawić jako sumę trzech czynników: promieniowania odbitego od powierzchni pustyni (linia 4), promieniowania termicznego Marsa (linia 3) oraz promieniowania odbitego od powierzchni porostów (linia 2)

Patrząc na rys. 96 b trzeba pamiętać, że obserwowane widmo Marsa powstaje z nałożenia się trzech czynników: promieniowania termicznego powierzchni planety, światła słonecznego odbitego od powierzchni pustyni oraz światła odbitego od hipotetycznej roślinności. Analiza przeprowadzona przez Sintona polegała właśnie na próbie przedstawienia obserwacji krzywej albedo Marsa jako sumy krzywych wynikających z wymienionych trzech czynników. Krzywą promieniowania termicznego można łatwo wyznaczyć znając temperaturę powierzchni planety (linia 3, rys. 96 b), albedo pustyni można przyjąć za stałe (linia 4); jako trzecią krzywą składową przyjął Sinton wyznaczony doświadczalnie rozkład albedo porostów (linia 2), w którym widać wyraźnie istnienie pasma  $3,45\ \mu$ . Analiza statystyczna wykazała, że trzy wymienione krzywe wchodzą do obserwowanej sumy (linia 1) w takim stosunku, jak to przedstawiają względne wysokości poszczególnych linii na rys. 96 b. Największy wkład pochodzi zatem od krzywej porostów. Prawdopodobieństwo tego, że krzywa ta nie daje żadnego przyczynku do obserwowanego albedo Marsa, jest mniejsze od 1%.

Pomiary Sintona wymagają sprawdzenia, jednakże osiągnięte wyniki są niezwykle ciekawe i według słów autora wskazują, że „obecność roślinności na Marsie jest wysoce prawdopodobna („extremely likely”)”.

Powyższe rozważania można by streścić jak następuje:

- 1) W warunkach, jakie panują na Marsie, możliwa jest egzystencja odpowiednio odpornych i przystosowanych roślin [podobnych do porostów, czy też niektórych arktycznych roślin wyższych (Tichow)].
- 2) Żadne dane obserwacyjne nie przeczą istnieniu na Marsie podobnych roślin. Również argumenty Fiesenkowa nie mogą stanowić kategorycznego zaprzeczenia tej możliwości.
- 3) Hipoteza wegetacyjna (w szczególności przypuszczenie, że na Marsie istnieją rośliny podobne do porostów) wyjaśnia w łatwy i naturalny sposób najważniejsze cechy „mórz”: „zdolność regeneracyjną” i zmiany sezonowe. Inne tłumaczenie tych cech (hipoteza mineralna czy wulkaniczna) są mniej przekonujące i nie wydają się słuszne.
- 4) Kształt rozkładu podczerwonego albedo Marsa dość wyraźnie wskazuje na istnienie na jego powierzchni suchych, prymitywnych roślin, zbliżonych do naszych porostów.
- 5) Hipoteza wegetacyjna może również łatwo wyjaśnić inne cechy „mórz” ich złożoną, plamistą strukturę, wiekowe zmiany linii brzegowej, zgodność kierunków z systemem wiatrów, wartość „współczynnika gładkości”, stopień polaryzacji światła itd.

W sumie więc hipoteza wegetacyjna najłatwiej i najbardziej naturalnie tłumaczy nam zjawiska obserwowane na powierzchni Marsa. Nie można jednak powiedzieć, że roślinność Marsa na pewno istnieje. Jej obecność jest tylko bardzo prawdopodobna.

Nie należy także sądzić, że spodziewamy się istnienia na Marsie porostów, mchów czy innych roślin, takich jakie występują na Ziemi; możemy tylko sądzić, że są to rośliny do nich zbliżone. Najlepiej jest przytoczyć tu słowa Kuipera (1952): „...Na podstawie zebranych dotąd danych można przyjąć bez zastrzeżeń hipotezę o istnieniu roślin na Marsie; hipoteza ta dopuszcza jednak dwie niezależne, równoległe linie rozwojowe, jedną na Marsie, drugą na Ziemi. Porównanie z porostami ma tylko wartość heurystyczną. Byłoby bowiem zdumiewające, gdyby na Ziemi i na Marsie rozwinęły się identyczne gatunki...”

Czy można mówić o istnieniu na Marsie wyższych organizmów, na przykład jakichś „zwierząt”? Zasadniczo tak. Tichow podaje, że na przykład owady znoszą temperatury od  $-80^{\circ}\text{C}$  do  $+50^{\circ}\text{C}$  i ciśnienie od 0,1 do 550 atmosfer. Podobne stwory mogłyby więc istnieć na Marsie. Żadne jednak dane obserwacyjne nie mogą nam dać zarówno negatywnej jak i pozytywnej odpowiedzi na to pytanie.



Puśćmy teraz na chwilę wodze fantazji i spróbujmy sobie wyobrazić wygląd powierzchni Marsa. „Morza” są obszarami pustynnymi, pokrytymi płatami dziwnej roślinności wytrzymałej na suszę, zmiany temperatury i przystosowanej do „wewnętrznego oddychania”. Przez większą część roku rośliny te znajdują się w stanie anabiozy, a ożywają tylko na krótki okres, gdy z nad topniejącej czapki polarnej napływa nasycone wilgocią powietrze. Niektóre z tych roślin pod wpływem wilgoci ciemnieją i zmieniają barwę, inne zaś pozostają niezmienione przez cały rok. Oprócz „mórz” kępki roślinności porastają tu i ówdzie również i pustynie (czy tak jak na rys. 47?), tam jednak warunki ich egzystencji są znacznie cięższe. Tylko w okolicach jakichś zagłębień czy rozpadlin, gdzie łatwiej o wodę podskórną, kępki są rozłożone znacznie gęściej („kanały” i „jeziora”). Na obszarach „mórz” można spotkać tu i ówdzie przemykające się...

Ale na tym dość, bo przecież książka nie jest fantastyczną powieścią.

## Zakończenie

Czerwony glob Marsa kryje w sobie jeszcze немало zagadek. Nie wiemy dotąd jaka jest zawartość tlenu i pary wodnej w jego atmosferze, snujemy tylko domysły na temat natury warstwy fioletowej, nie wyjaśnione na razie pozostają tajemnicze jasne rozbłyski, nie znamy wreszcie odpowiedzi na najważniejsze pytanie: czy istnieje na Marsie życie?

Ale wielka ofensywa astronomiczna rozwija się z niespotykanym dotąd natężeniem. Dość chyba będzie wspomnieć, że podczas ostatniej opozycji, w jednym tylko obserwatorium Lamont-Hussey, Slipher wykonał ponad 38 000 różnorodnych fotografii Marsa. Za rok, dwa - gdy uzyskany materiał obserwacyjny zostanie dokładnie opracowany, będziemy chyba mogli skreślić pewne pozycje z listy tajemnic Marsa.

W każdym razie bliski jest dzień sprawdzenia wszystkich naszych domysłów i hipotez. Za kilkadziesiąt lat rozpocznie się podbój przestrzeni międzyplanetarnej. Celem pierwszych rakiet będzie niewątpliwie najbliższy nasz sąsiad - Księżyc, ale już następne ruszą na Marsa.

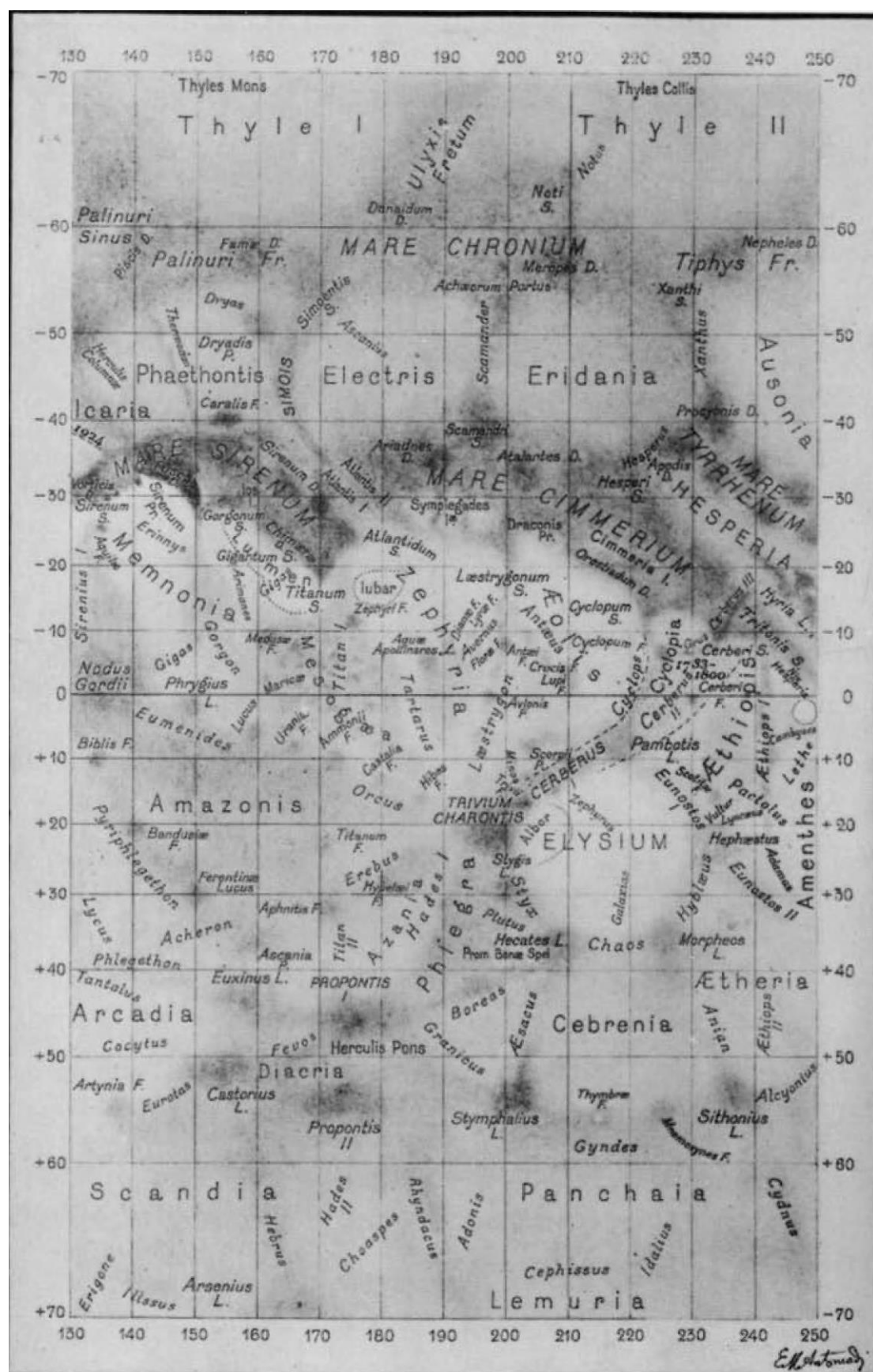
Według planów ostatniego Kongresu Międzynarodowej Federacji Astronautycznej lot na Marsa zostanie zrealizowany przed 1985 rokiem. Pozostaje więc tylko uzbroić się w cierpliwość.

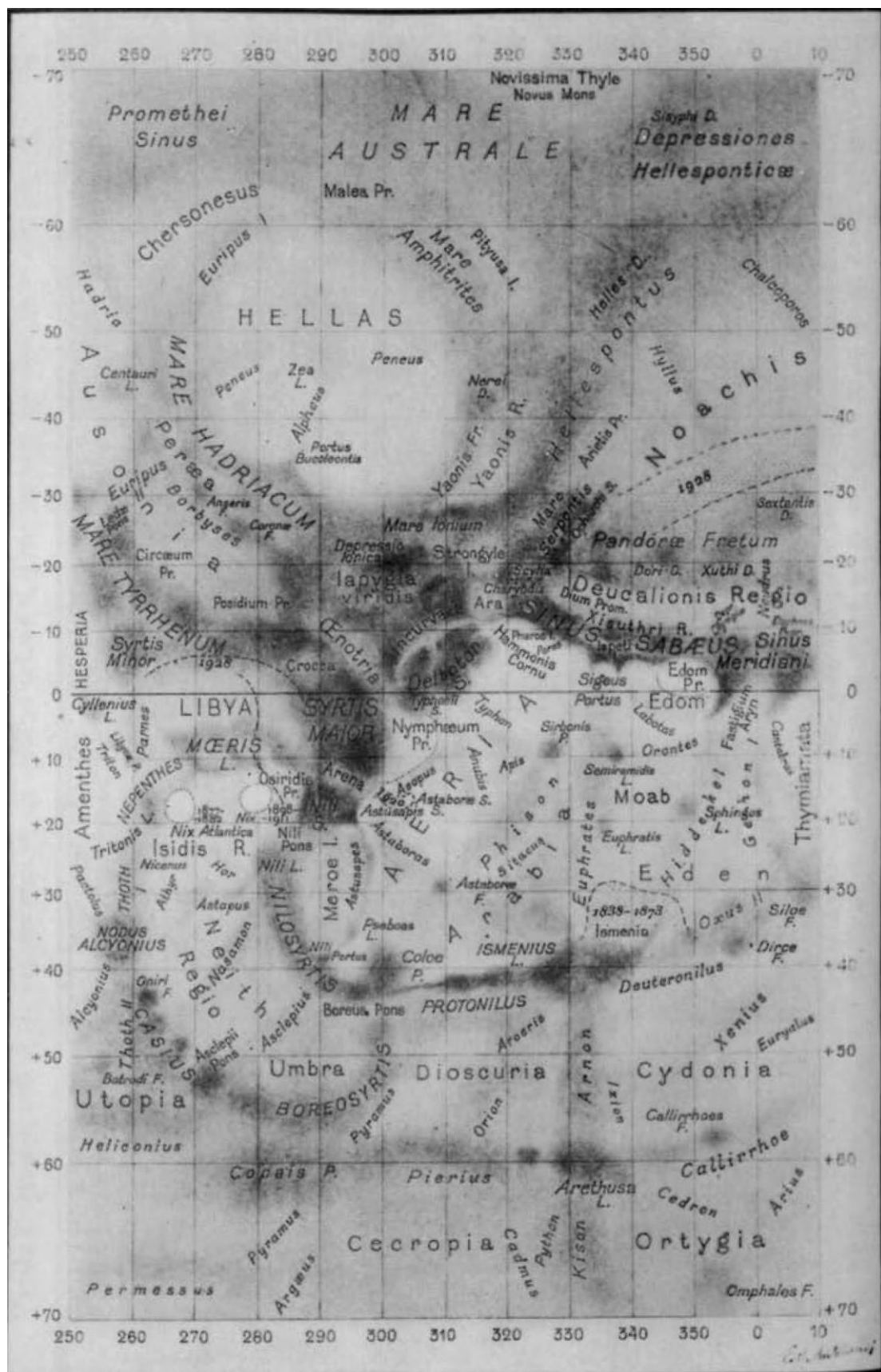
## Dodatek

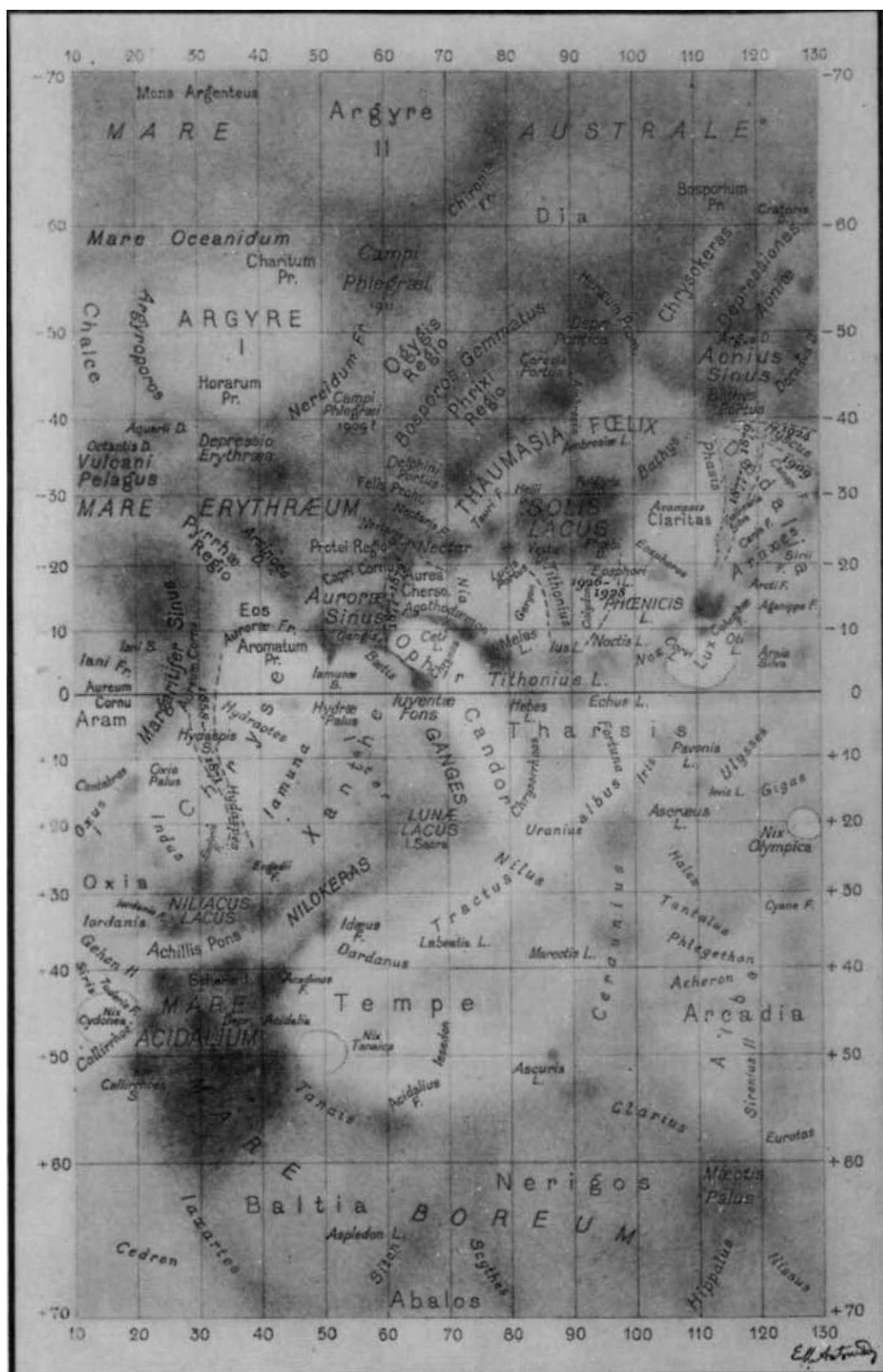
### Mapy powierzchni Marsa według E. M. Antoniadiego (1930) z alfabetycznym wykazem szczegółów

Poniższy alfabetyczny wykaz zawiera wszystkie nazwy szczegółów oznaczonych na załączonych mapach powierzchni Marsa. Obok każdej nazwy umieszczone są dwie liczby: pierwsza z nich oznacza przybliżoną długość, druga zaś - przybliżoną szerokość areograficzną danego szczegółu. Współrzędne te ułatwiają odszukanie na mapie poszczególnych utworów. A oto skróty używane na mapie:

- D - Depressio (depresja, nizina)
- F - Fons (źródło)
- Fr - Fretum (cieśnina)
- I - Insula (wyspa)
- L - Lacus (jezioro)
- M - Mare (morze)
- P - Palus (bagno)
- Pr - Promontorium (przylądek)
- R - Regio (obszar, kraina)
- S - Sinus (zatoka)







Abalos	70	70
Acadinus F.	40	40
Acampsis	105	-28
Achaeorum Portus	200	-55
Acheron	150	35
Achillis Pons	30	37
Acidalius F.	60	55
Adamas	245	25
Adonis	191	65
Aenotria	295	-5
Aeolis	210	-10
Aeria	310	15
Aesacus	205	45
Aetheria	240	40
Aethiopsis	235	5
Aethiops I	240	5
Aethiops II	240	45
Agathodaemon	70	-10
Agganippe F.	130	-15
Alba	115	45
Albor	205	20
Alcyonius	255	45
Alpheus	290	-40
Amazonis	155	20
Ambrosia	90	-40
Ambrosiae L.	90	-35
Amenthes	250	15
Ammonia F.	170	10
Anian	235	50
Anseris F.	270	-30
Antaei F.	205	-10
Antaeus	205	-10
Anubis	315	10
Aonius Sinus	115	-45
Aphnitis F.	170	33
Apis	320	10
Apodis D.	225	-37
Aquae Apollinares	190	-5
Aquarii D.	25	-40
Aquilae F.	135	-25
Ara	315	-15
Arabia	320	30
Aram	10	5
Araxes	120	-23
Arcadia	140	45
Arcti F.	120	-18
Arena	295	13
Arethusa L.	335	60
Argaeus	285	68
Argus D.	115	-50



Argyre I	35	-50
Argyre II	60	-65
Argyroporos	20	-50
Ariadnes D.	185	-35
Arietis Pr.	335	-40
Arimanes	160	-15
Arion	150	75
Arius	5	62
Arnon	330	50
Aroeris	320	48
Aromaticum Pr.	40	-8
Arsenius L.	165	70
Arsia Silva	125	-8
Arsinoes D.	40	-20
Artynia F.	140	55
Ascania P.	160	37
Ascanius	175	-50
Asclepius	285	45
Ascraeus L.	100	20
Ascuris L.	90	53
Asopus	305	13
Aspledon L.	65	65
Astaborae F.	310	30
Astaborae S.	300	15
Astaboras	305	25
Astapus	275	30
Astusapes	300	25
Astusapis S.	295	20
Atalantes D.	205	-35
Athyr	265	30
Atlantidum S.	185	-25
Atlantis I	170	-33
Atlantis II	175	-33
Aurea Chersonesus	70	-15
Aureum Cornu	15	0
Aurorae Fr.	40	-10
Aurorae Sinus	55	-10
Ausonia	260	-30
Avernus	195	-10
Avlonis F.	200	0
Azania	185	35
Baetis	65	-5
Baltia	50	62
Bathys	105	-35
Bathys Portus	120	-42
Bandusiae F.	140	20
Biblis F.	135	10
Borbyses	275	-28
Borea D.	270	88
Boreosyrteis	290	55

Boreus Pons	300	45
Bosporium Pr.	115	-60
Bosporos Gemmatus	70	-45
Botrodi F.	255	50
Cadmus	320	65
Callirrhoe	0	57
Callirrhoes F.	355	58
Callirrhoes S.	20	50
Calydon	90	-15
Cambyses	245	5
Campi Phlegraei	60	-55
Candor	75	10
Canis F.	120	-25
Canopi F.	125	-33
Cantabras	5	10
Capri Cornu	55	-18
Caralis F.	155	-40
Casius	265	45
Castalia F.	185	10
Castorius L.	155	53
Cebrenia	220	45
Cecropia	310	65
Cedron	20	65
Centauri L.	260	-45
Cephissus	210	68
Ceraunius	95	35
Cerberi F.	230	0
Cerberi S.	235	-10
Cerberus I	210	10
Cerberus II	225	5
Cerberus III	235	-15
Ceti L.	75	-10
Chalce	15	-50
Chalcoporos	5	-55
Chaos	220	36
Charitum Pr.	45	-57
Chersonesus	270	-60
Chimaerae D.	165	-24
Chironis Fr.	75	-65
Choaspes	180	65
Chrysas	70	-5
Chryse	40	10
Chrysokeras	110	-55
Chrysorrhoas	80	10
Cimmeria I.	220	-22
Circaeum Pr.	265	-20
Claritas	105	-25
Clarius	100	55
Cocytus	140	50
Coloe P.	300	40

Columbae F.	115	-10
Copais P.	285	60
Coracis Pertus	85	-45
Coronae F.	280	-25
Corvi L.	105	-10
Crateris D.	125	-60
Crocea	290	-5
Crucis F.	205	-5
Cyane F.	125	30
Cyclopa	225	-5
Cyclops	220	0
Cyclopum F.	225	-7
Cyclopum S.	225	-12
Cydus	245	65
Cydonia	350	50
Cyllenius L.	255	2
Danaidum D.	180	-60
Daphnes Depr.	5	-10
Dardanus	60	40
Delphini Portus	65	-33
Deltoton S.	310	-5
Depr. Acidalia	30	45
Depr. Olympiae	355	-12
Depr. Pontica	90	-50
Depressio Erythraea	40	-35
Depressio Ionica	295	-22
Depressio Magna	270	-80
Depressio Parva	170	-75
Depressiones Aoniae	120	-55
Depressiones Hellesponticae	350	-65
Deucalionis L.	160	80
Deuteronilus	345	40
Dia	90	-60
Diacria	165	52
Dianae F.	195	-10
Dioseuria	315	55
Dirce F.	355	38
Dium Prom.	335	-15
Doradus D.	125	-45
Dori D.	345	-22
Draconis Pr.	205	-25
Dryadis P.	155	-50
Dryas	155	-53
Echus L.	90	0
Eden	350	28
Edom Pr.	350	-2
Electris	180	-45
Elysium	215	25
Endoris F.	30	28
Engedii F.	40	28

Enipeus.	240	75
Eos	40	-13
Eosphori L.	105	-18
Eosphoros	105	-20
Erebus	180	27
Eridania	210	-45
Erigone	135	67
Erinnys	145	-25
Eumenides	150	5
Eunostos I	225	15
Eunostos II	240	30
Euphrates	330	25
Euphratis L.	335	20
Euripus I	275	-55
Euripus II	260	-33
Eurotas	145	55
Euryalus	5	45
Euxinus L.	160	45
Famae D.	160	-57
Fastigium Aryn	0	2
Felis Prom.	60	-30
Ferentinae Lucus	150	30
Fevos	170	50
Florae F.	200	-8
Fortuna	95	10
Frigoris F.	320	82
Fulgoris D.	95	-30
Fusca D.	145	-34
Galaxias	220	30
Gallinaria Silva	115	-25
Ganges	70	10
Gangis S.	60	-8
Gehon I	0	5
Gehon II	15	40
Geminus F.	270	80
Geryon	80	-15
Gigantum S.	165	-22
Gigas	125	10
Gordon	155	-5
Gorgonum S.	150	-28
Granicus	190	50
Grus	230	-7
Gyndes	215	60
Hades I	190	30
Hades II	170	65
Hadria	255	-55
Halex	110	25
Hammonis Cornu	325	-5
Hebes L.	85	0
Hecates L.	210	38

Helionicus	260	55
Hellas	290	-50
Helles D.	340	-55
Hellespontus	330	-45
Helli D.	85	-28
Hephaestus	235	22
Herculis Columnae	135	-45
Hereulis Pons	180	50
Hesperi S.	220	-30
Hesperia	235	-25
Hesperus	220	-35
Hibes F.	185	15
Hiddekel	350	25
Hippalus	110	65
Hor	275	25
Horarum Pr.	35	-40
Hyblaeus	230	30
Hydaspes	35	20
Hydaspis S.	30	5
Hydrae Palus	45	2
Hydraotes	40	5
Hyllus	350	-45
Hypelaei F.	180	30
Hyperboreus L.	60	80
Hypernotius Mons	30	-85
Hyria L.	245	-15
Hyscus	125	-35
Iamuna	50	15
Iamunae S.	50	-5
Iani Fr.	15	-5
Iani S.	20	-5
Iapeti I.	335	-8
Iapygia viridis	300	-20
Iaxartes	30	65
Icaria	140	-45
Idaeus F.	50	35
Idalius	225	65
Ilissus	140	67
Incurva I.	310	-10
Indus	20	20
Iordanis	15	35
Iordanis F.	25	35
Ios J.	155	-30
Iovits L.	110	15
Iris	100	12
Isidis R.	270	25
Ismenia	340	35
Ismenius L.	330	40
Issedon	70	50
Ister	60	10

Iubar	180	-17
Ius L.	90	-7
Iuventae Fons	65	-2
Ixion	335	55
Kison	335	65
Labeatis L.	70	40
Labolas	340	3
Laestrygon	195	5
Laestrygonum S.	200	-20
Ledae Pons	260	-25
Lemuria	210	70
Lethe	250	10
Libya	275	0
Libycae P.	260	10
Lucis Portus	80	-20
Lucus Maricae	165	-2
Lumen	160	-20
Lunae Lacus	70	20
Lupi F.	210	-3
Lux	110	-5
Lycus	135	35
Lyncaeus	240	18
Lyrae F.	200	-15
Maeotis Palus	115	62
Malea Pr.	300	-62
Mare Acidalium	30	50
Alare Amphitrites	310	-55
Mare Australe		-70
Mare Boreum	60	60
Mare Chronium	190	-58
Mare Cimmerium	205	-30
Mare Erythraeum	30	-30
Mare Hadriacum	280	-35
Mare Ionium	310	-28
Mane Oceanidum	30	-60
Mare Serpentis	330	-27
Mare Sirenum	150	-35
Mare Tyrrhenum	265	-15
Mareotis L.	95	35
Margaritifer Sinus	25	0
Medusae F.	160	-10
Melas L.	80	-7
Memnonia	140	-20
Meroe I.	290	30
Meropes D.	210	-56
Mesogaea	170	0
Minos	200	10
Mnemosynes F.	230	58
Moab	340	15
Moeris L.	275	10



Mons Argenteus	30	-70
Morpheos L.	225	35
Nasamon	275	35
Nectar	70	-23
Nectaris F.	65	-28
Nectaris S.	60	-25
Neith Regio	270	40
Nepenthes	265	14
Nepheles D.	250	-60
Nerei D.	315	-42
Nereidum Fr.	50	-45
Nerigos	90	62
Neudrus	0	-15
Nia	70	-15
Nicenus	265	25
Nili L.	285	25
Nili Portus	295	40
Nili S.	290	20
Niliacus Laous	30	30
Nilokeras	50	30
Nilosyrtis	285	35
Nilus	80	25
Nix Atlantica	270	18
Nix Cydonea	15	45
Nix Hesperia	250	3
Nix Olympica	125	20
Nix Tanaica	50	50
Noachis	350	-40
Noctis L.	90	-10
Nodus Alcyonius	260	35
Nodus Gordii	135	0
Noti S.	205	-63
Notus	215	-65
Novissima Thyle	330	-70
Nox	100	-5
Nymphaeum Pr.	305	8
Octantis D.	15	-38
Ogygis Regio	65	-48
Olympia	210	80
Omphales F.	355	68
Oniri F.	265	43
Ophir	70	-5
Ophiuchi S.	335	-27
Orcus	180	15
Orestiadum D.	220	-20
Orion	315	55
Orontes	345	10
Ortygia	350	65
Osiridis. Pr.	285	15
Oti L.	120	-10

Oxia	15	30
Oxia Palus	20	15
Oxus I	15	20
Oxus II	355	33
Pactolus	255	30
Palinuri Fr.	155	-55
Palinuri Sinus	135	-60
Pambotis L.	220	10
Panchaia	215	63
Pandorae Fretum	315	-23
Parnes	260	5
Pavonis L.	105	8
Peneus	275	-45
Peraea	270	-35
Permessus	265	67
Phaethontis	155	-45
Pharos I.	325	-10
Phasis	115	-35
Phison	320	20
Phlegethon	140	40
Phlegra	190	35
Phoebe D.	95	-25
Phoenicis L.	110	-15
Phrixi Regio	75	-43
Phrygius L.	150	2
Phyndacus	190	65
Pierius	310	60
Piscis D.	140	-57
Pityusa I.	320	-55
Plutus	200	34
Palus frigoris	30	-85
Poros	330	-8
Portus Bucoleonis	285	-35
Posidium Pr.	280	-15
Procyonis D.	235	-40
Prom. Bonae Spei	200	38
Promethei Sinus	260	-65
Propontis I	175	45
Propontis II	175	55
Protei Regio	55	-25
Protonilus	315	42
Psebosas L.	295	35
Pyramus	280	65
Pyriplegethon	140	25
Pyrrhae Regio	35	-20
Python	325	65
Rima angusta	40	-75
Rima Australis	320	-78
Rima Borealis	210	83
Rima brevis	290	-75

Rima Lenuis	0	88
Sacra I.	65	20
Scamander	195	-45
Scamandrii S.	195	-40
Scandia	145	62
Scheria I.	30	40
Scorpii P.	205	8
Scotitae F.	235	15
Scylla et Charybdis	325	-18
Scythes	75	68
Semiramidis L.	340	10
Sextantis D.	5	-28
Sigeus Portus	335	-4
Siloe F.	10	30
Simoentis	170	-54
Simois	165	-45
Sinus Meridiani	0	-5
Sinus Sabaeus	340	-8
Sirbonis P.	325	10
Sirenius I	130	-15
Sirenius II	120	50
Sirenum D.	165	-35
Sirenum Pr.	145	-30
Sirenum S.	135	-30
Sirii F.	125	-22
Siris	10	40
Sisyphi D.	350	-68
Sitacus	320	25
Sithonius L.	235	54
Siton	60	65
Solis Lacus	90	-25
Somni D.	300	-70
Sphingos L.	350	20
Strongyle I.	315	-20
Stygis L.	200	30
Stymphalius L.	200	55
Styx	205	30
Symplegades lae	190	-30
Syrtis Maior	295	5
Syrtis Minor	260	-5
Tanaïs	50	55
Tantalus	140	40
Tartarus	180	5
Tauri F.	80	-30
Tempe	65	45
Tharsis	90	5
Thaumasia Foelix	100	-40
Thermodon	145	-45
Thoth I	260	30
Thoth II	260	50

Thyle I	160	-65
Thyle II	230	-65
Thyles Collis	225	-70
Thyles Mons	150	-70
Thymbrae F.	215	56
Thymiamata	10	15
Tiphys Fr.	235	-58
Titan	175	-5
Titan II	175	38
Titanum F.	170	23
Titanum S.	110	-17
Tithonius	85	-15
Tithonius L.	85	-3
Tractus albus	75	30
Trivii F.	205	15
Trivium Charontis	200	20
Triton	255	10
Tritonis L.	260	20
Tritonis S.	240	-10
Tuderis F.	20	45
Typhon	320	3
Typhonii S.	305	0
Uchronia	270	70
Ultimum Pr.	180	-75
Ulysses	115	10
Ulyxis Fretum	190	-65
Umbra	290	50
Uraniae F.	165	10
Uranius	85	20
Utopia	260	53
Vestae D.	80	-22
Vorticis D.	135	-32
Vulcani Pelagus	15	-35
Vultur	235	16
Xanthe	50	15
Xanthi S.	230	-50
Xanthus	230	-50
Xenius	0	45
Xisuthri R.	340	-10
Xuthi D.	355	-22
Yaonis Fr.	310	-35
Yaonis R.	320	-35
Zea L.	290	-50
Zephyria	190	-10
Zephyri F.	175	-10
Zephyrus	215	20

## Literatura

- Andruszewski S., Mars w r. 1924 (podług spostrzeżeń Obserwatorium Astronomicznego w Poznaniu), Rocznik Astronomiczny Obserwatorium Krakowskiego, str. 135, 1925.
- Antoniadi E. M., Observations de Mars et de ses satellites avec le grand Equatorial de l'Observatoire de Meudon, Bulletin de la Société Astronomique de France, 24, str. 38, 1910;
- Memoirs of the British Astronomical Association, Section for the Observations of Mars, IX, part III, 1901; XI, part III, 1903; XVI, part IV, 1910; XVII, part II, 1910; XVII, part III, 1910; XX, part IV, 1916; XXI, part III, 1919; XXI, part IV, 1920;
  - Observations de Mars en 1924 avec la grand lunette de l'Observatoire de Meudon, L'Astronomie, 38, str. 323, str. 457, 1924;
  - Le retour de la planète Mars, L'Astronomie, 40, str. 345, 1926;
  - Observations de Mars en 1926, L'Astronomie, 40, str. 511, 1926;
  - La planète Mars (1656-1930), Paris 1930.
  - La planète Mars en 1933, L'Astronomie, 47, str. 345, 1933;
- Ashbrook J., A new determination of the rotation period of the planet Mars, Astronomical Journal, 58, str. 145, 1953.
- Baldet M. I., E. M. Antoniadi (1870-1944), L'Astronomie, 58, str. 58, 1944.
- Барабашев Н. П., Об атмосфере и поверхности Марса, Астрономический Журнал, 23, 6, str. 321, 1946;
- Об изменении цвета „морей” Марса, Астрономический Журнал, 24, 3, str. 137, 1947;
  - Об исследовании различных образований на Марсе, Астрономический Журнал, 29, 5, str. 538, 1952;
  - О возможности увидеть отражение Солнца (блик) в „морях” Марса, Циркуляр Харьковской Обсерватории, 10, 1952;
  - Исследование физических условий на Луне и планетах, Харьков 1952.
- Барабашев Н. П., Тимошенко И. Фотографическая фотометрия Марса в красных и синих лучах, Астрономический Журнал, 27, 5, str. 44, 1950.
- Барабашев Н. П., Чекирда А. Т. Спектрофотометрия Марса в красных, желтых, зеленых и синих лучах, Циркуляр Харьковской Обсерватории, 9, 1952.
- Барабашев Н. П., Ковал И. К. К вопросу о разности фотографических диаметров Марса в ультрафиолетовых и красных лучах, Астрономический Журнал, 33, 6, str. 890, 1956.
- Barker R., The Ash Theory of Martian Features, Journal of the British Astronomical Association, 65, 6, 1955.
- Bürgerl B. H., Aus fernen Welten, Berlin-Wien 1910.
- Burdecki F., Tajemnice Marsa, Lwów-Warszawa 1931.
- Camell B. E., Memoirs of the British Astronomical Association, Section for the observations of Mars, IV, part IV, 1896.
- Camichel H., Observations photographiques de Mars faites au Pic du Midi en 1954, Bulletin Astronomique, 20, 2, str. 131, 1956.
- Carragan W. D., Visual Problems of Mars, Sky and Telescope, 15, 7, str. 297, 1956.
- Cave T. R., Some Observations of Mars in 1956, Sky and Telescope, 16, 5, str. 218, 1957.
- Coblentz W. W., Lampland C. O., Radiometric Measurements on Mars. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 36, nr 213, str. 272, 1924.
- Temperatures of Mars, 1926, as derived from the water-cell transmissions, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 39, nr 228, str. 97, 1927.
- Collinson E. H., The planet Mars, Journal of the British Astronomical Association, 63, 1953.
- Comas Sola J., Quelques considérations sur la planète Mars, Bulletin de la Société Astronomique de France, 24, str. 36, 1910.
- Danjon A., Grands objectifs et petits détails planétaires, L'Astronomie, 41, str. 216, 1927.

Dolfus A., Etude de la Planète Mars à l'Observatoire du Pic du Midi en Janvier 1946, L'Astronomie, 61, str. 259, 1947;

- Etude polarimétrique de la lumière réfléchie par la surface du sol de la planète Mars, Comptes Rendus, 227, str. 331, 1948;

- Etude polarimétrique de la lumière réfléchie par les nuages de l'atmosphère de la planète Mars, Comptes Rendus, 227, str. 382, 1948;

- Détermination de la pression atmosphérique sur la planète Mars, Comptes Rendus, 232, 1066, 1951;

- Etude visuelle de la surface de la planète Mars avec un pouvoir séparateur 0",2, L'Astronomie, 67, 3, str. 85, 1953.

Ernst M., Planety i warunki życia na nich, Lwów-Warszawa 1913.

Фесенков В. Г. On the atmosphere of Mars; photometrical analysis of Wright's phenomena, Astronomische Nachrichten, 228, str. 5450, 1926;

- О свойствах поверхности и атмосферы Марса, Астрономический Журнал, 21, 6, str. 257, 1944;

Фесенков В. Г., Современные представления о Вселенной, Москва - Ленинград 1949;

- О наличии открытых водоемов на Марсе, Астрономический Журнал, 26, 5, str. 273, 1949;

- К вопросу о растительности на Марсе, Доклады Академии Наук СССР, 94, 2, str. 197, 1954;

- О физических условиях и возможности жизни на Марсе, Вопросы Философии, 3, str. 106, 1954;

- К вопросу о наличии жизни на Марсе, Астрономический Журнал, 33, 3, str. 440, 1956;

Фесенков В. Г., Опарин А. Н. Жизнь во Вселенной, Москва 1956.

Fischer H., Der Mars, Lipsk 1924.

Gifford F., The surface-temperature climate of Mars, Astrophysical Journal, 125, str. 154, 1956.

Graff K., Beobachtungen und Zeichnungen des Planeten Mars während der Opposition 1901 und 1909. Abhandlungen der Hamburgern Sternwarte in Bergedorf, Bd. II, nr 1, 1910;

- Beobachtungen und Zeichnungen des Planeten Mars während der Perihelopposition 1924.

Abhandlungen der Hamburgern Sternwarte in Bergedorf, Bd. II, nr 7, 1926.

Grandjean J., Goody R. M., The Concentration of Carbon Dioxide in the atmosphere of Mars, Astrophysical Journal, 121, str. 548, 1955.

Heath M. B., Oppositions of Mars 1956 to 1999, Journal of the British Astronomical Association, 66, nr 5, str. 166, 1956.

Henseling R., Mars, seine Rätsel und seine Geschichte, Stuttgart 1925.

Hess S. L., The distribution of Mars temperature and its atmospheric circulation, Sky and Telescope. 5, str. 155, 1950.

Ковал И. К. Некоторые результаты наблюдений Марса во время противостояния 1954 г.

Циркуляр Харьковской Обсерватории, 15, 1956.

Косачевский М. П. О движении спутников Марса, Труды Государственного Астрономического Института им. П. К. Штернберга, XXIV, str. 199, 1954.

Козырев Н. А. Объяснение цвета Марса спектральными свойствами его атмосферы, Известия Крымской Астрофизической Обсерватории, XV, str. 145, 1955,

Kuiper G. P., The Atmospheres of the Earth and Planets, Chicago 1952;

- On the Martian Surface Features; Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 67, 1955;

- Visual Observations of Mars, Astrophysical Journal, 125, 2, str. 317, 1957.

Лебединский А. И. Физические условия на Марсе, Доклады Академии Наук СССР, 108, 5, str. 745, 1956.

Link F., Couche de poussières météoriques dans une atmosphère planétaire, Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia, 2, 1, str. 1, 1950.

Lyot B., Observations planétaires au Pic du Midi en 1941. L'Astronomie, 57, str. 49, str. 67, 1943. Mars Symposium; Sky and Telescope, 16, 6, str. 266, 1957.

Maunder E. W., Memoirs of the British Astronomical Association, Section for the Observations of Mars, II, part VI, 1895.

McLaughlin D., Wind Patterns and Volcanoes on Mars, The Observatory, 74, str. 167, 1954;

- Changes on Mars, as Evidence of Wind Deposition and Volcanism. *Astronomical Journal*, 60, 7, str. 261, 1955;
- New Interpretation of the Surface of Mars, *Scientific Monthly*, 83, 4, str. 176, 1956;
- The Volcanic-Aeolian Hypothesis of Martian Features, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 68, 402, str. 211, 1956.
- Newcomb S., The Optical and Psychological Principles Involved in the Interpretation of the so called Canals of Mars, *Astrophysical Journal*, 26, 1, str. 1, 1907.
- Öpik E. J., Mars and the Asteroids. *The Irish Astronomical Journal*, 1, 1, str. 22, 1950.
- Pearce J. A. Oppositions of the planet Mars, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 36, 213, str. 276, 1924.
- Pettit E., Nicholson S. B., Radiation Measures on the Planet Mars, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 36, 213, str. 269, 1924.
- Pettit E., Richardson R. S., Observations of Mars made at Mt Wilson in 1954. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 67, 395, str. 62, 1955.
- Richardson R. R., A Martian Observation, *Sky and Telescope*, 15, 12, str. 572, 1956.
- Richardson R. S., Preliminary Report on Observations of Mars made at Mt Wilson in 1956; *Astronomical Journal*, 62, 3, str. 89, 1957.
- Sadil J., *Planeta Mars*, Praha 1956.
- Saheki T., Martian Phenomena Suggesting Volcanic Activity, *Sky and Telescope*. 14, 4, str. 144, 1955.
- Japanese Observations of a Major Change on Mars, *Sky and Telescope*, 15, str. 442, 1956.
- Sinton W. M., New Findings about Mars, *Sky and Telescope*, 14, str. 360, 1955.
- Spectroscopic Evidence for Vegetation on Mars, *Astrophysical Journal*, 126, 2, str. 231, 1957.
- Slipher E. C., An Outstanding Atmospheric Phenomenon on Mars, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. 49, 289, str. 137, 1937;
- Martian Phenomena Observed from our Southern Hemisphere, *The Telescope*, 7, 5, str. 102, 1940.
- Stughold H., *The Green and Red Planet*, London 1954.
- Stubbs H. C., The Doubtful Mountains of Mars, *The Telescope*, 8, 8, str. 102, 1940.
- Сытунская Н. П. Природа поверхности и атмосферы Марса по данным абсолютной фотометрии, *Доклады Академии Наук СССР*, 43, str. 151, 1944;
- Окончательные значения оптических характеристик поверхности и атмосферы Марса по данным противостояния 1939 года, *Научный Бюллетень Ленинградского университета*, 7, str. 10, 1946;
- Сытунская Н. М., *Есть ли жизнь на небесных телах*, Москва 1949;
- Определение степени гладкости поверхности планет фотометрическими методами, *Ученые Записки Ленинградского Университета*, 116, str. 123, 1949;
- Великое противостояние Марса, Москва 1956;
- Шаронов В. В. *Марс*, Москва 1947;
- Тихов Г. А. *Новейшие исследования по вопросу о растительности на планете Марс*, Москва 1948;
- Существует ли растительность на планете Марс, *Природа*, nr 7, 1949;
- О растительности на Марсе, *Вестник Ленинградского Университета*, 6, str. 3, 1949;
- По поводу статьи В. Г. Фесенкова „К вопросу о растительности на Марсе”, *Вопросы философии*, 1, str. 92, 1955;
- По поводу статьи Н. А. Козырева „Объяснение цвета Марса спектральными свойствами его атмосферы”, *Известия Крымской Астрофизической Обсерватории*, 16, str. 159, 1956;
- Is Life Possible on Other Planets, *Journal of the British Astronomical Association*, 65, 5, str. 193, 1955;
- *Astrobiologia*, Warszawa 1956.
- Trumpler R. J., Visual and Photographic Observations of Mars, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. 36, 213, str. 263, 1924;
- Observations of Mars at the opposition of 1924, *Lick Observatory Bulletin* nr 397, 1927.



de Vaucouleurs G., Physique de la Planète Mars, Paris 1951 (tłumaczenie rosyjskie: Физика планеты Марс, Moskwa 1956).

Wattenberg D., Mars, der Rote Planet, Leipzig, Jena 1956.

Webb W. A., Analysis of the Martian Canal Network, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 67, 398, str. 283, 1955.

Whipple F. L., Earth, Moon and Planets, Philadelphia 1941.

Wildt R., Photochemistry of planetary atmospheres, Astrophysical Journal 86, 324, 1937.

Wright W. H., Photographs of Mars and of Jupiter taken by a Light of Different Colors during 1926, Lick Observatory Bulletin nr 389, 1927.

Wright W. H., Kuiper G. P., Clouds on Mars, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 47, 276, str. 92, 1935.

Wróblewski A., Uwagi o możliwości istnienia roślinności na Marsie, Postępy Astronomii, 5, 2, str. 74, 1957.

WARSZAWA 1958

Państwowe Wydawnictwo Naukowe

© by Państwowe Wydawnictwo Naukowe

Printed in Poland

Zakłady Graficzne RSW „Prasa” w Łodzi

Redaktor Wojciech Krzemiński

Wydanie pierwsze. Nakład 3000 + 2000 + 200 egz. Ark. wyd. 12,5 ark. druk. 20,5 + 1 wklejka. Papier rotograwiur. III kl. 90 g. Oddano do składania 11 II 1958. r.: Podp. do druku 12 IX 1958 r. Druk ukończ. we wrześniu 1958 r. Zam. 585. M-32. Cena zł 22,-.

Druk. R.S.W. „Prasa” Łódź