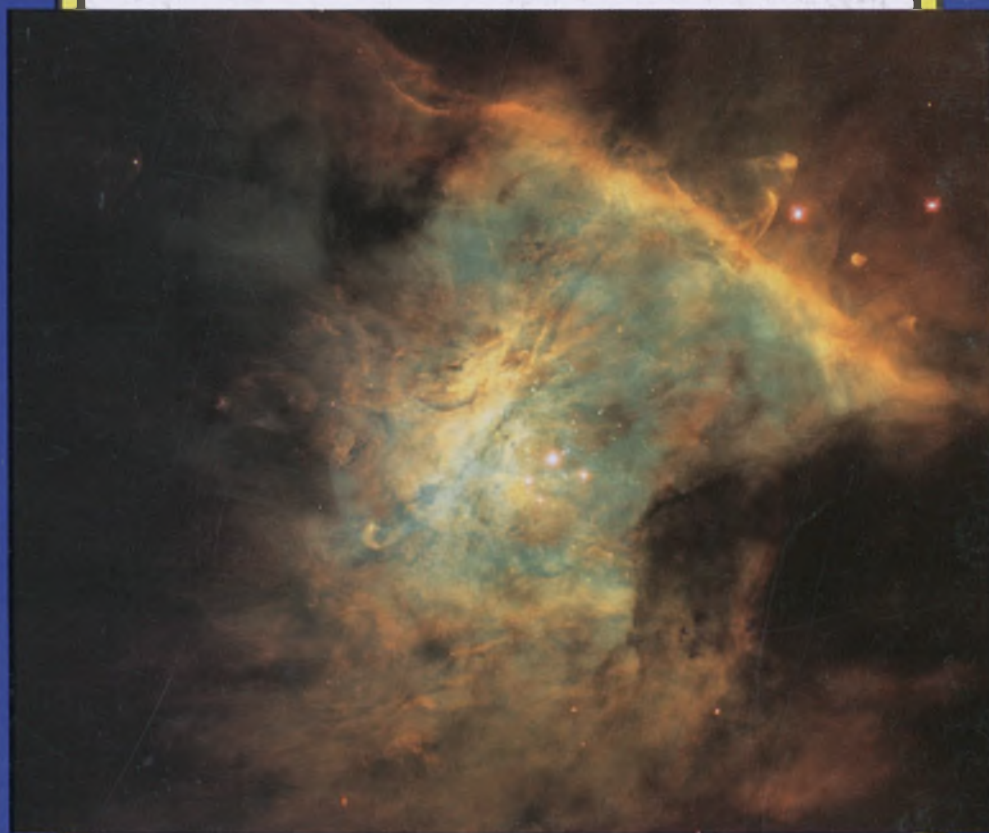


# URANIA

MIESIĘCZNIK  
POLSKIEGO TOWARZYSTWA MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMII



BIBLIOTEKA  
UNIWERSYTECJA  
w Toruniu

ROK LXVIII

MAJ 1997

NR 5 (665)



# MIESIĘCZNIK URANIA

POLSKIEGO TOWARZYSTWA  
MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMII

Rok LXVIII      Maj 1997      Nr 5 (665)

ZESZYT TEN WYDANO Z POMOCĄ FINANSOWA  
KOMITETU BADAŃ NAUKOWYCH, CZASOPISMO  
ZATWIERDZONE PRZEZ MINISTERSTWO OŚWIA-  
TY DO UŻYTKU SZKÓŁ OGÓLNOKSZTAŁCĄCYCH,  
ZAKŁADÓW KSZTAŁCENIA NAUCZYCIELI I TECH-  
NIKÓW (Dz. Urz. Min. Ośw. Nr 14 z 1966 r. W-wa,  
5.11.1966).

## SPIS TREŚCI

### Krzysztof Murawski

Zjawiska fizyczne w atmosferze  
Słońca (I) ..... 130

### Henryk Chrupała

Czterdziestolecie olimpiady  
astronomicznej ..... 141

### Kącik Olimpijczyka

XL Olimpiada Astronomiczna ..... 144

### Kronika:

Teleskop kosmiczny a sprawa polska . 147

### Obserwacje:

Obserwacje komet w drugiej połowie  
1996 roku w Sekcji Obserwatorów  
Komet PTMA ..... 149

### Elementarz Uranii:

Gwiazdozbiory ..... 155

Kalendarzyk Astronomiczny ..... 156

Słońce, komety i olimpiady astronomiczne to trzy główne tematy tego numeru. Jego oglądanie rozpoczniemy jednak pewnie od intrygującego zdjęcia reprodukowanego na pierwszej stronie okładki, które przedstawia obraz Wielkiej Mgławicy w Orionie, tak chętnie obserwowanej i fotografowanej przez miłośników astronomii. O szczegółach jego uzyskania możemy przeczytać w *Kronice*. Pierwsza część systematycznego opisu atmosfery Słońca (druga ukaże się w następnym numerze) też jest obficie ilustrowana niezwykłymi zdjęciami powierzchni naszej życiodajnej gwiazdy. Zachęcamy do uważnej lektury tego artykułu aby lepiej poznać i zrozumieć to, co również jest od dawna przedmiotem szczególnego zainteresowania miłośników astronomii, a mianowicie plam słonecznych. Ostatnie pojawienia się jasnych komet przyczyniły się nie tylko do znacznego ożywienia badań małych ciał Układu Słonecznego (o czym w *Uranii* wielokrotnie była już mowa), ale dostarczyły też miłośnikom astronomii rzadko spotykanych możliwości obserwowania niecodziennych i ciekawych zjawisk. O wynikach aktywności członków PTMA w tym zakresie dowiemy się z opracowania publikowanego w dziale *Obserwacje*, a także podziwiając piękne zdjęcia komety Hale'a-Boppa wykonane przez naszych Czytelników, które reprodukuje na trzeciej i czwartej stronie okładki. Działalność miłośników astronomii często zaczyna się od udziału w olimpiadach astronomicznych dla młodzieży szkolnej. Od czterdziestu już lat organizuje je Planetarium Śląskie w Chorzowie o czym przypomina w tym numerze dyrektor tej zasłużonej dla upowszechniania astronomii placówki. A wyniki jubileuszowej XL Olimpiady Astronomicznej znajdziemy w *Kąciku Olimpijczyka*.



## URANIA

PAKIET  
PROGRAMÓW  
ASTRONOMICZNYCH

- ✓ Program opisany w *Uranii* nr 6 (1996)
- ✓ Sprzedaż wysyłkowa; cena 42 zł plus koszty przesyłki

**TAURUS**

Wdrożenia Informatyczne  
ul. Zakątek 13/4, 30-076 Kraków  
☎ (0-12) 37-83-32

Krzysztof Murawski – Lublin

## ZJAWISKA FIZYCZNE W ATMOSFERZE SŁOŃCA (I)

### 1. Wstęp

Słońce, podobnie do innych gwiazd, czerpie energię z reakcji jądrowych zachodzących wewnątrz jego jądra. Energia ta przekazywana jest poprzez procesy promienistej dyfuzji zewnętrznym warstwom Słońca. Transport energii z jądra odbywa się aż do odległości równej około  $0.86 R_s$  (promień Słońca  $R_s = 6.96 \cdot 10^8 \text{ m}$ ), gdzie niestabilności termiczne generują turbulентne ruchy konwekcyjne. Powyżej warstwy konwekcyjnej znajduje się atmosfera, która składa się z fotosfery, chromosfery i korony słonecznej. Większość emitowanego promieniowania świetlnego pochodzi z cienkiej (500 km) i najniższej położonej warstwy atmosfery słonecznej zwanej fotosferą. Temperatura fotosfery wynosi około 6000 K, a gęstość równa  $0.4 \text{ g/m}^3$  odpowiada praktycznie próżni w warunkach ziemskich. Temperatura plazmy maleje w miarę oddalania się od fotosfery aż do osiągnięcia wartości minimalnej 4300 K w dolnych warstwach chromosfery (grubość chromosfery wynosi około 2500 km). W górnych warstwach chromosfery temperatura wzrasta z wysokością. Wzrost ten jest szczególnie gwałtowny w tak zwanym obszarze przejściowym, który ma grubość  $10^3 \text{ km}$  i oddziela chromosferę od korony. W obszarze tym temperatura wzrasta z  $10^4 \text{ K}$  do  $10^6 \text{ K}$ , a gęstość plazmy zmniejsza się gwałtownie, nawet do  $10^9$  razy w porównaniu z gęstością fotosfery. W koronie gęstość maleje bardzo powoli i temperatura pozostaje praktycznie stała, osiągając wartość  $10^6 \text{ K}$ . Wysoka temperatura powoduje ekspansję korony w przestrzeń międzyplanetarną w postaci wiatru słonecznego, który osiąga prędkość większą od prędkości

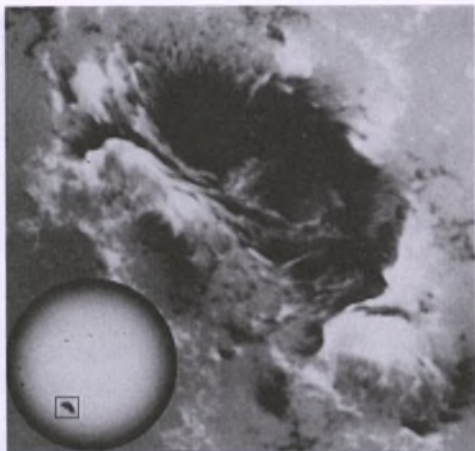
dźwięku w odległości równej około  $5 R_s$  od powierzchni Słońca. W warunkach ziemskich najbardziej zbliżony do plazmy koronalnej gaz otrzymujemy w tokamakach – urządzeniach, które być może zostaną wykorzystane do przeprowadzenia kontrolowanej reakcji jądrowej.

### 2. Atmosfera słoneczna

Atmosfera słoneczna nie jest jednorodna. Dla przykładu: ruchy plazmy w warstwie konwektywnej powodują koncentrację pola magnetycznego w rurach magnetycznych, które ulokowane są między granulami i posiadają pole magnetyczne o wartości 2 kG. Atmosferę stale przenikają fale, prądy i turbulencje. Pojawienie się grupy plam na powierzchni Słońca jest chyba najlepszym dowodem słonecznej aktywności.

#### 2.1. Fotosfera

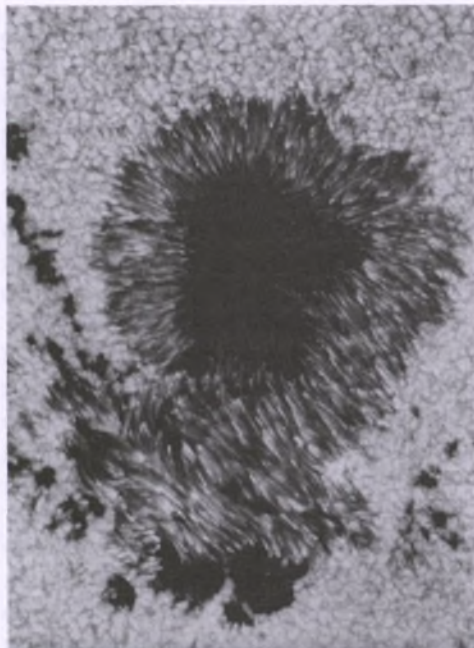
Jednym z najbardziej fascynujących zjawisk w fotosferze słonecznej są plamy słoneczne (fot. 1). Ich niektóre właściwości, jak np. powiązanie z silnym polem magnetycznym, odkryte były już w 1908 roku przez Halego, który przypisał plamom słonecznym pole magnetyczne rzędu kilku kilogaussów. Właściwości plam słonecznych nie są jednak łatwe do zrozumienia. Nawet obecnie stabilność plam, ich głębokość oraz sposób powstawania nie są w pełni poznane. Jednakże w pewnych aspektach panuje ogólna zgoda. Plamy słoneczne mają typowe pola magnetyczne o wartości 3 kG i charakterystyczne średnice około 4000 km. Na ogół jednak średnice plam są mniejsze niż  $3 \cdot 10^4 \text{ km}$ , a temperatury zawierają się w granicach  $4000 \pm 100 \text{ K}$ . Zdarza się, że plamy łączą się



Fot. 1 Mapa magnetyczna wielkiej plamy słonecznej z czerwca 1991 r. Obszary, gdzie pole magnetyczne skierowane jest na zewnątrz Słońca, zaznaczone są kolorem białym. Przeciwny kierunek pola magnetycznego pokazuje kolor czarny. Mała (biała) plama w dolnym prawym rogu porusza się w kierunku większej (czarnej) plamy. Powstały gradient pola magnetycznego wywołuje rozbłyski. Fot. w lewym dolnym rogu pokazuje pozycję plam na dysku słonecznym. (Fot. Big Bear Solar Observatory.)

lub dzielą. Połączenie plam (fot. 1) może spowodować powstanie dużych rozbłysków (patrz poniżej). Plamy słoneczne nie są postrzegane przez obserwatora jako jednolity twór; na ich tle widać nieregularne jasne krótkotrwałe punkty. Mają charakterystyczne rozmiary – 150 km, ich jasność jest zbliżona do jasności otaczającej plamę fotosfery, a czas ich życia wynosi około 25 minut. Poruszają się w górę z prędkością 0.5 km/s. Przypuszcza się, że pole magnetyczne jest w nich mniejsze niż w plamie.

Cień plamy otoczony jest przez półcień (fot. 2), który składa się z radialnie położonych jasnych i ciemnych włókien o długościach  $(5 - 7) \cdot 10^3$  km i szerokościach 300 – 400 km. Czas życia indywidualnych włókien wynosi od 0.5 do 6 godz. Jasne włókna mogą składać się z ziarenek, które tworzą się w dowolnym miejscu cienia plamy i poruszają się powoli w kierunku półcienia. Czas ich życia wynosi 40 minut – 3 godz., a temperatura 6300 K (w porównaniu z temperaturą



Fot. 2 Plamy słoneczne. Zauważ włóknistą strukturę półcienia i otaczające plamy granule. (fot. Pic du Midi Observatory.)

5700 K ciemnego tła).

W plamach słonecznych plazma nie jest statyczna. Ulega ona wielu przepływowi, w tym przepływowi Eversheda. Przepływ Eversheda odbywa się wzdłuż ciemnych włókien półcienia plamy do jej obszarów zewnętrznych. Typowe prędkości przepływu to 6 – 7 km/s. W wyższych warstwach atmosfery natężenie przepływu zmniejsza się znacznie. Czasem przepływ zmienia swój kierunek w warstwach chromosfery, gdzie osiąga on prędkości do 50 km/s (typowe prędkości to 20 km/s).

Cechą charakterystyczną plam jest to, że unikają one większych szerokości heliograficznych. Na początku cyklu plamy pojawiają się w znacznej odległości od równika ( $30^\circ - 40^\circ$  szerokości heliograficznej). Następnie plamami pokrywają się także okolice bliższe równika. Pola magnetyczne, towarzyszące plamom słonecznym, są bardziej od nich długowieczne, gdyż pojawiają się zwykle

przed powstaniem pierwszej plamy i trwają po zniknięciu ostatniej. Podobnie zachowują się obłoki wapniowe – widoczne w chromosferze obszary świecące atomów zjonizowanego wapnia. Obłoki wapniowe nie tylko zjawiają się wcześniej, ale także trwają dłużej niż plamy, rozplywając się powoli, często w ciągu kilku tygodni po zniknięciu plam.

Nie jest w pełni zrozumiałe, dlaczego plamy słoneczne są aż do około 2000 K chłodniejsze od otaczającej je plazmy fotosfery. Jeden ze sposobów wyjaśnienia tego problemu zakłada, że silne pole magnetyczne plamy znacznie ogranicza konwekcję ciepła z cieplejszych warstw leżących pod fotosferą. Energia, która jest przenoszona na sposób ciepła przez plamę, rozprzestrzenia się na duży obszar z powodu zakrzywienia pola magnetycznego w obszarze półcienia. Inne wyjaśnienie przyjmuje, że w plamie istnieje wzmoczony przepływ energii spowodowany propagacją fal MHD (magnetohydrodynamicznych). Plama z silnym polem zachowuje się jak falowód i w rezultacie oziębia się.

Obserwacje oscylacji o charakterystycznym okresie 3 i 5 minut związane są z obszarem cienia plamy. Podczas gdy 5-minutowe oscylacje mogą być interpretowane jako pasywna odpowiedź plamy na wymuszające drgania modów  $p$  (patrz poniżej), które propagują w sąsiadującej warstwie konwektywnej, oscylacje 3-minutowe są drganiami własnymi (uwięzionymi szybkimi falami MHD). W ogólności obserwuje się oscylacje o okresach od 1 do 8 minut. Dla przykładu: wykryto 2–4 minutowe oscylacje, które najprawdopodobniej były związane z falami MHD. Jedną z takich fal o typowych okresach 260–280 s, zwaną *biegnącą falą półcienia*, propaguje się horyzontalnie z prędkością 10–20 km/s wzdłuż pola magnetycznego obszaru półcienia. Amplituda prędko-

ści takiej fali wynosi 1 km/s. Biegnące fale półcienia plam słonecznych obserwowane są w liniach wodoru  $H_{\alpha}$  jako zaburzenia regularnie poruszające się na zewnątrz plamy. Przypuszcza się, że fale te są zmodyfikowanymi przez grawitację falami szybkimi, uwięzionymi w fotosferze i zanikającymi w chromosferze. Fale te mają więc charakter fal powierzchniowych.

Plamy słoneczne są największymi reprezentantami ogólnej klasy  *rur magnetycznych*. Spektrum takich rur rozciąga się od małych (725 km), jasnych elementów o polu magnetycznym 1500 G do dużych, ciemnych plam słonecznych. Zważając owa hierarchię w szczegółach, poczynając od plam, poprzez pory (ang. pores) (2 kG,  $10^3$  km), węzły (ang. knots) (1500 G, 500 km), aż do małych (1500 G, 100 km) koncentracji strumienia magnetycznego zwanych rurami magnetycznymi. Plama słoneczna może więc być uważana, za dużą rurę magnetyczną lub gromadę małych indywidualnych rur, które prawdopodobnie są od siebie odseparowane już na głębokości  $10^3$  km. Idea połączonych rur magnetycznych zgadza się z prawie pionowym (do  $10^{\circ}$ ) polem magnetycznym cienia. Pole magnetyczne staje się poziome w zewnętrznych obszarach półcienia.

Rury magnetyczne mogą spełniać rolę falowodów przesyłających informacje z wnętrza Słońca do jego warstw zewnętrznych. Obserwacje oscylacji w rurach magnetycznych są jednak utrudnione ze względu na niedostateczną rozdzielczość teleskopów.

## 2.2. Chromosfera

Obserwacje chromosfery przeprowadza się głównie w czasie zaćmień Słońca, kiedy może być ona obserwowana w świetle białym. Obserwacje spektralne są jednak możliwe również poza zaćmieniami. Fotografie w liniach wapnia (znajdujących się blisko



Fot. 3 Sieć chromosferyczna utworzona przez wytryski zimnej plazmy zwane spikulami. (Fot. National Solar Observatory.)

ultrafioletu) odsłaniają tak zwaną *sieć chromosferyczną* (fot. 3). Sieć ta związana jest z istnieniem granul w warstwie konwektywnej. Komórki sieci są jednak większe niż granule, ich średnice są rzędu  $3 \cdot 10^4$  km. Na brzegu komórki obserwuje się koncentrację pola magnetycznego wywołującego *spikule* (fot. 3).

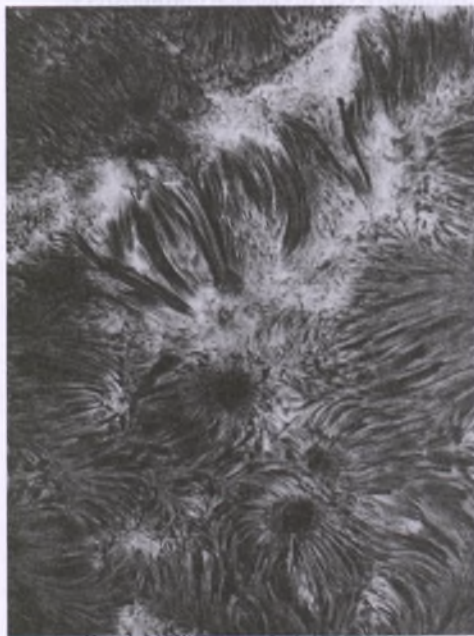
Spikule są radialnymi strugami gazu, wyrzucanymi w górę z chromosfery ze średnią prędkością 20 km/s i poruszającymi się wzdłuż linii magnetycznych. Spikule żyją 5 – 10 minut, mają długość  $(15 - 20) \cdot 10^3$  km równą kilku grubościom chromosfery i średnicę 700 km. Oszacowano, że w danej chwili 1 – 2% powierzchni Słońca posiada spikule, które grupując się wzdłuż brzegów komórek supergranul, stanowią pewną sieć. Spikule wyjaśniono „szturchaniem” rury magnetycznej przez granulę lub supergranulę, co powoduje fale.

W chromosferze występują również *serdze* (zwane także bryzgami), będące prawie

pionowymi strugami plazmy, poruszającymi się z typową prędkością 20 – 30 km/s. Powstają one z małych rozbłysków w pobliżu plam słonecznych. Serdze osiągają wysokość do  $2 \cdot 10^5$  km, ich typowy czas życia wynosi 10 – 20 minut. Występują one głównie po przeciwnej stronie obszaru aktywnego niż spikule, grupując się w jego przedniej części.

U podstaw serdzy, w okolicach małych lam, występują w liniach  $H\alpha$  jasne punkty zwane *bombami Elermana*. Bomby Elermana trwają przez 20 minut, pojawiają się gwałtownie w przeciągu 2 – 3 minut i równie szybko znikają.

Oprócz tych pionowych zjawisk w chromosferze występują także poziome struktury zwane włóknami (fot. 4). Pojawiają się one do wysokości 3000 km powyżej tarczy słonecznej łącząc rury magnetyczne fotosfery o przeciwnej polarności magnetycznej. Włók-



Fot. 4 Włókna w obszarze aktywnym Słońca. Ponieważ włókna układają się wzdłuż linii magnetycznych, zauważ kompleksowość pola magnetycznego (fot. Pic du Midi Observatory.)

na mają średnice od 700 do 2100 km i typowe długości 5000 – 15000 km. Czas ich życia to 1 – 20 minut. Temperatura plazmy we włóknach wynosi 18000 – 25000 K. Istnieje przypuszczenie, że spikule i włókna przenoszą zimną materię do obszarów, gdzie temperatura jest o wiele większa.

Istnieje wiele problemów związanych z chromosferą i obszarem przejściowym. Przypuszcza się, że niższe warstwy chromosfery są pod wpływem fotosfery i warstw niższych. Wyższe obszary chromosfery są jednak ogrzewane przez przewodnictwo i konwekcję z korony słonecznej i prawdopodobnie też przez inne procesy. Nie jest natomiast jasne, czy za ogrzewanie to odpowiedzialne jest pole magnetyczne.

Obserwacje oscylacji chromosfery są ograniczone. Najczęściej mówi się o okresach 100 – 500 s, czasem sięgają 30 s. Często też o 5-minutowych oscylacjach fotosfery i 3-minutowych drganiach chromosfery.

### 2.3. Korona słoneczna

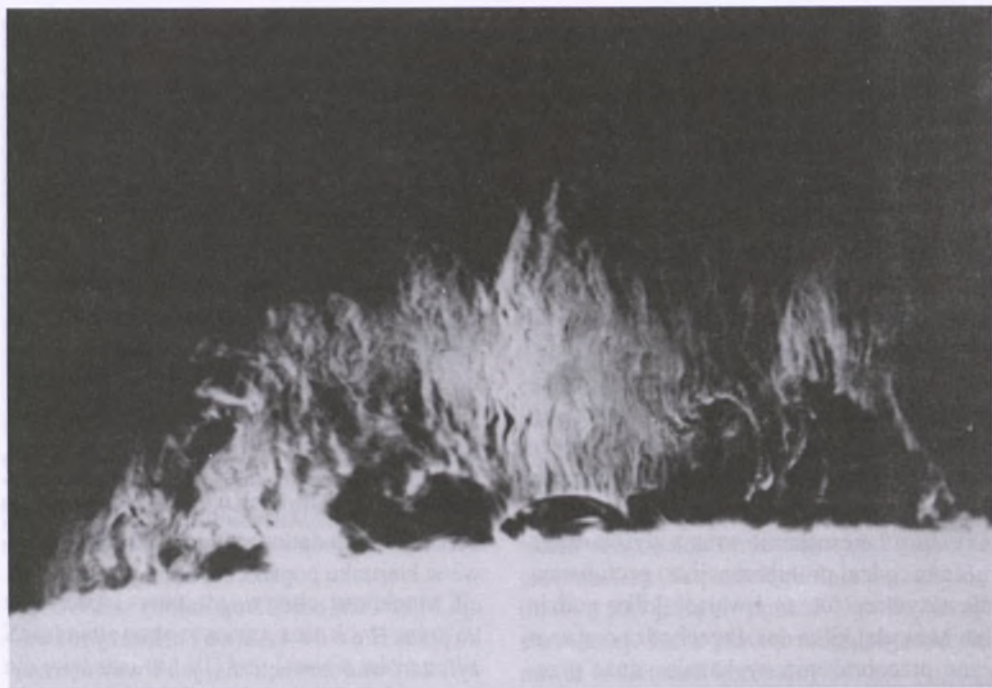
*Koronę słoneczną* obserwowano od dawna w czasie całkowitych zaćmień Słońca, zauważając jej bogatą i niejednorodną strukturę. Początki badań o większym znaczeniu naukowym sięgają końca drugiej wojny światowej, kiedy Amerykanie zaczęli używać rakiet V-2 z zainstalowaną aparaturą do pomiaru krótkofalowego promieniowania Słońca. Obserwacje widma z powierzchni Ziemi w tym zakresie nie są możliwe ponieważ promieniowanie krótkofalowe, do którego należy promieniowanie ultrafioletowe i rentgenowskie, ulega absorpcji w warstwach atmosfery ziemskiej leżących powyżej 80 km. Zakładając, że promieniowanie plazmy daje się opisać jako promieniowanie ciała doskonale czarnego, można wykorzystać prawo Wiena do obliczenia długości fali promieniowania  $\lambda_{\max}$ , odpowiadającej maksymalnej zdolności emisyjnej, tzn.

$$\lambda_{\max} = \frac{0.92}{T} (\text{cm})$$

Przyjmując, że temperatura korony wynosi około 1 – 2 miliony K, otrzymamy  $\lambda_{\max} = (1.5 - 3.0) \cdot 10^{-9}$  m odpowiadające falom rentgenowskim. Promieniowanie rentgenowskie korony jest więc promieniowaniem temperaturowym.

W koronie wyróżnić można wiele struktur odznaczających się dużymi skalami przestrzenno-czasowymi. Jednymi z największych i najbardziej trwałych struktur są *protuberancje* (fot. 5). Protuberancje są chmurami materiału widocznymi powyżej tarczy słonecznej w liniach emisyjnych  $H\alpha$  lub w absorpcji na tarczy słonecznej. W tym drugim przypadku często nazywa się je włóknami. Protuberancje mają długość  $6 \cdot 10^4 - 6 \cdot 10^5$  km, wysokość  $10^4 - 10^5$  km i grubość  $(4 - 15) \cdot 10^3$  km. Czas ich życia wynosi od kilku dni do miesięcy. Są one obszarami skondensowanej i chłodniejszej plazmy, o temperaturze zbliżonej do temperatury fotosfery,  $T = 10^4$  K.

Protuberancje są zwykle około 100 razy chłodniejsze (choć niektóre części krótko żyjących aktywnych protuberancji mogą mieć temperaturę wyższą) i 100 razy bardziej gęste niż otaczająca je plazma korony słonecznej. Składają się one z dużej liczby prawie pionowych „nici”, które odznaczają się bardzo małymi rozmiarami. Tak jak reszta korony, protuberancje są przeniknięte silnym polem magnetycznym. Mogą one powstawać z łuków magnetycznych w wyniku ruchów linii magnetycznych w fotosferze. Protuberancje zawsze widoczne są ponad linią neutralną, która dzieli obszary o przeciwnym polu magnetycznym. Za formowanie protuberancji odpowiedzialne są przede wszystkim dwa mechanizmy: koherentny wytrysk masy z zimnej i gęstej fotosfery oraz kondensacja plazmy koronalnej spowodowana niestabilnościami termicznymi. Oba



Fot. 5 Protuberancja widoczna na brzegu tarczy słonecznej. Zauważ sieć pionowych nici w protuberancji oraz spikule na brzegu tarczy słonecznej. (Fot. Sacramento Peak Observatory.)

mechanizmy mają swoje silne i słabe strony. W pierwszym przypadku trudno jest zrozumieć, w jaki sposób wytrysk gazu odbywa się z fotosfery do korony (poprzez sieć chromosferyczną) bez całkowitego zniszczenia struktury pola magnetycznego. Z drugiej strony wydaje się mało prawdopodobne, że niestabilności termiczne mogą spowodować kondensację tak znacznej części korony słonecznej (zwykle podaje się współczynnik 1/10). Pomimo, iż niektóre obserwacje odsłaniają istnienie „próżni” otaczającej wykreowaną protuberancję to jednak w jakiś sposób masa musi być dostarczona do korony. Niektóre badania wykazały, że większość, choć nie wszystkie, protuberancje posiadają takie obszary rozrzedzenia masy. Często zaznacza się, że są one zbyt małe, aby wytłumaczyć kondensację w protuberancjach. W dodatku większość protuberancji wydaje się tracić swoje masy poprzez po-

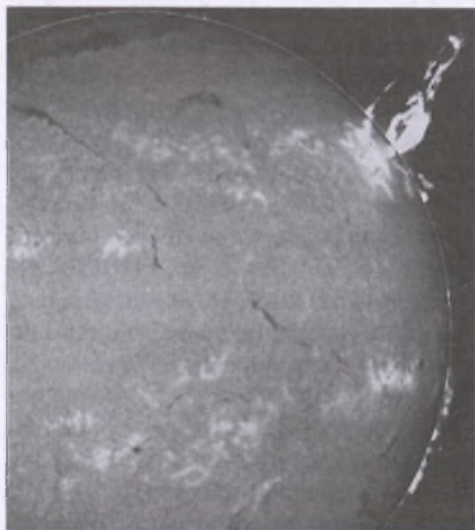
wolny odpływ plazmy do fotosfery. Ponieważ długo żyjące protuberancje wykazują słabe zmiany swojego kształtu i pozycji, a ruch plazmy od fotosfery do protuberancji jest rzadko obserwowany, ubytek masy musi być skompensowany poprzez kondensację plazmy w koronie ponad protuberancją.

Istnieje wiele klasyfikacji protuberancji. Najbardziej popularny podział – ze względu na czas życia – podany został w 1988 roku przez Z i r i n a. Według tego podziału protuberancje dzielą się na spokojne i aktywne. Protuberancje spokojne mogą istnieć przez kilka miesięcy (kilka obrotów Słońca). Tworzą się one zawsze stopniowo ponad linią neutralną migrując powoli w stronę bieguna. W czasie istnienia protuberancji jej struktura globalna w zasadzie pozostaje niezmienną, chociaż struktury o małych skalach przestrzennych mogą zmieniać się drastycznie w przeciągu kilku godzin. Z upływem czasu

protuberancja spokojna zaczyna powoli unosić się, aby zakończyć się gwałtowną erupcją, która może wywołać rozbłyski lub nagle zniknąć, powodując wytrysk masy w koronie. Protuberancja często powstaje ponownie w tym samym miejscu. Świadczy to o tym, że erupcja nie zniszczyła warunków niezbędnych do uformowania protuberancji.

Pole magnetyczne w protuberancjach spokojnych zawiera się w granicach 3 – 40 G. Pole magnetyczne leży (w przybliżeniu) w płaszczyźnie poziomej, odchylenia są powyżej rzędu  $10^\circ$ . Kąt pomiędzy polem magnetycznym a osią protuberancji jest bardzo mały i wynosi około  $25^\circ$ . Pomiary sugerują, że wewnątrz protuberancji pole magnetyczne wzrasta nieznacznie wraz z wysokością.

Inny rodzaj protuberancji, to protuberancje aktywne (fot. 6) trwające kilka godzin lub najwyżej kilka dni. Przechodzą one znaczne przeobrażenia, wykazując duże przepływy masy i aktywność magnetyczną. Ich rozmiary są zwykle 3 – 4 razy mniejsze niż rozmiary w pełni rozwiniętych protuberancji

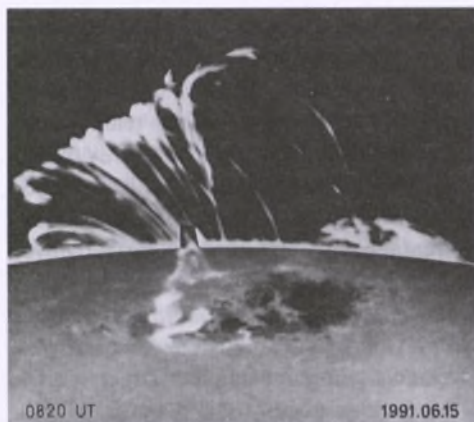


Fot. 6 Olbrzymia protuberancja (prawy górny róg) wybuchająca na zewnątrz rozbłysku 20 czerwca 1989 r. Na tarczy słonecznej widoczne są ciemne wydłużone obszary przedstawiające protuberancje spokojne. (Fot. Big Bear Solar Observatory).

spokojnych. Protuberancje aktywne zwykle powiązane są z rozbłyskami. Do protuberancji aktywnych zalicza się opisane powyżej bryzgi i protuberancje pętlowe. Pole magnetyczne ( $\sim 100$  G) i temperatura protuberancji aktywnych są o wiele większe niż protuberancji spokojnych.

Modele protuberancji były konstruowane i ulepszone przez ponad 40 lat. Pomimo to, we wszystkich modelach daje się zauważyć niezgodności z obserwacjami i są one niestabilne. Pierwszy realistyczny model podany został przez Menzela w 1952 roku. Ten prosty model posiada jednak jeden mankament, a mianowicie nie uwzględnia składowej pola magnetycznego wzdłuż osi protuberancji. W dodatku rozwiązania są okresowe w kierunku poprzecznym do protuberancji. Model ten został uogólniony w 1990 roku przez Hoda i Anzera, którzy rozważyli zarówno zewnętrzną, jak i wewnętrzną strukturę protuberancji oraz składową pola wzdłuż osi protuberancji. Najlepszy znany model tzw. *polarności normalnej* podany został w 1957 roku przez Kippenhahna i Schlütera. W tym przypadku protuberancja jest modelowana jako nieskończenie cienka warstwa prądowa (ang. current sheet), która osadzona jest na łuku magnetycznym. Łuk magnetyczny posiada dolinę na swoim szczycie, gdzie plazma protuberancji gromadzi się i jest podtrzymywana przez pole magnetyczne. Podstawowy model *polarności odwrotnej* zbudowali w 1974 roku Kuperus i Radu. Zasugerowali oni, że protuberancja formuje się jako konfiguracja otwartych linii sił pola magnetycznego.

Mniejsze obszary zagęszczonej plazmy nazywają się *pętlami* koronalnymi (fot. 7). Niektóre z pętli zamknięte są poprzez zakotwiczenie w gęściejszej chromosferze i fotosferze (zazwyczaj w półcieniu plamy słonecznej). Pętle obserwowane są (w sferze przyrównikowej, do  $40^\circ$  szerokości heliograficz-



Fot. 7 Pętle związane z rozblyskiem. Osiągają one temperatury w granicach  $10^5 - 3 \cdot 10^7$  K (pętle zimniejsze znajdują się poniżej pętli cieplejszych). Czas życia pętli wynosi 10 h lub więcej. W pętlach obserwuje się znaczny ruch plazmy. (Dzięki uprzejmości prof. B. Rompolta z Uniwersytetu Wrocławskiego.)

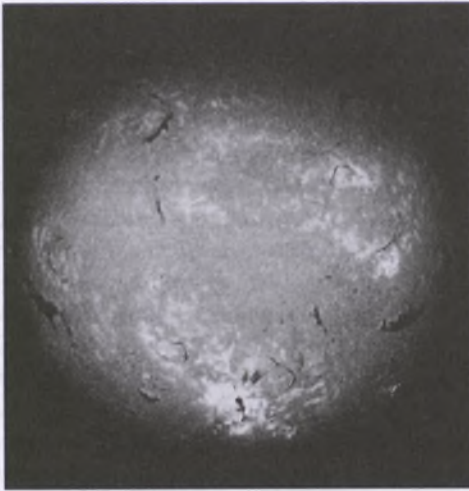
nej) dzięki temu, że emitują promienie X. Zamknięte pętle rozciągają się do wysokości nie większej niż  $10^5$  km. Istnieją także pętle otwarte, pojawiające się w miejscach otwartych linii sił pola magnetycznego. Pętle takie mogą emanować z dziur koronalnych, które na wysokości  $2 \cdot 10^5$  km są chłodnymi (o temperaturze  $1.5 \cdot 10^5$  K niższej od temperatury otoczenia  $2 \cdot 10^6$  K) i rzadszymi (7% gęstości cząsteczkowej korony  $5 \cdot 10^{14} \text{ m}^{-3}$ ) obszarami korony. Innym przykładem pętli otwartej są strugi *helmowe*.

Obecnie przyjmuje się, że pętle koronalne są obszarami skondensowanej plazmy o stosunku gęstości wynoszącym około 5 – 10, długości  $2 \cdot 10^3 - 5 \cdot 10^5$  km i szerokości  $1.5 \cdot 10^3$  km. Stosunek szerokości do długości pętli waha się w granicach 0.03 – 0.2. Pole magnetyczne wynosi  $10 - 10^2$  G (dla porównania pole magnetyczne na biegunie Ziemi jest równe 0.62 G), a temperatura  $(2 - 3) \cdot 10^6$  K. Czas życia pętli wynosi mniej więcej 1 dzień. Wielkości te zwykle odnoszą się do obszarów aktywnych, w których częściej występują pętle. Można dodać, że obserwuje się też pętle ze skreconym polem magnety-

cznym. Niektóre z nich pojawiają się krótko po rozblysku.

Na fotografiach sporządzonych za pomocą promieni X widoczne są także małe obszary o znacznej emisji promieniowania, będące manifestacją małych obszarów bipolarnego pola magnetycznego w fotosferze. Obszary te, zwane *jasnymi punktami promieni X*, są bardzo małymi pętlami koronalnymi lub skupiskiem takich pętli o długościach  $12 \cdot 10^3$  km i szerokościach 2500 km. Czas życia jasnych punktów jest o wiele mniejszy od czasu życia pętli i wynosi około 8 h. Niektóre z jasnych punktów mogą jednak przetrwać nawet dwa dni. Typowe średnice jasnych punktów wynoszą  $22 \cdot 10^3$  km, a więc około dziesięciokrotnie więcej od grubości chromosfery. W przeciągu dnia pojawia się około 1500 jasnych punktów na tle tarczy słonecznej. Jasne punkty mogą pojawić się nawet w dziurach koronalnych.

Gwałtowne (w ciągu  $10^2 - 10^3$  s) wydzielanie się ogromnej ilości energii ( $7 \cdot 10^{23} - 6 \cdot 10^{25}$  J) nad obszarem aktywnym nazywa się *rozblyskami* (fot. 8). Energia ta zgromadzona została wcześniej w polu magnetycznym. Uwolnienie jej następuje w czasie procesu anihilacji pola magnetycznego. Anihilacja pola magnetycznego może odbywać się np. w procesie oddziaływania pętli koronalnych. Rozblysk może być opisany za pomocą diagramu gęstość – temperatura. Bardziej popularny opis polega na wyróżnieniu w rozblysku trzech podstawowych faz. W fazie przed-wybuchowej trwającej około 0.5 godz. obserwuje się powolny wzrost protuberancji, początek wytrysków masy w koronie i rozjaśnienia w miękkich promieniach X. W fazie wybuchowej, która trwa 5 minut (czasem 1 godz.), intensywność i obszar emisji gwałtownie wzrasta. W tym czasie protuberancja wybuchu znacznie szybciej. Towarzyszy temu gwałtowny wzrost emisji w liniach  $H\alpha$  i miękkich promieniach X.



Fot. 8 Fotografia przedstawiająca (10 marca 1989 r.) tarczę słoneczną w linii  $H_{\alpha}$ . W dolnej części fotografii znajduje się (jedna z największych jakie kiedykolwiek obserwowano) grupa plam słonecznych. Grupa ta otoczona jest przez duży jasny rozbłysk, który jest w trakcie wyrzucania (w kierunku na prawo w górę) dżetu składającego się z ciemnego materiału. Materiał został wyrzucony na odległość równą  $1/4$  średnicy Słońca. (Przypomnijmy, że średnica Ziemi wynosi około  $1/100$  średnicy Słońca i rozmiarami przypomina jego mniejsze plamy.) Wydłużone ciemne chmury na dysku słonecznym to protuberancje. Jasne plamy są obszarami wzmożonego pola magnetycznego. Obszar wytworzył wiele rozbłysków, które spowodowały sztorm geomagnetyczny. Ten zaś zniszczył sieć energetyczną w stanie Quebec, wymusił wprowadzenie korekcy magnetycznie stabilizowanych sztucznych satelitów Ziemi i spowodował zorze polarne, obserwowane nawet w Meksyku. (Fot. Big Bear Solar Observatory.)

Obecne są również krótkie wybuchy w zakresie twardych promieni X, impulsywność promieniowania ultrafioletowego i mikrofalowego oraz wybuchy radiowe typu II i III. W chromosferze powstają dwie jasne wstęgi. W fazie głównej trwającej około 1 godz. (czasem nawet 1 dzień) intensywność emisji powoli maleje i wstęgi oddalają się od siebie. Wstęgi te zostają połączone przez wznoszące się pętle, z których gorące (w promieniach X) pętle znajdują się ponad zimnymi (w linii  $H_{\alpha}$ ).

Rozbłysk wygląda tak, że płat powierzchni tarczy słonecznej rozjaśnia się w sposób nagły (kilka minut), następnie kurczy się i przygasa, aby po około 30 minutach zniknąć zupełnie. Początkowo energia rozbłysku

wydziela się w obszarze o małej gęstości. Duża jej część przekształca się w energię cząstek przyśpieszonych oraz w energię termiczną plazmy nagrzanej do temperatury kilkudziesięciu milionów stopni. Gdy tempo wydzielania się energii maleje, plazma oziębia się i wypromieniowuje energię w zakresie rentgenowskim widma. W wybuchowej fazie rozbłysku część gorącej plazmy porusza się w kierunku obserwatora z prędkością kilkuset km/s. W wyniku pojawienia się rozbłysku w strukturze magnetycznej (pętli), plazma ulega gwałtownemu ogrzaniu (nawet do  $10^7$  K). Ponieważ pętla jest dobrze izolowana w kierunku prostopadłym do pola magnetycznego, duży strumień energii może płynąć tylko w stronę stóp pętli, gdzie znajduje się chłodna i gęsta plazma chromosfery. Ogrzana w ten sposób plazma chromosfery zwiększa swoje ciśnienie ponad to, które panuje w górnej części struktury, skąd dopływa energia. Gradient ciśnienia powoduje „odparowanie” chromosfery, tzn. gęstsza plazma chromosfery porusza się w górę pętli, wypelniając stopniowo całą strukturę.

Rozbłysk składa się z włókien o grubości 10 – 100 km. We włóknach tych panuje niezwykle wysoka temperatura  $1 - 2 \cdot 10^4$ , znaczna jest natomiast ich gęstość, która wzrasta  $10^3$  razy w porównaniu z otaczającym gazem. Temperatura plazmy w lukach pomiędzy włóknami i ponad rozbłyskiem jest o wiele większa.

Rozbłyski występują tam, gdzie topologia pola magnetycznego jest skomplikowana, zwykle w pobliżu linii neutralnej pola magnetycznego. Rozbłyski mogą pojawiać się powtórnie w tym samym miejscu, posiadając bardzo podobne charakterystyki. Ciekawą jest również to, że pojawienie się rozbłysku może być wywołane przez inny rozbłysk, który ma miejsce w znacznej odległości.

Rozbłyski powodują czasem poważne zaburzenia atmosfery ziemskiej. Na przykład na początku marca 1989 roku wskutek intensywnych rozbłysków wystąpiły silne burze magnetyczne. Burze te spowodowały zaburzenia wskazań kompasów (średnio o  $10^\circ$ ) i przerwę w komunikacji radiowo-telewizyjnej na falach krótkich. W stanie Quebec (Kanada), w wyniku wzbudzenia wysokich napięć, awarii uległa duża sieć energetyczna. Awaria ta pozbawiła 6 mln mieszkańców dopływu energii elektrycznej przez 9 godzin. W tym samym czasie mieszkańcy Meksyku mieli okazję oglądania – związanych z rozbłyskami – zórz polarnych, których występowanie nawet w umiarkowanych szerokościach geograficznych uważa się za niecodzienne, a niebywałe w pobliżu zwrotników.

Innym przykładem struktur w koronie są *dziury koronalne*, będące obszarami osłabionej emisji promieniowania rentgenowskiego. W dziurach koronalnych pole magnetyczne ma charakter otwarty umożliwiający unoszenie energii przez wiatr słoneczny. Temperatura plazmy wynosi około  $10^6$  K. Dziury koronalne są quasi-stałymi strukturami korony słonecznej. Obszary te charakteryzują się brakiem emisji w ultrafiolecie i promieniach X. Prawie zawsze obecne są przy biegunach, ale mogą sięgać nawet równika i zajmować w czasie minimum aktywności słonecznej znaczną część powierzchni Słońca. Dziury koronalne najprawdopodobniej rotują z jednakową prędkością kołową zarówno w pobliżu biegunów, jak i koło równika, przypominając wirowanie ciała sztywnego. Dziury nie biorą więc udziału w różniczkowej rotacji Słońca.

Inny rodzaj struktur w koronie to wytryski masy koronalnej, które pojawiają się w okolicach strug. Mechanizm powodujący powstawanie wytrysku masy koronalnej jest ciągle nie do końca wyjaśniony. Przypuszcza się, że za generację wytrysku odpowie-

dzialne jest pole magnetyczne. W 1992 roku Steinolfson symulował numerycznie powstanie wytrysku masy jako konsekwencję oddziaływania pomiędzy już istniejącym i wynurzającym się polem magnetycznym. Inna możliwość generacji wytrysku masy polega na poruszaniu podstaw arkad pętli koronalnych. Rozszczepienie linii sił pola magnetycznego w arkadzie powoduje otwarcie się linii pola i wytrysk masy. Okazuje się, że wytrysk taki nie jest możliwy w odizolowanej arkadzie, a jedynie w kompleksowym systemie strumienia magnetycznego. Wytrysk masy obserwowany był między innymi w czasie zaćmienia Słońca 11 lipca 1991 r. i miał formę oscylującego plazmoidu.

Informacje o oscylacjach plazmy koronalnej pochodzą głównie z badań fal radiowych i promieni X. Dane z nich pochodzące mają skomplikowaną klasyfikację. W skrócie, emisje Typu I i IV pochodzą z obszaru eksplozji i są rezultatem oddziaływania energetycznej materii z polem magnetycznym. Emisje Typu III związane są z poruszającą się szybko plazmą, natomiast dane Typu II z falami uderzeniowymi.

Wybuchy radiowe nieco dokładniej prześledzimy na przykładzie rozbłysku. Zwykle samemu początkowi rozbłysku towarzyszą gwałtowne pojedyncze wybuchy promieniowania, kolejno na falach decymetrowych i metrowych. Początek rozbłysku ma miejsce w niższych warstwach korony. Zaburzenie z prędkością około  $10^5$  km/s wędruje w górę do granic korony. Czas trwania wybuchów nie przekracza kilkunastu sekund. Tego rodzaju zjawisko nazywamy wybuchem III rodzaju.

Kilka minut po rozpoczęciu rozbłysku następuje wybuch II rodzaju. Jego początek także ma miejsce w niższych warstwach korony i na falach krótkich, a koniec w partiach wysokich na falach długich. Wędrowka cen-

trum zakłócenia odbywa się tym razem znacznie wolniej niż w przypadku wybuchów III rodzaju, bo z prędkością  $10^3$  km/s. Czas wędrówki wynosi około 15 – 20 minut. W wybuchach drugiego rodzaju obserwuje się zanik energii na falach krótkich i jednocześnie pojawienie się promieniowania na dwóch różnych długościach fal, z których jedna jest dwa razy dłuższa od drugiej.

W końcowej fazie zakłóceń pojawiają się silne wybuchy promieniowania długofalowego o czasie trwania krótszym niż 1 s. Wybuchy te zwykle związane są z rozbłyskami. Występują one często nawet jeszcze w pół godziny po wybuchach III rodzaju. Takie zjawiska nazywamy wybuchami I rodzaju.

Szumy radiowe rozpoczynające się zwykle w 20 – 30 minut po powstaniu rozbłysku nazywamy wybuchami IV rodzaju. Szum taki trwa często kilka godzin i obejmuje szeroki przedział długości fal.

Istnieją jeszcze wybuchy V rodzaju. Wybuchy te są krótkotrwałą emisją odbywającą się tylko na falach długich w pierwszych minutach zakłóceń.

### 2.3.1. Ogrzewanie korony słonecznej

Jedną z największych zagadek heliofizyki jest ogrzewanie korony słonecznej. Obserwacje korony w promieniach X wskazują, że pole magnetyczne jest skoncentrowane głównie w rurach magnetycznych, które emitują więcej niż 90% obserwowanego strumienia energii. Sugeruje to, że ogrzewanie korony ma ścisły związek ze strukturą linii sił pola magnetycznego. Pionowa rura magnetyczna ulokowana w grawitacyjnie stratyfikowanej atmosferze może przewodzić mody typu parówki i mody typu żmijek. Każdy mod propaguje tylko wtedy, kiedy jego okres jest mniejszy od charakterystycznego okresu obciążenia. Dla atmosfery słonecznej tuż powyżej fotosfery okresy obciążenia wynoszą około 200 s i 700 s, odpowiednio

dla modu typu parówek i modu typu żmijek. Dla fotosferycznych oscylacji z charakterystycznym czasem związanym z granulami (300 s), mody typu parówek nie mogą się rozchodzić. Możliwa jest jednak propagacja modu typu żmijek. Kiedy stopy rury magnetycznej są gwałtownie poruszane z  $V = 3$  km/s w ciągu 3 – 4 minut przez eksplodujące granule, wytwarzane są fale, których strumień energii jest wystarczający do ogrzania spokojnej korony. Strumień ten oszacowany został na około  $3 \cdot 10^5$  erg/s/m<sup>2</sup>.

Rozważmy plazmę o małym współczynniku plazmowym  $\beta$ . Fale powolne w takiej plazmie zachowują się w zasadzie jak fale akustyczne, propagujące wzdłuż prawie nieodkształcalnego pola magnetycznego. Mała prędkość grupowa tych fal oznacza, że fale te nie mogą sprostać energetycznym wymaganiom korony słonecznej, choć mogą one ogrzewać górne warstwy chromosfery. Fale szybkie mogłyby spełnić wymogi energetyczne, ale propagując w kierunku korony ulegają one całkowitemu odbiciu wewnętrznemu w chromosferze. Ponieważ fale Alfvéna nie ulegają całkowitemu odbiciu i spełniają wymogi energetyczne, uważa się je za potencjalne źródło ogrzewania atmosfery słonecznej.

Obecnie nie ma powszechnie zaakceptowanej jednej teorii ogrzewania atmosfery słonecznej. Wynika to częściowo z faktu, że każda teoria dotyczy procesów związanych z przestrzennymi i czasowymi skalami, których nie można jeszcze obserwować. Skomplikowana natura plazmy sugeruje, że szczególny postęp w badaniach możliwy jest głównie poprzez symulacje numeryczne.

Różnorodne teorie ogrzewania, wykorzystujące koncepcję konwersji energii pola magnetycznego w energię termiczną, mogą być podzielone na dwie główne klasy różniące się skalami czasowymi procesów. Jedną z tych klas dotyczy quasi-statycznych de-

formacji pola magnetycznego spowodowanego powolną konwekcją (przez powolne (szybkie) procesy rozumiemy tutaj takie procesy, których skale czasowe są mniejsze (większe) niż czasy związane z propagacją fal Alfvéna). Ogrzewanie plazmy jest wynikiem uwolnienia części energii magnetycznej zawartej w naprężeniach. Druga klasa dotyczy fal MHD, które generowane są przy podstawach pętli magnetycznych przez szybkie ruchy konwekcyjne związane z granulami. Dyssypacja fal odbywa się poprzez tzw. miksowanie się faz oraz rezonansową absorpcję fal powolnych i fal Alfvéna. Mieszanie się faz jest możliwe, ponieważ różne powierzchnie magnetyczne pętli posiadają własną częstotliwość, co jest konsekwencją radialnych zmian gęstości masy i pola magnetycznego. Duże różnice w fazach pomiędzy sąsiednimi powierzchniami prowadzą do dużych gradientów pola i w konsekwencji do silnej dyssypacji. Rezonansowa absorpcja, której idea została wprowadzona w 1978 roku przez I o n s o n a, pojawia się w przypadku, kiedy podstawy pętli drgają ruchem wymuszonym przez granulację i ich

częstotliwość drgań równa się charakterystycznej częstotliwości pewnej powierzchni magnetycznej. Akumulacja energii drgań przy rezonansowej powierzchni prowadzi do bardzo zlokalizowanych oscylacji oraz do silnej dyssypacji. Dyssypacja fal Alfvéna przez mieszanie się faz i rezonansową absorpcję, zależy od ilości energii, która jest dostarczona przez ruch podstaw pętli. Okazuje się, że ilość ta jest wystarczająca do ogrzania korony.

Wiadomo jest, że w przypadku braku efektów dyssypacyjnych, liniowe fale MHD propagując przez ośrodek niejednorodny wykazują dwa rodzaje osobliwości, tzw. osobliwość Alfvéna i osobliwość powolną. Wpływ owych osobliwości na propagację fal był szeroko dyskutowany w kontekście badań ogrzewania plazmy w procesie fuzji i pętli korony słonecznej. Opis perturbacji w pobliżu osobliwości wprowadza drastyczne przestrzenne zmiany prędkości zaburzenia. Dlatego też dyssypacja, chociaż zaniechywana gdzie indziej, odgrywa decydującą rolę w pobliżu osobliwości powodując ogrzewanie plazmy.

Henryk Chrupała – *Chorzów*

## CZTERDZIESTOLECIE OLIMPIADY ASTRONOMICZNEJ

Dokument powołujący do życia w 1958 roku olimpiadę astronomiczną wymienia 8 osób, które weszły w skład komisji organizującej pierwszą olimpiadę. Tworzyli ją: mgr Andrzej B a ł a, inż. Władysław G e i s l e r, Marian M i e l e c k i, mgr Maria P a ń k ó w, prof. dr Józef P i e t e r, Tadeusz S t o k ł o s a, Waclaw S z y m a ń s k i i mgr Andrzej W a l a w s k i. Komisję powołał inicjator olimpiady, a później gorący jej propagator i wieloletni przewodniczący, ówczesny dyrektor Planetarium Śląskiego – doc. dr Jó-

zef S a ł a b u n.

Tę pierwszą olimpiadę astronomiczną przeprowadzono w roku szkolnym 1957/58. Działy już wtedy olimpiady matematyczna, fizyczna i chemiczna.

W tamtych latach mieliśmy siedmoletnią szkołę podstawową i czteroletnią szkołę średnią. I Olimpiada Astronomiczna była adresowana do młodzieży klas jedenastych Kuratorium Katowickiego.

Jak widać była to impreza lokalna, finansowana przez lokalne władze oświatowe.

Tak pozostało przez długie lata – do 1990 r. – mimo iż już druga olimpiada astronomiczna znacznie rozszerzyła swój zasięg, a szósta, z roku szkolnego 1962/63 można już uznać za ogólnopolską. Organizowanie imprezy ogólnopolskiej pochłaniało sporo pieniędzy. Stąd ciągle walka o budżet olimpiady w Katowicach i mniej lub bardziej udane próby pozyskania na własną rękę pomocy finansowej lub rzeczowej w innych województwach. Mieliśmy ich wtedy 17.

Pamiętam z tamtych lat ciągle nieporozumienia dotyczące nagród fundowanych przez instytucje z województw, których uczniowie uczestniczyli w olimpiadach. Większość fundatorów żądała przekazywania nagród ich własnym uczniom. Gdyby te żądania spełnić nagrody zależałyby od zasobności i hojności ofiarodawców i nie miałyby nic wspólnego z osiągnięciami uczestników naszej olimpiady. Byłoby to wysoce niepedagogiczne i niesprawiedliwe. Z różnym skutkiem próbowano tłumaczyć to sponсорom, a później ...niezależnie od ich stanowiska, dokonywano sprawiedliwego podziału nagród.

Jury konkursowemu pierwszych olimpiad przewodniczył profesor Eugeniusz Rybka, który z olimpiadą astronomiczną związał się do końca życia.

W pierwszym etapie pierwszej olimpiady wzięło udział 189 uczniów. Do drugiego etapu zakwalifikowano 89 uczestników, natomiast w finale uczestniczyło 14 uczniów. Pod względem liczby uczestników była to więc olimpiada bardzo podobna do czterdziestej. Jedyne finał był skromniejszy.

Mają obydwie olimpiady inny element wspólny, na który zwrócić uwagę obecny sekretarz naukowy olimpiady Pan Jacek Szczępanik. Jest nim Homer!

*Wiatrem wesoly, boski Odys rozpiął żagle. Siedząc przy rudlu wprawnie sterował, a sen nie padał na powieki. Patrzył w Pleja-*

*dy i późno zachodzącego Wolarza i w Niedźwiedzicę, którą też zowią Wozem: ona się w miejscu obraca i śledzi Oriona, a jedyna z gwiazd nie kąpie się w Okeanie. Nakazała mu Kalipso arcyboska, by prując morze Niedźwiedzicę miał po lewej ręce.*

Tekst ten znajduje się w zestawach zadań I i XL Olimpiady Astronomicznej. W XL Olimpiadzie Astronomicznej znalazł się wśród zadań zawodów II stopnia, za sprawą Pani dr Ewy Kuczawskiej z WSP w Krakowie, która tekst zadania zaproponowała, a w pierwszej olimpiadzie – w zestawie zadań finałowych.

W obydwu olimpiadach znalazły się też aktualne komety. Ósme pytanie finałowe pierwszej olimpiady brzmiało:

*Podaj nazwy jasnych komet obserwowanych u nas w roku 1957*, natomiast w finale czterdziestej olimpiady uczestnicy dokonywali obserwacji komety Hale-Bopp, rozwiązując zadanie obserwacyjne.

Myślę, że na tym kończą się podobieństwa między tymi dwiema odległymi olimpiadami astronomicznymi. Olimpiada ciągle ewoluowała zmieniając zasady organizacyjne, liczbę i tematykę zestawów zadań, ich stopień trudności i stopień dostosowania do problematyki współczesnej. Ewolowały też programy szkolne. Pierwszą olimpiadę można nazwać olimpiadą przedmiotową, bo astronomia była wtedy przedmiotem nauczania, jubileuszowa olimpiada nie ma już pełnego odpowiednika w przedmiotach nauczania szkoły średniej i dlatego można ją nazwać olimpiadą specjalistyczną lub interdyscyplinarną. Tematyka astronomiczna zachowała się dziś jedynie w programach nauczania fizyki i geografii.

Finał pierwszej olimpiady miał bardzo stresujący dla jego uczestników charakter. Odbył się on z udziałem publiczności w formie imprezy estradowej transmitowanej przez Rozgłośnie Polskiego Radia w Kato-

wicach. Uczestnicy zawodów III stopnia odpowiadali przed mikrofonami na 17 pytań finałowych. Oczywiście nie miały one charakteru trudnych teoretycznych zadań obliczeniowych – były to krótkie pytania, na które trzeba było odpowiedzieć słownie i odpowiedzi słownie uzasadnić.

Zwycięzcą tych zawodów został Adam Krótki, uczeń XI klasy Liceum Ogólnokształcącego w Zabrze.

Liczba uczestników nowo powstałej olimpiady astronomicznej z roku na rok rosła. Maksymalną liczbę uczniów zgłoszonych do pierwszego etapu zanotowano w IV olimpiadzie, której zwycięzcą został późniejszy wieloletni sekretarz Zarządu Głównego PTMA – dr Henryk Brancewicz. W olimpiadzie tej startowało 775 uczniów, tylko nieco mniej niż obecnie w olimpiadzie fizycznej.

Tak duża liczba uczestników nigdy się już nie powtórzyła. Trzeba jednak pamiętać, że pierwsze cztery olimpiady nazywano astronomiczno-geograficznymi, z uwagi na nasycenie tematyką z zakresu astronomicznych podstaw geografii, a w rekordowej pod względem frekwencji olimpiadzie czwartej wręcz wyodrębniono sekcję geograficzną. To właśnie w niej uczestniczyło aż 668 uczniów, podczas gdy w sekcji astronomicznej – zaledwie 107.

Najmniejszą frekwencję zanotowano w olimpiadzie trzynastej, bo zgłosiło się do niej zaledwie 60 uczestników. Olimpiada ta była organizowana w roku szkolnym 1969/70, w którym nie było klas maturalnych, po wcześniejszej reformie wprowadzającej ośmioklasową szkołę podstawową. Wszyscy uczestnicy XIII Olimpiady Astronomicznej byli uczniami klas młodszych.

Do 1968 roku uczestnikom olimpiad astronomicznych nie przysługiwały żadne przywileje, chociaż mieli je uczniowie startujący w innych olimpiadach przedmioto-

wych. Ograniczone uprawnienia zostały przyznane dopiero od 1969 roku. Pierwszą olimpiadą astronomiczną, w której przywileje zrównano z uprawnieniami uczestników innych olimpiad, była olimpiada XXII zorganizowana w roku szkolnym 1978/79.

Wspomniałem na wstępie dwa wielce zasłużone dla olimpiady astronomicznej nazwiska – wieloletniego dyrektora planetarium, docenta Józefa Sałabuna i znanego autora licealnych i akademickich podręczników astronomii – profesora Eugeniusza Rybkę, z którym w olimpiadzie astronomicznej przez wiele lat miałem przyjemność współpracować.

Nie można również pominąć innych osób, które w sposób znaczący odbiły swoje piętno na olimpiadzie.

Wiele czasu poświęcił olimpiadzie wieloletni jej sekretarz naukowy Marek Szepański. Przyszedł do Planetarium w połowie lat siedemdziesiątych, tuż po ukończeniu studiów astronomicznych i z uporem zajął się zmianami w olimpiadzie. A był do tego dobrze przygotowany. Miał jeszcze świeżo w pamięci okres szkoły średniej, własne uczestnictwo we wszystkich trzech etapach olimpiady i był wyposażony w wiedzę profesjonalnego astronoma. Z olimpiadą naszą związany jest do dzisiaj.

Inicjator i twórca olimpiady astronomicznej – docent Józef Sałabun przewodniczył jej komitetowi głównemu do końca swego życia. Od 1973 do 1976 roku olimpiadę prowadziła dr Maria Pańków. Później, w latach 1976 – 1990, komitetowi przewodniczył niżej podpisany. W 1990 roku z wielkim pożytkiem dla olimpiady udało się namówić Pana profesora Józefa Smaka do objęcia tej funkcji. Od roku 1994 przewodnictwo przejął Pan profesor Jerzy Kreiner, który pełni tę funkcję do dzisiaj, poświęcając wiele czasu olimpiadzie osobiście i skutecznie zachęcając wszystkich swoich współpra-

owników do merytorycznej pomocy olimpiadzie. A czym ona jest dla organizatorów olimpiady wie każdy, kto choć raz stanął przed koniecznością opracowania choćby kilku niepublikowanych, oryginalnych zadań na konkurs, który trwa od lat, a obejmuje na poziomie szkoły średniej stosunkowo skromny zakres tematyczny.

Od samego początku olimpiada astronomiczna jest organizowana przez Planetarium Śląskie w Chorzowie. Obecnie olimpiadą kieruje komitet główny w składzie: prof. dr hab. Jerzy Kreiner – przewodniczący KG, dr Henryk Chrupała – wiceprzewodniczący KG, mgr Jacek Szczepanik – sekretarz naukowy, dr Henryk Brancewicz, prof. dr hab. Wojciech Dziembowski, prof. dr hab. Janusz Gil, mgr Józef Greupner, prof. dr hab. Hieronim Hurnik, dr Cecylia Iwaniszewska, mgr Grzegorz Kondrat, prof. dr hab. Józef Smak, mgr Marek Szczepański, dr Krzysztof Ziolkowski.

Dużą pomoc dla olimpiady stanowią wieloletni jej sponsorzy. Niezawodnym fundatorem nagród dla olimpijczyków było i jest Polskie Towarzystwo Miłośników Astronomii. Atrakcyjność nagród znacznie wzrosła,

gdy dla najlepszych zaczęła fundować swoje wyroby firma *Uniwersał*. W przeszłości współwłaściciel firmy Pan Jacek Uniwersał, również przeszedł przez magiel olimpiady. Od 7 już lat laureaci olimpiady stają się posiadaczami teleskopów tej firmy. Dużą pomocą dla olimpiady jest także znaczące wsparcie finansowe Polskiej Akademii Nauk. Pomagają również inni. Wspomnieć tu należy zawsze życzliwe redakcje *Uranii*, *Fizyki w Szkole*, *Postępów Astronomii* udostępniających łamy swoich czasopism, VIII Liceum Ogólnokształcącego im. Marii Skłodowskiej-Curie w Katowicach, gdzie mamy nieodpłatnie udostępniane sale, czy Fundacji Stefana Batorego, która znacząco wsparła finansowo XXXVIII Olimpiadę Astronomiczną.

Nie sposób wymienić wszystkich instytucji i nazwisk, które w okresie czterdziestu lat olimpiady brały udział w jej realizacji lub ją wspomagały. Wszystkim należą się słowa podziękowania, bo dzięki nim olimpiada trwa i uformowała się w obecnym kształcie, a wielu młodym pasjonatom astronomii pozwala sprawdzać swoją wiedzę i umiejętności, zaś niektórych inspirowała do późniejszych astronomicznych badań naukowych.

---

## KĄCIK OLIMPIJCZYKA

### **XL Olimpiada Astronomiczna**

W początku marca br. po raz czterdziesty rozstrzygnięto coroczną olimpiadę astronomiczną uczniów szkół średnich. Finałowe zawody rozegrano w dniach 7 i 8 marca w grupie 19 najlepszych młodych miłośników astronomii, wyłonionych we wcześniejszych eliminacjach. W tym gronie znalazło się pięciu uczestników finału ubiegłorocznej olimpiady, poprawiając w większości swoje poprzednie lokaty.

Nieco uroczyściej niż zwykle przebiegała ceremonia zakończenia tegorocznej olimpiady, w niedzielę 9 marca w Planetarium Śląskim. Czterdziestolecie stało się okazją do wspomnień. W referacie „Co nowego w astronomii” prof. Józef Smak opowiedział m.in. o obecnych pracach niedgysiejszych laureatów olimpiady astronomicznej. Pierwsze olimpiady, organizowane od początku przez chorzowskie planetarium, wspominał jego dyrektor, dr Henryk Chrupała. Po okolicznych wystąpieniach nadeszła najbar-

dziej oczekiwana chwila – ogłoszenie wyników.

Zwycięzcą XL Olimpiady Astronomicznej i laureatem I nagrody został Jarosław Stephan, uczeń IV klasy VI Liceum Ogólnokształcącego im. J. i J. Śniadeckich w Bydgoszczy.

Kolejni laureaci to:

II miejsce – Artur Wirowski z II kl. I L.O. im. M. Kopernika w Łodzi,

III miejsce – Paweł Zimnowodzki z V kl. Zespołu Szkół Zawodowych we Włodawie,

IV miejsce – Radosław Smolec z II kl. II L.O. im. Jana III Sobieskiego w Grudziądzu,

V miejsce – Paweł Pietrukowicz z IV kl. II L.O. im. M. Skłodowskiej-Curie w Gorzowie Wlkp.

Trzema wyróżnieniami tytułem finalisty zostali uhonorowani:

Radosław Piór – IV kl. I L.O. im. Bolesława Chrobrego w Grudziądzu (VI), Paweł Kampczyk – IV kl. IV L.O. im. Bolesława Chrobrego w Bytomiu (VII) i Mariusz Roszak – IV kl. I L.O. im. J. Śniadeckiego w Siemianowicach Śl. (VIII).

Na dalszych miejscach uplasowali się, w kolejności alfabetycznej: Szymon Adamała – III kl. L.O. w Skierniewicach, Tomasz Bosko – II kl. L.O. w Radzynie Podl., Waldemar Burzych – III kl. I L.O. w Giżycku, Maciej Zapnik – II kl. XIV L.O. we Wrocławiu, Maciej Demianowicz – III kl. IV L.O. w Olsztynie, Piotr Fita – III kl. L.O. w Lututowie, Jarosław Grolík – III kl. L.O. w Wadowicach, Bartłomiej Kozakowski – IV kl. Zesp. Szkół Elektryczno-Mechanicznych w Legnicy, Rafał Kuś – IV kl. L.O. w Skierniewicach, Robert Warchoł – III kl. I L.O. we Włocławku, Mariusz Wiśniewski – V kl. Technikum Łączności w Warszawie.



Laureaci tegorocznej, jubileuszowej olimpiady astronomicznej przy pomniku Mikołaja Kopernika, patrona Planetarium Śląskiego. Od lewej: Paweł Zimnowodzki, Artur Wirowski, Jarosław Stephan, Radosław Smolec i Paweł Pietrukowicz. Fot. G. Sowa

Pierwszy zestaw zadań olimpiady najwcześniej opublikowano w *Uranii* (4/96), a także w *Postęпах Astronomii* i w *Fizyce w Szkole*. We wrześniu dotarły one do szkół, w formie afisza, wraz z informacjami regulaminowymi. Tematyka pierwszej serii obejmowała, jak zwykle, zarówno zadania teoretyczne jak i opisowe. Przypominamy je w skrócie: w ślad za XVII-wiecznym astronomem J. Richerem, z różnicy chodu zegara wahadłowego w Paryżu i Gujanie, wyciągnąć wnioski odnośnie kształtu Ziemi; obliczyć odpowiednik stałej słonecznej dla niedawno odkrytej planety obiegającej gwiazdę 51 Peg; na podstawie przytoczonej efemerydy komety Hale'a-Boppa określić warunki jej widoczności w Polsce; omówić poznane z literatury efekty misji *Galileo* w pobliże Jowisza.

Nadesłanie rozwiązań trzech wybranych zadań pierwszej serii stanowi warunek przystąpienia do olimpiady. Wymaganie to spełniło 175 uczniów, do których w końcu października przesłano kolejne cztery zadania pierwszego etapu. Tym razem należało: określić maksymalny czas trwania całkowitego zaćmienia Słońca przy obserwacji z lecącego samolotu; oszacować masę Galaktyki na podstawie krzywej rotacji Drogi Mlecznej; przeprowadzić dyskusję czasu spadku bryłki materii w polu grawitacyjnym czarnej dziury; analizując fragment *Odysei* Homera określić porę roku, w jakiej miała miejsce opisywana tam morska podróż Odysa.

Ostatnie z zadań nawiązywało tematycznie do pierwszej olimpiady astronomicznej w 1958 roku, podczas której wykorzystano ten sam fragment tekstu, jednak z poleceniem określenia kierunku żeglugi.

Również z drugiej serii należało wybrać 3 dowolne zadania. Wraz z nimi należało także przesłać wyniki zadania obserwacyjnego, wybranego spośród propozycji przedstawionych już w afiszu. Polegały one na: przeprowadzeniu i opracowaniu obserwacji jesiennych zaćmień – Księżyca, z 26/27 września lub Słońca, 12 października; wyznaczeniu w oparciu o własne obserwacje planetoidy *Juno* jej toru i jasności albo też przeprowadzeniu i udokumentowaniu innych własnych obserwacji astronomicznych.

Na podstawie oceny rozwiązań zadań obu serii I etapu i zadania obserwacyjnego wyłoniono 79 uczestników drugiego etapu. Zawody II stopnia przeprowadzono 11 stycznia w dwóch ośrodkach: we Włocławku, dla uczniów z północnej i centralnej Polski oraz w Katowicach – dla południowej części kraju.

W ograniczonym do 4 godzin czasie i pod okiem komisji należało rozwiązać kolejne cztery zadania teoretyczne: oszacować minimalną odległość dla jakiej, wobec wzaje-

nych oddziaływań grawitacyjnych między galaktykami, ma sens pomiar stałej Hubble'a; obliczyć jasności absolutne składników *Cappelli*, znając różnicę i sumaryczną jasność obserwowaną obydwu gwiazd składowych; wyznaczyć współrzędne geograficzne miejsca obserwacji satelity analizując wykres zaobserwowanej jego prędkości radialnej w funkcji czasu; wymienić zjawiska, jakich nie moglibyśmy obserwować gdyby Ziemia nie okrężała Księżyca.

Ten etap eliminacji okazał się pomyślny już tylko dla 19 najlepiej przygotowanych uczniów. To oni rozegrali finałowy etap rywalizacji, rozwiązując kolejne, ostatnie sześć problemów teoretycznych i praktycznych.

Pierwsze z zadań finałowych wymagało zaplanowania obserwacji fotograficznych sprawdzających pewne niekompletne doniesienie o odkryciu nieznanego obiektu w Układzie Słonecznym. Również drugie zadanie ograniczało się do naszego układu planetarnego – należało wskazać planetę, na której możliwa jest obserwacja wschodu Słońca w zachodniej stronie nieba tuż po zachodzie i określić maksymalną wysokość Słońca nad horyzontem w takiej sytuacji. W trzecim zadaniu połączono dwa zagadnienia – obserwację komety Hale'a-Boppa, która w piątkowy wieczór zaprezentowała się wyjątkowo okazałe oraz korektę danych dotyczących konfiguracji planet względem Słońca, zamieszczonych w *Kalendarzu Astronomicznym na rok 1997* T. Ściężora i J. Pleszki.

W zadaniu praktycznym, wykorzystującym projekcję nieba w planetarium, zaprezentowano zmiany wyglądu nieba obserwowane ze sztucznego satelity podczas dwóch odległych w czasie jego obiegów, wymagając określenia płaszczyzny orbity i wysokości satelity nad Ziemią oraz daty odtwarzanej sytuacji.

Ostatnie dwa zadania finałowe miały tematykę astrofizyczną. Należało określić minimalną odległość wiązki światła od soczewki grawitacyjnej o danej masie i odległości, znając odległość źródła światła i rozmiary jego obrazu, a także, w oparciu o model Einsteina – de Sitera, oszacować odległość między kwazarem a obiektem wytwarzającym widmo absorpcyjne na tle widma kwazara.

Pośród 21 zadań przygotowanych na poszczególne etapy eliminacji, najwytrwalsi musieli rozwiązać 17. Ich wiedza została uhonorowana dyplomami i nagrodami, ufundowanymi m.in. przez Polskie Towarzystwo Miłośników Astronomii i Zakład Budowy Teleskopów *Uniwersał* z Żywca.

Dla wszystkich były zestawy książek i kalendarze astronomiczne Planetarium Śląskiego. Laureaci otrzymali ponadto teleskopy *Uniwersał* i roczną prenumeratę *Uranii*. Zwycięzca olimpiady stał się właścicielem „szukacza komet” 150/900 mm, zaś pozostali laureaci otrzymali poręczne teleskopy 70/550 mm.

Kończąc czterdziestą olimpiadę organizatorzy już przygotowują kolejną, XLI Olimpiadę Astronomiczną, inaugurującą piąte dziesięciolecie tej imprezy. Zadania pierwszej serii I etapu nowej olimpiady znajdą czytelnicy w jednym z najbliższych numerów *Uranii*.

Jan Desselberger

## KRONIKA

### Teleskop kosmiczny a sprawa polska

W maju odwiedził Polskę prof. Charles Robert O'Della – człowiek, któremu polska astronomia zawdzięcza swój obecny rozkwit, żywa legenda Centrum Astronomicznego w Warszawie.

Kiedy zbliżała się 500 rocznica urodzin Mikołaja Kopernika, prof. O'Della został członkiem powołanego w USA przez amerykańską National Science Foundation (NSF) Komitetu Obchodów tej rocznicy. Jak łatwo się domyślić różne były amerykańskie pomysły jak uczcić pamięć wielkiego astronoma – dzięki jednak O'Dellowi nie skończyło się np. na budowie pomnika, ale udało się przeznaczyć znaczne „rocznicowe” fundusze na wsparcie rozwoju astronomii w Polsce (dokładniej – NSF przyznała Polskiej Akademii Nauk grant na budowę Centrum Astronomicznego im. Mikołaja Kopernika, a National Academy of Science oraz amerykańskie środowiska polonijne ufundowały

dla tego Centrum komputer PDP 11/45). Dzięki staraniom prof. O'Della (ze strony amerykańskiej) oraz grupy astronomów warszawskich (W. Krzemiński, B. Paczyński, J. Smak) w 1973 roku wmurowano kamień węgielny pod dzisiejszy CAMK, a „już” w 1978 roku budynek był gotowy do zasiedlenia. Integralną jego częścią jest hotel co umożliwiło prowadzenie od samego początku istnienia Centrum szeroko zakrojonej współpracy z zagranicą (zarówno ze wschodem jak i z zachodem – co w tamtych czasach było bardzo trudno wykonalne). Ponadto posiadanie PDP pozwoliło na znaczne rozwinięcie możliwości badawczych polskich astronomów ze wszystkich ośrodków. Do dziś w sali, gdzie kiedyś stał ten komputer, wisi zdjęcie prof. O'Della – pracownicy CAMKu mają świadomość, że jest to nasz prawdziwy dobroczyńca. Dowodem na to, że docenione zostały jego zasługi dla całego środowiska astronomicznego było przyznanie swego czasu prof. O'Dellowi tytułu Ho-

norowego Członka Polskiego Towarzystwa Astronomicznego. W bieżącym roku Zgromadzenie Ogólne PAN wybrało go ponadto na Członka Zagranicznego Polskiej Akademii Nauk.

Prof. O'Dell znacznie większy wkład wniósł – i stale wnosi – do astronomii światowej. Od początku lat 70-tych kierował całością programu przyszłego teleskopu kosmicznego obecnie zwanego teleskopem Hubbl'a lub HST. Jako tzw. project scientist z powodzeniem wykazał się dalekowzrocznością w planowaniu aparatury jaka powinna się znaleźć na orbicie. Od kilkunastu lat pracuje jako profesor astrofizyki w Rice University i aktywnie korzysta z wyników HST. Jest światowym specjalistą od mgławic gazowych różnych typów – już w latach sześćdziesiątych zajmował się mgławicami planetarnymi (wyznaczył skalę odległości do tych obiektów, określił podstawowe parametry fizyczne samych mgławic oraz ich jąder). Obecnie jego zainteresowania skupiają się na Mgławicy Oriona (patrz zdjęcie na pierwszej stronie okładki) – w tym szczególnym obszarze dzięki wspaniałym zdjęciom z teleskopu kosmicznego można badać procesy gwiazdotwórcze, dyski pyłowe i rodzące się (najprawdopodobniej) w nich planety. Używany już termin „proplydy” (od ang. protoplanetary disc) jest zresztą także autorstwa O'Della.

Zamieszczony dziś obraz uzyskał O'Dell składając 45 niezależnych zdjęć drobniejszych fragmentów nieba otrzymanych oryginalnie (między styczniem 1994 a marcem

1995) w barwach niebieskiej, zielonej i czerwonej. Dzięki temu możemy zobaczyć jak wyglądałaby mgławica dla kogoś, kto – mając oczy podobne do naszych – mieszkałby w jej pobliżu.

Wielka Mgławica w Orionie jest mieszaniną około 99% gorącego gazu i 1% pyłu. Widać ją na niebie (choć niewyraźnie) nawet gołym okiem w tzw. mieczu Oriona – odległa od nas o około 1500 lat świetlnych widoczna jest tam tylko jako rozmyty obłoczek. Zauważalne w niej przez mały instrument 4 (najmasywniejsze i najjaśniejsze) gwiazdy znajdują się w środku obrazka i oświetlają obszar, w którym znajduje się około 700 innych gwiazd w różnym wieku a więc na różnych etapach ewolucji. Z niektórych z relatywistyczną prędkością wyrzucane są strugi gazu – dżety, widoczne na zdjęciu jako zakręcone pętelki z supelkami (te ostatnie to miejsca o wyraźnie większej gęstości). Wokół innych gwiazd widać protoplanetarne dyski otaczające jak obwarzanek gwiazdę centralną. Rzecz jasna zamieszczony obrazek jest tylko drobnym fragmentem pracy prof. O'Della – służy jako ilustracja teoretycznych, skomplikowanych badań gazodynamicznych. Ale akurat te badania dają się w sposób wyjątkowo malowniczo zilustrować i są fascynujące – do tego stopnia, że w grudniowym numerze *National Geographic* z 1995 roku ukazał się duży artykuł podsumowujący osiągnięcia prof. O'Della. Zamieszczone zdjęcie jest tylko małą „reklamówką” badań astrofizycznych.

MSK



### ASTRO-BIT

Ireneusz Włodarczyk  
ul. Rewolucjonistów 15/13  
42-500 BĘDZIN

Programy komputerowe, algorytmy, katalogi i inne materiały astronomiczne

KUPNO – SPRZEDAŻ

## OBSERWACJE

### Obserwacje komet w drugiej połowie 1996 roku w Sekcji Obserwatorów Komet PTMA

Rok 1996 był wyjątkowo urodzajny w komety. Z początkiem roku obserwowaliśmy komety: C/1995Y1 (Hyakutake), C/1996B1 (Szczepeński) i przede wszystkim wspaniałą kometa C/1996B2 (Hyakutake). Druga połowa roku była równie obfita. Obserwowaliśmy wtedy komety 22P/Kopff, C/1996N1 (Brewington), C/1996Q1 (Tabur), a jednocześnie stosunkowo dużą jasność osiągnęła już kometa C/1995O1 (Hale-Bopp).

### Obserwacje komety krótkookresowej 22P/Kopff

W okresie wakacyjnym 1996 jedyną „planowaną” kometa była kometa krótkookresowa 22P/Kopff, obiekt niezbyt efektowny, lecz tym razem położony bardzo korzystnie w stosunku do Ziemi (to położenie można nazwać „Wielką Opozycją” komety Kopffa).

Kometa 22P/Kopff została odkryta przez Augusta Kopffa 23 stycznia 1906 roku jako bardzo słaby, rozmyty obiekt 11<sup>m</sup>. Jej okresowy charakter został stwierdzony niezależnie przez Ebella (Kilonia, Niemcy), oraz Crawforda i Champreux (Kalifornia, USA) w połowie września 1906. W czasie ponownego powrotu, w latach 1912 – 13 kometa nie była obserwowana w związku z niekorzystnym usytuowaniem na orbicie. Ponownie została znaleziona w 1919 r. i od tego czasu jest obserwowana przy każdym powrocie.

Po kilku powrotach, w czasie których jasność maksymalna nie przekroczyła 10.5<sup>m</sup>, w 1945 r. kometa osiągnęła jasność 8.5<sup>m</sup>. Było to związane z przejściem komety w pobliżu Jowisza w latach 1939 – 1945. Odległość peryhelium komety zmalała z 1.68 j.s. do

1.50 j.s., a okres obiegu z 6.54 do 6.18 roku.

Powrót w 1951 roku był wyjątkowy. W momencie odkrycia 12 kwietnia jasność komety była słabsza o trzy *magnitudo* od przewidywanej, i pozostała taką przez kilka kolejnych miesięcy. Jednak w momencie przejścia przez peryhelium pod koniec października kometa nagle pojaśniała o 2<sup>m</sup> do jasności 10.5<sup>m</sup>. Gdy była ostatni raz obserwowana 29 listopada, nadal miała jasność 11.5<sup>m</sup>.

Kometa przeszła bardzo blisko Jowisza w 1954 r., co spowodowało wzrost odległości peryhelium do 1.52 j.a. i okresu obiegu do 6.31 roku. Chociaż były to niewielkie zmiany, jednak spowodowały duże zmiany parametrów kątowych orbity komety.

W czasie obecnego powrotu kometa została odkryta 30 listopada 1994 r. przez C.W. Hergenrothera (USA) na zdjęciach otrzymanych przez S.M. Larsona za pomocą 1.5 m teleskopu Obserwatorium Catalina. W momencie odkrycia kometa miała jasność 22.8<sup>m</sup>.

Powrót komety 22P/Kopff w roku 1996 był czternastym z kolei powrotem od czasu odkrycia. W peryhelium kometa 22P/Kopff podchodzi do Słońca na odległość 1.580 j.a., w aphelium oddala się na odległość 5.349 j.a., przy okresie obiegu 6.45 roku. Płaszczyzna orbity komety 22P/Kopff jest nachylona do płaszczyzny ekliptyki pod kątem 4.7°. W trakcie obecnego powrotu w pobliżu Słońca w dniu 2 lipca 1996 r. przeszła przez peryhelium, następnie 8 lipca zbliżyła się do Ziemi na minimalną odległość 0.5651 j.a.

Kometa Kopffa nie była łatwym obiektem obserwacyjnym, głównie z powodu stosunkowo niskiego położenia nad horyzontem. Największą północną deklinację równą -15.8° (co w Polsce odpowiada maksymalnej wysokości nad horyzontem około 24°) osiągnęła dnia 24 maja, kierując się po-

tem na niebo południowe, gdzie 4 września osiągnęła największą deklinację południową ( $-24.2^\circ$ ). W połowie lipca (w czasie największej jasności) kometa znajdowała się jedynie  $20^\circ$  nad horyzontem.

Sprawozdania z obserwacji komety 22P/Kopff otrzymaliśmy od zaledwie 10 członków SOK, którzy wykonali łącznie 68 ocen jasności, 65 ocen stopnia kondensacji oraz 68 pomiarów średnicy otoczki. A oto autorzy niektórych „rekordów”:

pierwsza obserwacja (27 V 1996) – Janusz Płe s z k a

ostatnia obserwacja (6 IX 1996) – Maciej R e s z e l s k i

najdłuższa seria (27 V 1996 – 3 IX 1996) – Janusz Płe s z k a

najwięcej nocy obserwacyjnych: 27 – Maciej R e s z e l s k i.

Tabela I zawiera nazwiska wszystkich 10 osób, które nadesłały nam raporty z obserwacji.

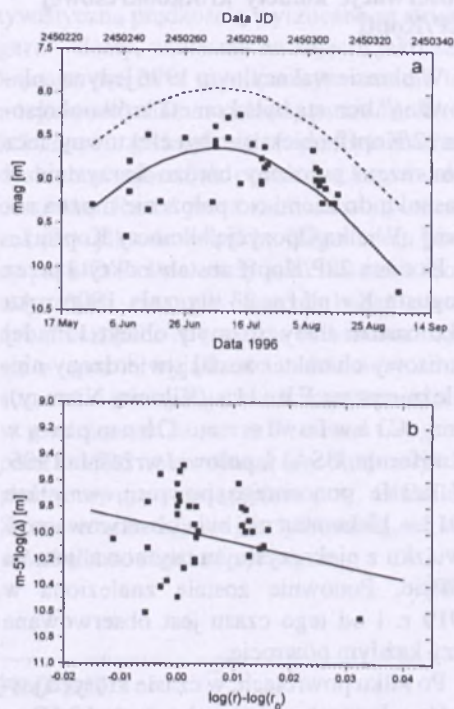
Tabela I

Obserwator	Miejscowość	Użyty sprzęt
Kazimierz Czernis	Wilno (Litwa)	L340 R120 T250
Łukasz Kuczowski	Osieczna	B100
Maciej Kwinta	Kraków	R80
Mieczysław Paradowski	Ludwin	M100
Janusz Pleszka	Kraków	B66 B100 B110
Maciej Reszelski	Szamotoły	B50 L250
Michał Siwak	Burzyn	L147 B50
Krzysztof Socha	Piórków	B70
Mariusz Świętnicki	Zręcin	L250
Tomasz Ściężor	Kraków	B60

Oznaczenia: B – Lornetka, R – refraktor, L – newton, M – maksutow, T – schmidt-cassegrain. Liczby oznaczają średnicę instrumentu w milimetrach.

Przegląd wyników rozpoczniemy od analizy krzywej blasku. Na Rys. 1.a przedstawiono postać podstawową krzywej – 68 oce-

ny jasności sprowadzone do standardowej średnicy teleskopu 6.84 cm przedstawione są w funkcji czasu. W obszarze maksimum jasności różnice jasności komety widzianej oczyma różnych obserwatorów przekraczają  $1^m$ . Są to stosunkowo nieduże różnice, biorąc pod uwagę duży stopień rozmycia komety, i wynikające z tego trudności w ocenie jasności. Regułą jest, że im mniejszy jest stopień koncentracji otoczki komety (DC), tym większy błąd oceny jasności. W każdym razie wyraźnie widać, że maksymalną jasność równą w przybliżeniu  $8.5^m$  kometa osiągnęła około 5 lipca 1996 roku. Należy jednak zauważyć, że jasność komety była systematycznie niższa o około  $1.5^m$  od przewidywanej.



Rys. 1. a) Krzywa zmian jasności komety 22P/Kopff utworzona na podstawie 68 obserwacji wykonanych przez członków Sekcji Obserwatorów Komet PTMA, b) jasność komety zredukowana do stałej odległości obserwatora od komety (1 AU), oraz przedstawiona w funkcji różnicy logarytmów odległości komety (r) od peryhelium ( $r_0$ ).

W celu uchwycenia ogólnego sensu zmian blasku komety należy oczyścić krzywą blasku z fałszującego wpływu zmiennej odległości komety od Ziemi. Robimy to odejmując od obserwowanej jasności otoczki pięciokrotny logarytm odległości kometa – Ziemia, wyrażonej w jednostkach astronomicznych. Ten zabieg ma sens taki, jak gdyby pomiary jasności komety były przeprowadzane w stałej odległości 1 j.a. od niej. Zmieniamy również oś odciętych krzywej blasku, zastępując datę różnicą logarytmów odległości komety od Słońca w danym momencie i odległości komety od Słońca w perihelium. Tak przekształcona krzywa zmian blasku pokazana jest na Rys. 1.b.

Dopasowano otrzymaną zależność do klasycznej formuły:

$$m = H(0) + 5\log\Delta + 2.5n \log r$$

gdzie:

$m$  – jasność obserwowana,

$H(0)$  – jasność absolutna (1 j.a. od Słońca

i 1 j.a. od Ziemi),

$\Delta$  – odległość od Ziemi,

$r$  – odległość od Słońca,

$n$  – czynnik określający aktywność komety.

Po dopasowaniu otrzymaliśmy:

$$H(0) = 6.4^m \pm 1.6^m,$$

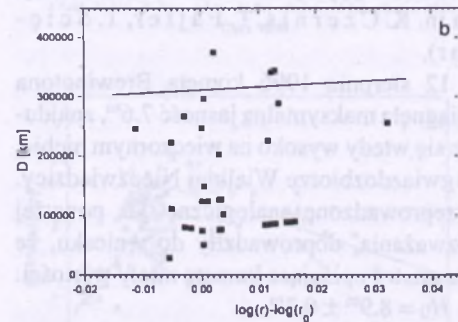
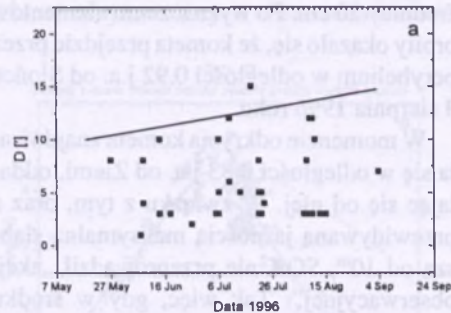
$$n = 7 \pm 3.$$

Tak więc kometa Kopffa była kometa o dosyć jasnym jądrze. Przypominamy, że czynnik  $n$  dla większości komet przyjmuje się równy od 4.0 do 6.0, tak więc  $n = 7$  wskazuje na kometa aktywną, co jest raczej niezwykle dla komety krótkookresowej. Zgodnie ze stosowanymi formułami na podstawie wartości jasności absolutnej komety można wyznaczyć w przybliżeniu średnicę lodowokamiennego jądra komety. W naszym przypadku jest ona równa około 10 km, co oznacza, że jądro to jest dosyć duże, o średnicy podobnej do jądra komety Halleya. Brak jakichkolwiek odstępstw od powyższej formuły świadczy o tym, że wydzielanie materii z

jądra odbywało się równomiernie.

Pomiar średnicy kątowej głowy komety jest dla obserwatora zawsze zadaniem trudnym, zwłaszcza dla tak rozmytego obiektu, jak kometa Kopffa. W naszym przypadku wydaje się, że średnica kątowa głowy komety była raczej stała, i nieznacznie przekraczała  $10'$  (Rys. 2.a.). Po przeliczeniu średnicy kątowej na liniową, uwzględniając zmiany odległości komety od Ziemi okazało się, że średnica liniowa głowy komety była równa 300 tys. km. (Rys. 2.b.).

Analogicznie, tradycyjnie trudnym zada-



Rys. 2. a) Zmienność średnicy kątowej otoczki komety 22P/Kopff w czasie, b) średnica liniowa głowy komety w funkcji czasu.

niem jest ocena stopnia kondensacji głowy DC. W naszym przypadku należy podkreślić niezwykle słabą koncentrację otoczki. W całym okresie obserwacyjnym DC wynosił za-

ledwie około 1.5, co znacznie utrudniało obserwację komety.

Żaden z SOK-istów nie obserwował warkocza komety Kopffa.

Podsumowując, należy stwierdzić, że kometa 22P/Kopff była obiektem raczej mało efektywnym.

### Obserwacje komety C/1996N1 (Brewington)

Kometa C/1996N1 Brewington została odkryta 4 lipca 1996 roku przez H. Brewingtona (USA) za pomocą teleskopu o średnicy 20 cm. Po wyznaczeniu elementów orbity okazało się, że kometa przejdzie przez peryhelium w odległości 0.92 j.a. od Słońca 3 sierpnia 1996 roku.

W momencie odkrycia kometa znajdowała się w odległości 0.83 j.a. od Ziemi, oddalając się od niej. W związku z tym, oraz z przewidywaną jasnością maksymalną słabszą od  $10^m$ , SOK nie przeprowadził „akcji obserwacyjnej”. Tak więc, gdy w środku okresu wakacyjnego kometa pojaśniała, obserwowało ją jedynie kilku członków Sekcji (m.in. K. Czernis, T. Fajfer, T. Ścieżor).

12 sierpnia 1996 kometa Brewingtona osiągnęła maksymalną jasność  $7.6^m$ , znajdując się wtedy wysoko na wieczornym niebie, w gwiazdozbiornie Wielkiej Niedźwiedzicy. Przeprowadzone analogiczne, jak powyżej rozważania, doprowadziły do wniosku, że parametry opisujące komety miały wartości:

$$H_0 = 8.9^m \pm 0.3^m,$$

$$n = 10 \pm 4.$$

Oczywiście, na skutek małej liczby obserwacji, wartości te są bardzo niepewne. Wydaje się jednak, że jasność absolutna komety pozostała zgodna z przewidywaniami (sugerując średnicę jądra na zaledwie około 3 km), natomiast współczynnik aktywności

był ponad dwa razy większy. Obserwację komety ułatwiał fakt, że posiadała ona DC równy około 4 (czyli dosyć wysoki), i wyglądem przypominała gromadę kulistą gwiazd, z wyraźnie zaznaczonym brzegiem. W związku z powyższym stosunkowo łatwym razem był pomiar średnicy głowy komety, która wynosiła  $4'$ . W przeliczeniu na średnicę liniową daje to około 160 tys. km.

Podsumowując, kometa C/1996N1 (Brewington) sprawiła miłą niespodziankę, „dopisując się” do listy komet dostępnych dla obserwacji amatorskich w 1996 roku.

### Obserwacje komety C/1996Q1 (Tabur)

Kometa C/1996Q1 (Tabur) została odkryta przez Vello Tabura (Australia) 19 sierpnia 1996 roku jako obiekt o średnicy  $3'$  i jasności  $10^m$  w gwiazdozbiornie Rzeki Erydan. Paraboliczna orbita komety została wyznaczona przez B.G. Marsdena. W peryhelium kometa C/1996Q1 (Tabur) podeszła do Słońca na odległość 0.8402 j.a. dnia 3 listopada 1996 r. Płaszczyzna komety Tabura jest nachylona do płaszczyzny ekliptyki pod kątem  $73.3^\circ$ . 30 sierpnia Brian Marsden zauważył duże podobieństwo orbity komety do, pamiętanej przez niektórych SOK-istów, komety C/1988 A1 (Liller). Prawdopodobnie rozpad komety macierzystej nastąpił podczas poprzedniego przejścia w pobliżu Słońca, czyli około 2900 lat temu. Kometa Tabura była stosunkowo łatwym obiektem obserwacyjnym, znajdując się wysoko na porannym niebie.

Sprawozdania z obserwacji komety C/1996Q1 (Tabur) otrzymaliśmy od 29 członków SOK, którzy wykonali łącznie 199 ocen jasności, 187 ocen stopnia kondensacji, 189 pomiarów średnicy otoczki oraz 29 obserwacji warkocza. A oto autorzy niektórych „rekordów”:

pierwsza obserwacja (4 IX 1996) – Maciej Reszelski

ostatnia obserwacja (12 XI 1996) – Maciej Reszelski

najdłuższa seria (4 IX 1996 – 12 XI 1996) – Maciej Reszelski

Najwięcej nocy obserwacyjnych: 27 – Maciej Reszelski

Tabela 2 zawiera nazwiska 29 osób, które nadesłały nam raporty z obserwacji.

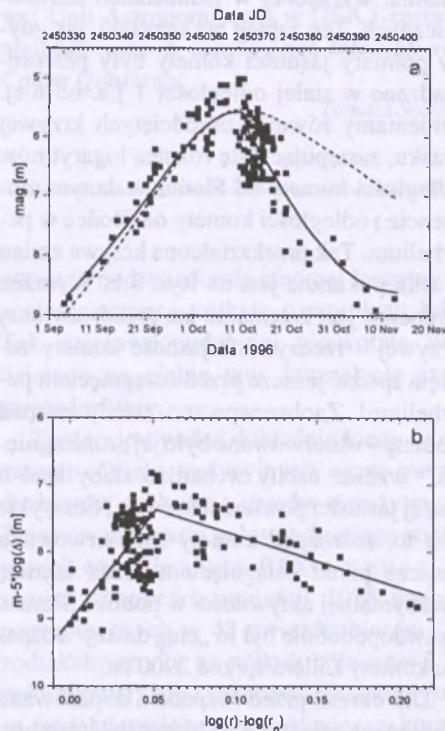
Tab. 2

Obserwator	Miejscowość	Użyty sprzęt
Jarosław Bandurowski	Zabrze	B50
Franciszek Chodorowski	Kolonia Księżyno	L110
Antoni Chrapek	Nehrybka	R68
Ryszard Cnota	Puławy	B50 R64
Kazimierz Czemis	Wilno (Litwa)	B50 B60 R120
Oskar Dereń	Wałbrzych	B50
Michał Drahus	Kraków	B60
Tomasz Fajfer	Toruń	B50
Marcin Filipek	Jerzmanowice	B66
Jarosław Grolik	Woźniki	B50
Marcin Jarski	Obliżniak	R50 L90
Krzysztof Kida	Elbląg	B60
Janusz Kosinski	Wyszków	L150
Maciej Kwinta	Kraków	R80
Leszek Marcinek	Lublin	B50 M100
Lesław Materniak	Krosno	B50
Arkadiusz Olech	Pruszcz Gdański	B50 B70
Mieczysław Paradowski	Ludwin	B50
Marek Piotrowski	Świdnik	L150
Janusz Pleszka	Kraków	B50 B66 B100 M350
Maciej Reszelski	Szamotoły	B50 L250
Michał Siwak	Burzyn	B50
Ryszard Siwec	Szczecin	B50 B60
Krzysztof Socha	Kolonia Piórków	B70
Jerzy Speil	Wałbrzych	B50 B80
Konrad Szaruga	Telatyn	B60

Tomasz Ściężor	Kraków	B60
Mariusz Świętnicki	Zręcin	R65 B50
Robert Włodarczyk	Częstochowa	B40 R50

Oznaczenia: B – lornetka, R – refraktor, L – newton, M – maksutow, T – schmidt-cassegrain. Liczby oznaczają średnicę instrumentu w milimetrach.

Przegląd wyników ponownie rozpoczniemy od analizy krzywej blasku. Na Rys. 3.a przedstawiono postać podstawową krzywej – 199 ocen jasności sprowadzonych do standardowej średnicy teleskopu 6.84 cm przedstawione są w funkcji czasu (usunięto kilka punktów znacznie odbiegających od pozostałych). Różnice jasności komety widziane oczyma różnych obserwatorów wy-



Rys. 3. a) Krzywa zmian jasności komety C/1996Q1 (Tabur) utworzona na podstawie 199 obserwacji wykonanych przez członków Sekcji Obserwatorów Komet PTMA, b) jasność komety zredukowana do stałej odległości obserwatora od komety (1 AU), oraz przedstawiona w funkcji różnicy logarytmów odległości komety ( $r$ ) od peryhelium ( $r_0$ ).

noszą około  $0.5^m$ , co jest bardzo dobrym wynikiem przy ocenie jasności komet. Wyraźnie widać, że maksymalną jasność równą w przybliżeniu  $5.5^m$  kometa osiągnęła około 11 października 1996 roku. Linia przerywana oznacza przewidywaną jasność komety, linia ciągła – dopasowaną do obserwacji jasność obserwowaną. Wyraźnie widać, że po wyżej wymienionej dacie jasność komety zaczęła gwałtownie spadać.

W celu uchwycenia ogólnego sensu zmian blasku komety należy oczyścić krzywą blasku z fałszującego wpływu zmiennej odległości komety od Ziemi. Robimy to odejmując od obserwowanej jasności otoczki pięciokrotny logarytm odległości kometa – Ziemia, wyrażonej w jednostkach astronomicznych. Ten zabieg ma sens taki, jak gdyby pomiary jasności komety były przeprowadzane w stałej odległości 1 j.a. od niej. Zmieniamy również oś odciętych krzywej blasku, zastępując datę różnicą logarytmów odległości komety od Słońca w danym momencie i odległości komety od Słońca w perihelium. Tak przekształcona krzywa zmian blasku pokazana jest na Rys. 3.b. Wyraźnie widoczne jest załamanie tak przedstawionej krzywej – rzeczywista jasność komety zaczęła spadać jeszcze przed osiągnięciem perihelium! Zaobserwowano wtedy rozpad komety – obserwowane było jej „rozciągnięcie” wzdłuż orbity w bardzo słaby ślad o małej jasności powierzchniowej. Niezwykle jest to, że rozpad komety zaobserwowano jeszcze przed osiągnięciem przez kometa maksymalnej aktywności w pobliżu Słońca. Prawdopodobnie był to „ciąg dalszy” rozpadu komety Lillera sprzed 2900 lat.

Dla okresu przed rozpadem dopasowano otrzymaną zależność do klasycznej formuły:

$$m = H(0) + 5 \log \Delta + 2.5n \log r$$

gdzie:

$m$  – jasność obserwowana,

$H(0)$  – jasność absolutna (1 j.a. od Słońca i 1 j.a. od Ziemi),

$\Delta$  – odległość od Ziemi,

$r$  – odległość od Słońca,

$n$  – czynnik określający aktywność komety.

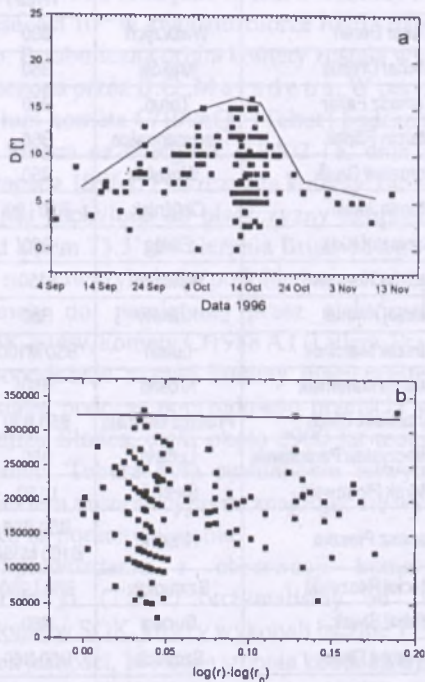
Po dopasowaniu otrzymaliśmy:

$$H(0) = 7.6^m \pm 0.1^m,$$

$$n = 3.2 \pm 0.4.$$

Oznacza to, że kometa Tabura była kometą o raczej słabym jądrze (średnicę jego można ocenić na ok. 6 km), i małej aktywności. W czasie rozpadu zarówno  $H(0)$  jak i  $n$  zmieniają się, tak więc powyższe rozważania dla tego okresu nie mają sensu.

Średnica kątowa głowy komety systematycznie rosła, aż do osiągnięcia  $1.5'$  około połowy października (Rys. 4.1). Po przeliczeniu średnicy kątowej na liniową, uwz-



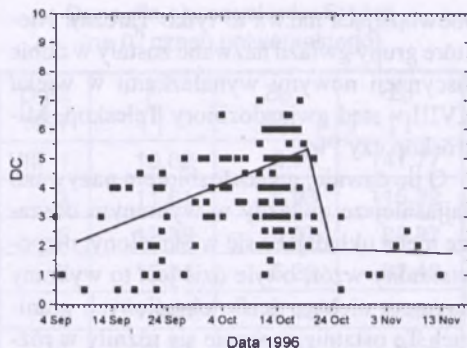
Rys. 4. a) Zmienność średnicy kątowej otoczki komety C/1996Q1 (Tabura) w czasie, b) średnica liniowa głowy komety w funkcji czasu.

głędniąc zmiany odległości komety od Ziemi okazało się, że średnica liniowa głowy wynosiła około 300 tys. km (Rys. 4.b), co jest wielkością standardową dla komet.

Stopień kondensacji głowy DC systematycznie rósł od około 2 do około 5 (Rys. 5), czyli był stosunkowo duży, lecz pod koniec października, w związku z omawianym powyżej rozpadem, spadł do wartości ok. 1.

Niektórzy SOK-iści obserwowali cienki, prostoliniowy, plazmowy warkocz komety o długości ok.  $1^\circ$ , co przy uwzględnieniu odległości od Ziemi daje długość liniową ok. 1.5 mln km. Dla porównania, warkocz komety C/1996B2 (Hyakutake) osiągnął długość ok. 50 mln km.

Podsumowując, należy stwierdzić, że kometa C/1996Q1 (Tabur) była obiektem interesującym, chociaż nieco zawiodła oczekiwania obserwatorów.



Rys. 5. Zmienność stopnia koncentracji (DC) komety C/1996Q1 (Tabur) w czasie.

Jak zwykle, wszystkie nadesłane obserwacje zostały przekazane do centralnego archiwum obserwacji komet Międzynarodowej Unii Astronomicznej w USA i zostaną opublikowane w czasopiśmie *International Comet Quarterly*.

Tomasz Ścieżor

## ELEMENTARZ URANII

### Gwiazdozbiory

Gwiazdozbiór – część sfery niebieskiej wyodrębniona ściśle określonymi, sztucznie wyznaczonymi granicami; w większości przypadków charakterystyczne wzory utworzone z najjaśniejszych gwiazd wchodzą w skład jednego gwiazdozbioru i noszą tradycyjną (mającą kilkaset lub nawet parę tysięcy lat) nazwę.

Spoglądając na nocne niebo dostrzegamy bez trudu gwiazdy jaśniejsze i słabsze. Co więcej, bardzo łatwo jest zauważyć, że ich wzajemne położenia nie zmieniają się nawet w długich odstępach czasu. Nic więc dziwnego, że dla określenia położenia wybranego obiektu na niebie od najdawniejszych czasów starano się odwołać do tego „naturalnego układu współrzędnych”. Najjaśniejsze

gwiazdy podświadomie niemal łączymy w znajome wzory – trójkąty, czworokąty, łuki. Tak najprawdopodobniej pierwotnie wydzielano na niebie tzw. konstelacje czyli gwiazdozbiory.

Trudno jest podać dokładnie kiedy to się zaczęło. Wiele tradycyjnych nazw gwiazdozbiorów pochodzi z czasów starożytnych. Żyjący w pierwszej połowie drugiego wieku naszej ery Klaudiusz Ptolemeusz w swoim *Almageście* umieścił 1028 gwiazd pogrupowanych w 48 gwiazdozbiorów (12 zodiakalnych, 21 na półkuli północnej i 15 południowej), ale z całą pewnością korzystał ze źródeł dawniejszych. Z *Almagestu* korzystał z pewnością w XVII wieku Jan Heveliusz – dodając nota bene kilka nowych gwiazdozbiorów, w tym Tarczę Sobieskiego dla upamiętnienia wiktorii wiedeńskiej (dziś

obowiązująca nazwa to tylko Tarcza). Niektóre grupy gwiazd nazwane zostały w dobie fascynacji nowymi wynalazkami w wieku XVIII – stąd gwiazdozbiory Teleskop, Mikroskop czy Piec.

O ile dawniej gwiazdozbiorem nazywano najjaśniejsze gwiazdy w wybranym obszarze nieba układające się w określony, niepowtarzalny wzór, o tyle dziś jest to wybrany fragment nieba o ściśle określonych granicach. Te ostatnie znacznie się różniły w różnych źródłach – na początku XIX wieku pojawiły się poważne kłopoty, bo w rozmaitych katalogach te same obiekty umieszczano w innych gwiazdozbiorach. Pierwsze prace nad ujednoczeniem tego podjęło się Królewskie Towarzystwo Astronomiczne w połowie XIX wieku. Był to jednak sam początek reform. Ostatecznie prace nad tym przejęła Międzynarodowa Unia Astronomiczna i w pierwszej wersji jednoznaczny podział nieba na gwiazdozbiory pojawił się dopiero w 1925 r. Po kolejnych poprawkach w 1930 r. Międzynarodowa Unia Astronomiczna zatwierdziła obowiązujące do dziś granice i od tej pory można żartobliwie mówić o wprowadzeniu ujednoczonych „ludzkich porządków” na niebie.

Na obu półkulach wyróżniamy 88 gwiazdozbiorów, chociaż oddzielnych fragmentów jest więcej (gwiazdozbiór Węża składa się z dwu osobnych części – Głowy Węża i Ogonu Węża; między nimi znajduje się Wężownik). Na ogół jednak nie mamy okazji zobaczenia kompletu konstelacji. Jedyne

obserwator na równiku ma szansę w ciągu doby obejrzeć wszystkie gwiazdy – dla innych część gwiazd na stałe skrywa się pod horyzontem. Dzięki temu jednak część gwiazd nigdy nie zachodzi – mówimy wtedy o gwiazdach niezachodzących, okołobiegunowych (dla mieszkańców Warszawy znajdującej się na szerokości geograficznej około 51 stopni i 13 minut – są to wszystkie gwiazdy o deklinacji większej niż 37 stopni i 47 minut; obejmuje to gwiazdozbiory Wielkiej i Małej Niedźwiedzicy, Smoka, Cefeusza, Kasjopei i Żyrafy). Poszczególne gwiazdozbiory nie mają ani równych powierzchni ani porównywalnie jasnych gwiazd. Największy obszar na niebie zajmuje Hydra – jest to zarazem (jak na Hydrę przysłało) gwiazdozbiór najdłuższy. Najmniejszy gwiazdozbiór na naszej półkuli to Żrebię, a najmniejszy na całym niebie to Krzyż Południa. Jest on tak wyraźny (cztery gwiazdy tworzące figurę krzyża mają jasności od 0.8 do 3.08 magnitudo), że dla mieszkańców półkuli południowej spełnia podobną rolę w orientacji jak Wielki Wóz na półkuli północnej. W okolicach Drogi Mlecznej widać wiele gwiazd dających jasną poświatę na niebie – jest to jednak jedyny chyba ślad rzeczywistego rozkładu gwiazd w przestrzeni na wygląd sfery niebieskiej. Trzeba bowiem pamiętać, że gwiazdozbiór jest na ogół zbiorem gwiazd tylko przypadkowo leżących blisko siebie na sferze niebieskiej – ich rzeczywiste odległości mogą być bardzo różne.

MSK

## KALENDARZYK ASTRONOMICZNY

Sierpień 1997

### Słońce

W sierpniu deklinacja Słońca nadal maleje, w związku z czym dni są coraz krótsze.

W Warszawie 1 sierpnia Słońce wschodzi o 2<sup>h</sup>57<sup>m</sup>, zachodzi o 18<sup>h</sup>27<sup>m</sup>, a 31 sierpnia

wschodzi o 3<sup>h</sup>45<sup>m</sup>, zachodzi o 17<sup>h</sup>26<sup>m</sup>. W sierpniu Słońce wstępuje w znak Panny.

### Księżyc

Bezksiężycowe noce będziemy mieli na początku i pod koniec sierpnia, bowiem ko-

lejność faz Księżyca jest w tym miesiącu następująca: nów  $3^d08^h14^m$ , pierwsza kwadra  $11^d12^h38^m$ , pełnia  $18^d10^h56^m$ , ostatnia kwadra  $25^d02^h24^m$ . W apogeum Księżyca znajdzie się  $6^d13^h35^m$ , w perygeum  $19^d05^h05^m$ .

### Planety i planetoidy

W pierwszej połowie miesiąca, wieczorem, dobre warunki obserwacji Merkurego, którego możemy znaleźć nisko nad zachodnim horyzontem jako gwiazdę  $0.4^m$ . Wenus nadal oddala się na niebie od Słońca, osiągając pod koniec miesiąca elongację wschodnią  $38^\circ$ , jaśniejąc wieczorem jako gwiazda  $-3.9^m$ . Wieczorem w gwiazdozbiornie Panny widoczny jest Mars jako gwiazda około  $0.9^m$ . Jasność planety oraz średnica jej tarczy nadal szybko maleje. Przez całą noc można obserwować Jowisza w gwiazdozbiornie Koziorożca jako gwiazdę  $-2.8^m$ . W sierpniu w związku z opozycją tarczy Jowisza osiąga wartość maksymalną  $48.6''$ , co ułatwi obserwację szczegółów na jej powierzchni. Prawie całą noc można obserwować Saturna w gwiazdozbiornie Ryb jako gwiazdę  $0.5^m$ . Całą noc można także obserwować Urana jako gwiazdę  $5.7^m$  oraz Neptuna jako gwiazdę  $7.8^m$ . Obydwie planety znajdują się w gwiazdozbiornie Koziorożca. Współrzędne równikowe na dzień 15 sierpnia – Uran:  $20^h34.4^m, -19^\circ23'$ , Neptun:  $19^h59.7^m, -20^\circ10'$ . Przez teleskopy o średnicy obiektywu co najmniej 15 cm w pierwszej połowie nocy można próbować odszukać Plutona jako obiekt  $13.8^m$  w gwiazdozbiornie Wężownika.

W sierpniu możemy obserwować w opozycji kilka planetoid:

(1) Ceres, (jasność  $7.7^m$ ). 9 VIII:  $23^h14.7^m, -20^\circ58'$ ; 19 VIII:  $23^h08.2^m, -22^\circ08'$ ; 29 VIII:  $23^h00.3^m, -23^\circ12'$ .

(2) Pallas, (jasność  $9.7^m$ ). 9 VIII:  $19^h09.4^m, 17^\circ13'$ ; 19 VIII:  $19^h04.4^m, 15^\circ25'$ ;

Dane dla obserwatorów Słońca  
(na  $0^h$  czasu uniwersalnego)

Data 1997	$P$ [°]	$B_0$ [°]	$L_0$ [°]
VIII 1	10.82	5.79	141.77
3	11.61	5.93	115.32
5	12.38	6.07	88.87
7	13.14	6.20	62.43
9	13.88	6.32	35.98
11	14.61	6.44	9.54
13	15.32	6.54	343.10
15	16.01	6.65	316.66
17	16.68	6.74	290.22
19	17.33	6.82	263.79
21	17.96	6.90	237.36
23	18.57	6.97	210.93
25	19.17	7.04	184.50
27	19.74	7.09	158.08
29	20.29	7.14	131.65
31	20.82	7.18	105.23

$P$  – kąt odchylenia osi obrotu Słońca mierzony od północnego wierzchołka tarczy;  $B_0, L_0$  – heliograficzna szerokość i długość środka tarczy;  $11^d17^h20^m$  – heliograficzna długość środka tarczy wynosi  $0^\circ$ .

29 VIII:  $19^h01.3^m, 13^\circ27'$ .

(4) Westa, (jasność  $7.1^m$ ). 9 VIII:  $2^h05.5^m, 3^\circ18'$ ; 19 VIII:  $2^h10.3^m, 3^\circ07'$ ; 29 VIII:  $2^h12.7^m, 2^\circ41'$ .

(8) Flora, (jasność  $8.7^m$ ). 9 VIII:  $00^h47.4^m, -3^\circ33'$ ; 19 VIII:  $00^h51.0^m, -4^\circ14'$ ; 29 VIII:  $00^h51.3^m, -5^\circ15'$ .

(19) Fortuna, (jasność  $9.6^m$ ). 9 VIII:  $22^h22.7^m, -7^\circ24'$ ; 19 VIII:  $22^h14.6^m, -8^\circ11'$ ; 29 VIII:  $22^h05.7^m, -9^\circ04'$ .

(40) Harmonia, (jasność  $9.7^m$ ). 9 VIII:  $00^h02.7^m, -6^\circ45'$ ; 19 VIII:  $23^h59.7^m, -7^\circ37'$ ; 29 VIII:  $23^h53.9^m, -8^\circ43'$ .

**Meteory**

Od 25 lipca do 18 sierpnia promieniują słynne *Perseidy*, rój związany z kometą Swift-Tuttle, o najbardziej regularnej corocznej aktywności. Radiant meteorów leży w gwiazdozbiornie Perseusza i ma współrzędne: rekt.  $3^{\text{h}}4^{\text{m}}$ , dekl.  $+58^{\circ}$ . Maksimum aktywności roju przypada około 13 sierpnia, ale w tym roku warunki obserwacji są niedobre – Księżyc po pierwszej kwadrze przeszkadza swym blaskiem.



- $3^{\text{d}}00^{\text{h}}33^{\text{m}}$  Cień II księżycy Jowisza (Europy) pojawia się na tarczy planety.
- $3^{\text{d}}00^{\text{h}}53^{\text{m}}$  Początek przejścia II księżycy Jowisza (Europy) na tle tarczy planety.
- $4^{\text{d}}00^{\text{h}}$  Merkury w maksymalnej elongacji wschodniej ( $27^{\circ}19'$ ).
- $4^{\text{d}}00^{\text{h}}37^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) pojawia się na tarczy planety.
- $4^{\text{d}}00^{\text{h}}46^{\text{m}}$  Początek przejścia I księżycy Jowisza (Io) na tle tarczy planety.
- $4^{\text{d}}02^{\text{h}}56^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) opuszcza tarczę planety.
- $4^{\text{d}}03^{\text{h}}05^{\text{m}}$  I księżyc Jowisza (Io) schodzi z tarczy planety.
- $4^{\text{d}}21^{\text{h}}55^{\text{m}}$  Początek zaćmienia I księżycy (Io) przez cień Jowisza.
- $4^{\text{d}}22^{\text{h}}09^{\text{m}}$  II księżyc Jowisza (Europa) wylania się zza tarczy planety.
- $5^{\text{d}}00^{\text{h}}19^{\text{m}}$  I księżyc Jowisza (Io) wylania się zza tarczy planety.
- $5^{\text{d}}19^{\text{h}}$  Złączenie Merkurego z Księżycem w odł.  $1^{\circ}$ .
- $5^{\text{d}}19^{\text{h}}06^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) pojawia się na tarczy planety.
- $5^{\text{d}}19^{\text{h}}12^{\text{m}}$  Początek przejścia I księżycy Jowisza (Io) na tle tarczy planety.
- $5^{\text{d}}21^{\text{h}}25^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) opuszcza tarczę planety.
- $5^{\text{d}}21^{\text{h}}31^{\text{m}}$  I księżyc Jowisza (Io) schodzi z tarczy planety.
- $6^{\text{d}}09^{\text{h}}$  Złączenie Wenus z Księżycem w odł.  $2^{\circ}$ .
- $6^{\text{d}}$  Księżyc Saturna Tytan w maksymalnej elongacji wschodniej.
- $9^{\text{d}}15^{\text{h}}$  Złączenie Marsa z Księżycem w odł.  $4^{\circ}$ .
- $9^{\text{d}}19^{\text{h}}$  Jowisz w opozycji ze Słońcem.
- $9^{\text{d}}22^{\text{h}}41^{\text{m}}$  Początek przejścia III księżycy Jowisza (Ganimedesa) na tle tarczy planety.
- $9^{\text{d}}22^{\text{h}}43^{\text{m}}$  Cień III księżycy Jowisza (Ganimedesa) pojawia się na tarczy planety.
- $10^{\text{d}}02^{\text{h}}19^{\text{m}}$  III księżyc Jowisza (Ganimedes) schodzi z tarczy planety.
- $10^{\text{d}}02^{\text{h}}22^{\text{m}}$  Cień III księżycy Jowisza (Ganimedesa) opuszcza tarczę planety.
- $10^{\text{d}}22^{\text{h}}44^{\text{m}}$  Początek zakrycia IV księżycy Jowisza (Callisto) przez tarczę planety.
- $11^{\text{d}}02^{\text{h}}30^{\text{m}}$  Początek przejścia I księżycy Jowisza (Io) na tle tarczy planety.
- $11^{\text{d}}02^{\text{h}}32^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) pojawia się na tarczy planety.
- $11^{\text{d}}21^{\text{h}}29^{\text{m}}$  Początek zakrycia II księżycy Jowisza (Europy) przez tarczę planety.
- $11^{\text{d}}23^{\text{h}}45^{\text{m}}$  Początek zakrycia I księżycy Jowisza (Io) przez tarczę planety.
- $12^{\text{d}}00^{\text{h}}32^{\text{m}}$  Koniec zaćmienia II księżycy (Europy) przez cień Jowisza.
- $12^{\text{d}}02^{\text{h}}07^{\text{m}}$  Koniec zaćmienia I księżycy (Io) przez cień Jowisza.
- $12^{\text{d}}20^{\text{h}}56^{\text{m}}$  Początek przejścia I księżycy Jowisza (Io) na tle tarczy planety.
- $12^{\text{d}}21^{\text{h}}01^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) pojawia się na tarczy planety.
- $12^{\text{d}}23^{\text{h}}15^{\text{m}}$  I księżyc Jowisza (Io) schodzi z tarczy planety.
- $12^{\text{d}}23^{\text{h}}20^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) opuszcza tarczę planety.
- $13^{\text{d}}19^{\text{h}}04^{\text{m}}$  II księżyc Jowisza (Europa) schodzi z tarczy planety.
- $13^{\text{d}}19^{\text{h}}17^{\text{m}}$  Cień II księżycy Jowisza (Europy) opuszcza tarczę planety.
- $13^{\text{d}}20^{\text{h}}35^{\text{m}}$  Koniec zaćmienia I księżycy (Io) przez cień Jowisza.
- $14^{\text{d}}$  Księżyc Saturna Tytan w maksymalnej elongacji zachodniej.
- $16^{\text{d}}16^{\text{h}}$  Złączenie Neptuna z Księżycem w odł.  $4^{\circ}$ .
- $17^{\text{d}}01^{\text{h}}57^{\text{m}}$  Początek przejścia III księżycy Jowisza (Ganimedesa) na tle tarczy planety.
- $17^{\text{d}}05^{\text{h}}$  Złączenie Urana z Księżycem w odł.  $4^{\circ}$ .
- $17^{\text{d}}22^{\text{h}}$  Złączenie Jowisza z Księżycem w odł.  $4^{\circ}$ .
- $18^{\text{d}}23^{\text{h}}45^{\text{m}}$  Początek zakrycia II księżycy Jowisza (Europy) przez tarczę planety.
- $19^{\text{d}}01^{\text{h}}29^{\text{m}}$  Początek zakrycia I księżycy Jowisza (Io) przez tarczę planety.
- $19^{\text{d}}22^{\text{h}}40^{\text{m}}$  Początek przejścia I księżycy Jowisza (Io) na tle tarczy planety.
- $19^{\text{d}}22^{\text{h}}56^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) pojawia się na tarczy planety.
- $20^{\text{d}}00^{\text{h}}59^{\text{m}}$  I księżyc Jowisza (Io) schodzi z tarczy planety.
- $20^{\text{d}}01^{\text{h}}15^{\text{m}}$  Cień I księżycy Jowisza (Io) opuszcza tarczę planety.
- $20^{\text{d}}18^{\text{h}}26^{\text{m}}$  Początek przejścia II księżycy Jowisza (Europy) na tle tarczy planety.
- $20^{\text{d}}19^{\text{h}}00^{\text{m}}$  Cień II księżycy Jowisza (Europy) pojawia się na tarczy planety.

- 20<sup>d</sup>19<sup>h</sup>55<sup>m</sup> Początek zakrycia I księżycy Jowisza (Io) przez tarczę planety.
- 20<sup>d</sup>20<sup>h</sup>13<sup>m</sup> Koniec zaćmienia III księżycy (Ganimesesa) przez cień Jowisza.
- 20<sup>d</sup>21<sup>h</sup>18<sup>m</sup> II księżyc Jowisza (Europa) schodzi z tarczy planety.
- 20<sup>d</sup>21<sup>h</sup>52<sup>m</sup> Cień II księżycy Jowisza (Europy) opuszcza tarczę planety.
- 20<sup>d</sup>22<sup>h</sup>30<sup>m</sup> Koniec zaćmienia I księżycy (Io) przez cień Jowisza.
- 21<sup>d</sup>19<sup>h</sup>25<sup>m</sup> I księżyc Jowisza (Io) schodzi z tarczy planety.
- 21<sup>d</sup>19<sup>h</sup>44<sup>m</sup> Cień I księżycy Jowisza (Io) opuszcza tarczę planety.
- 22<sup>d</sup>02<sup>h</sup> Zakrycie Saturna przez Księżyc.
- 22<sup>d</sup> Księżyc Saturna Tytan w maksymalnej elongacji wschodniej.
- 23<sup>d</sup>02<sup>h</sup>18<sup>m</sup> Słońce wstępuje w znak Panny, jego długość ekliptyczna wynosi wtedy 150°.
- 27<sup>d</sup>00<sup>h</sup>25<sup>m</sup> Początek przejścia I księżycy Jowisza (Io) na tle tarczy planety.
- 27<sup>d</sup>00<sup>h</sup>51<sup>m</sup> Cień I księżycy Jowisza (Io) pojawia się na tarczy planety.
- 27<sup>d</sup>18<sup>h</sup>44<sup>m</sup> Początek zakrycia III księżycy Jowisza (Ganimesesa) przez tarczę planety.
- 27<sup>d</sup>20<sup>h</sup>40<sup>m</sup> Początek przejścia II księżycy Jowisza (Europy) na tle tarczy planety.
- 27<sup>d</sup>21<sup>h</sup>35<sup>m</sup> Cień II księżycy Jowisza (Europy) pojawia się na tarczy planety.
- 27<sup>d</sup>21<sup>h</sup>39<sup>m</sup> Początek zakrycia I księżycy Jowisza (Io) przez tarczę planety.
- 27<sup>d</sup>22<sup>h</sup>01<sup>m</sup> Koniec zaćmienia IV księżycy (Callisto) przez cień Jowisza.
- 27<sup>d</sup>23<sup>h</sup>32<sup>m</sup> II księżyc Jowisza (Europa) schodzi z tarczy planety.
- 28<sup>d</sup>00<sup>h</sup>14<sup>m</sup> Koniec zaćmienia III księżycy (Ganimesesa) przez cień Jowisza.
- 28<sup>d</sup>00<sup>h</sup>24<sup>m</sup> Koniec zaćmienia I księżycy (Io) przez cień Jowisza.
- 28<sup>d</sup>00<sup>h</sup>27<sup>m</sup> Cień II księżycy Jowisza (Europy) opuszcza tarczę planety.
- 28<sup>d</sup>18<sup>h</sup>51<sup>m</sup> Początek przejścia I księżycy Jowisza (Io) na tle tarczy planety.
- 28<sup>d</sup>19<sup>h</sup>20<sup>m</sup> Cień I księżycy Jowisza (Io) pojawia się na tarczy planety.
- 28<sup>d</sup>21<sup>h</sup>10<sup>m</sup> I księżyc Jowisza (Io) schodzi z tarczy planety.
- 28<sup>d</sup>21<sup>h</sup>39<sup>m</sup> Cień I księżycy Jowisza (Io) opuszcza tarczę planety.
- 29<sup>d</sup>18<sup>h</sup>53<sup>m</sup> Koniec zaćmienia I księżycy (Io) przez cień Jowisza.
- 29<sup>d</sup>19<sup>h</sup>07<sup>m</sup> Koniec zaćmienia II księżycy (Europy) przez cień Jowisza.
- 2<sup>d</sup>19<sup>h</sup>25<sup>m</sup> Początek przejścia III księżycy Jowisza (Ganimesesa) na tle tarczy planety.
- 2<sup>d</sup>19<sup>h</sup>26<sup>m</sup> IV księżyc Jowisza (Callisto) schodzi z tarczy planety.
- 2<sup>d</sup>22<sup>h</sup>22<sup>m</sup> Cień III księżycy Jowisza (Ganimesesa) opuszcza tarczę planety.
- 2<sup>d</sup>23<sup>h</sup>03<sup>m</sup> III księżyc Jowisza (Ganimeses) schodzi z tarczy planety.
- 30<sup>d</sup> Księżyc Saturna Tytan w maksymalnej elongacji zachodniej.
- 31<sup>d</sup>14<sup>h</sup> Merkury w dolnym złączeniu ze Słońcem.

Uwaga: Momenty wszystkich zjawisk podane są w czasie uniwersalnym UT (Greenwich). Aby otrzymać datę w obowiązującym w sierpniu w Polsce „czasie letnim” należy dodać 2 godziny.

*Opracował T. Ścieżor*

## CONTENTS

K. Murawski	
Physical phenomena in the Solar atmosphere (I)	130
H. Chrupała	
40 years of the astronomical contest for schoolchildren	141
Corner of an Astronomical Olympian	144
Chronicle	
Poland and the space telescope	147
Observations	149
Astronomy Primer	155
Astronomical Calendar	156

## СОДЕРЖАНИЕ

К. Муравский	
Физические явления в атмосфере Солнца (I)	130
Х. Чrupała	
Сорок лет астрономической олимпиады	141
Уголок астрономического олимпийца	144
Хроника	
Космический телескоп и польские дела	147
Наблюдения	149
Букварь Урании	155
Астрономический календарь	156

## POLSKIE TOWARZYSTWO MIŁOŚNIKÓW ASTRONOMII

założone zostało w roku 1919 i od tego czasu skupia w swych szeregach wielu miłośników astronomii. Członkowie działając obecnie w osiemnastu oddziałach terenowych i sześciu sekcjach specjalistycznych oddają się wspaniałemu hobby jakim jest rozstrzyganie zagadki Wszechświata poprzez własne obserwacje i inne formy działania. W miarę możliwości Towarzystwo usiłuje dopomóc swym członkom w nabyciu niezbędnych pomocy astronomicznych. Dla zainteresowanych podajemy adres:

**ZARZĄD GŁÓWNY – ul. Św. Tomasza 30/8, 31-027 Kraków, tel. 22-38-92.**

### ODDZIAŁY I SEKCJE

- (1) Białostocki – Kolonia Księżyno 4, 15-601 Białystok,
- (2) Częstochowski – Instytut Fizyki WSP, p. 185, Al. Armii Krajowej, 42-200 Częstochowa,
- (3) Gliwicki – Al. Korfańskiego 23/1, 44-100 Gliwice,
- (4) Grudziądzki – Planetarium, ul. Hofmana 5, 86-300 Grudziądz,
- (5) Jeleniogórski – Plac Piastowski 18, 58-560 Jelenia Góra,
- (6) Krakowski – ZG PTMA, ul. Św. Tomasza 30/8, 31-027 Kraków (jest to także adres Sekcji Obserwacji Gwiazd Zaćmieniowych oraz adres Sekcji Gwiazd Zmiennych i Sekcji Obserwatorów Komet), tel. (0-12) 22-38-92
- (7) Krośnieński – Czajkowskiego 92, 38-400 Krosno,
- (8) Lubelski – Instytut Fizyki, Plac M. Curie-Skłodowskiej p. 254, 20-031 Lublin,
- (9) Łódzki – Planetarium, ul. Pomorska 16, 91-416 Łódź, tel. 33-13-63 (jest to również adres Sekcji Obserwacji Pozycji i Zakryć),
- (10) Nowosądecki – ul. Śniadeckich 6/10, 33-300 Nowy Sącz,
- (11) Poznański – ul. Dmowskiego 37, 61-772 Poznań, Dom Kultury „KRAĞ”
- (12) Puławski – ul. Filtrowa 50, 24-100 Puławy, tel. (0-81) 86-49-68
- (13) Szczeciński – D.K. „Hetman” ul. 9-go Maja 17, 70-136 Szczecin,
- (14) Śląski – Planetarium Śląskie, skr. poczt. 10, 41-500 Chorzów, tel. (0-32) 58-51-49
- (15) Toruński – ul. Kopernika 42, 87-100 Toruń (jest to również adres Sekcji Obserwatorów Słońca), tel. 228-46
- (16) Warmiński – Obserwatorium, ul. Żołnierska 13, 10-558 Olsztyn, przy oddziale działa Komisja Współpracy Planetariów Polskich, ul. M.P. J. Piłsudskiego 30, 10-450 Olsztyn, przy oddziale pracuje Sekcja Meteorów i Meteoroidów, skr. poczt. 6, 14-530 Frombork,
- (17) Warszawski – CAMK, ul. Bartycka 18, 00-716 Warszawa (jest to również adres Sekcji Instrumentalnej),
- (18) Zielonogórski – Zielonogórskie Centrum Astronomii WSP Wieża Braniborska, ul. Lubuska 2, 65-265 Zielona Góra, tel. (0-68) 20-28-63.

### OBJAŚNIENIA ZDJĘĆ NA OKŁADCE:

**Pierwsza strona okładki:** Obraz Mgławicy Oriona wykonany przez C.R. O'Della ze zdjęć uzyskanych za pomocą Teleskopu Kosmicznego Hubble'a (patrz **Kronika**).

**Druga strona okładki:** u góry – laureaci XL Olimpiady Astronomicznej w hallu chorzowskiego obserwatorium astronomicznego; stoją od lewej: z tyłu – Jarosław Stephan, Artur Wirowski, Radosław Smolec, bliżej – Paweł Pietrukowicz i Paweł Zimnowodzki; u dołu – uczestnicy finału i organizatorzy XL Olimpiady Astronomicznej na schodach Planetarium Śląskiego (fot. Gabriela Sowa).

**Trzecia strona okładki:** Zdjęcie komety Hale'a-Boppa wykonane 11 marca 1997 r. przez Tymona Kretschmera w Młodzieżowym Obserwatorium Astronomicznym w Niepołomicach za pomocą aparatu Zenit 122 z teleobiektywem Practicar 5.6/500 na filmie Fujicolor Super G Plus 400 ASA podczas 3 min. ekspozycji.

**Czwarta strona okładki:** Zdjęcie komety Hale'a-Boppa wykonane 30 marca 1997 r. przez Henryka Sielewicza z Wilna za pomocą kamery z obiektywem Zenitar-M 1.7/50 na filmie Fujicolor 1600 Super HG podczas 30 sek. ekspozycji.

URANIA – Miesięcznik Polskiego Towarzystwa Miłośników Astronomii. Redaguje kolegium: Krzysztof Ziolkowski – redaktor naczelny, Magdalena Sroczyńska-Kozuchowska – sekretarz redakcji. Adres redakcji: ul. Bartycka 18, 00-716 Warszawa. Adres wydawcy: Zarząd Główny PTMA, ul. św. Tomasza 30/8, 31-027 Kraków, tel. 22 38 92. Nr konta PTMA PKB Lublin o/Kraków 17701363-1603-111-KOBI-01. Koszt wytworzenia tego zeszytu 4,80 zł. *Urania* rozprowadza się w ramach składki członkowskiej; w 1997 roku 50 zł. Cena poza PTMA 4,80 zł. Nr indeksu 380016.



