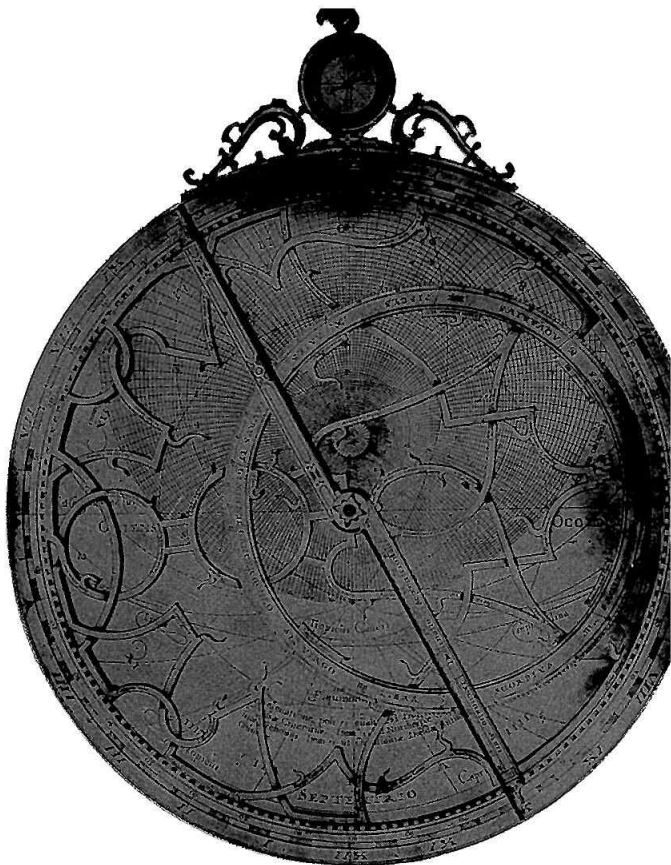


vězdářská  
ročenka  
1979



Academia • Praha

SVAZEK 2

Přehled pokroků  
v astronomii



Hvězdářská  
ročenka  
1979



ČESKOSLOVENSKÁ AKADEMIE VĚD

**Hvězdářská  
ročenka  
1979**

ČESKOSLOVENSKÁ AKADEMIE VĚD

Vědecký redaktor

**prof. RNDr. Vladimír Vanýsek, DrSc.**

Recenzent

**RNDr. Jan Svatoš, CSc.**

# Hvězdářská ročenka 1979

---

**Sestavili**  
**Vladimír Guth,**  
**Bedřich Onderlička,**  
**Pavel Příhoda,**  
**Jaroslav Ruprecht**  
**a spolupracovníci**

Ročník 55 / svazek 2  
Přehled pokroků v astronomii

ACADEMIA  
nakladatelství Československé akademie věd  
PRAHA 1979



# D. PŘEHLED POKROKŮ V ASTRONOMII

## I. ASTROMETRIE

V souvislosti s valným shromážděním IAU v Grenoblu a četnými dalšími, téměř současně probíhajícími konferencemi, objevují se ještě mnohé práce. V oblasti fundamentální astrometrie jsou to návrhy na vytvoření referenčních souřadnicových systémů, v nichž by mohly být dokonale popsány polohy a jejich změny blízkých i vzdálených nebeských těles. Jak jsme na tomto místě již dříve postupně uváděli, byly mnohé z těchto podnětů přijaty do referenčního systému budoucího fundamentálního katalogu FK5. Ještě v současné době jsou přibírány nové původní katalogy, které vznikly z nedávných pozorování. Je příznačné pro fundamentální astrometrii, že 2/3 všech katalogů, které tvoří podklady FK5, jsou ze SSSR. Zde také probíhají stále pozorování malých planet i galaxií podle plánu Katalogu slabých hvězd (KSZ). V Pulkovu byl vypracován předběžný systém referenčního katalogu hvězd jižní polokoule (SRS).

Z družicových pozorování odvodil BURŠA polohu severního pólu zemského elipsoidu setrvačnosti ve vzdálenosti  $1,5''$  od referenčního pólu v poledníku  $99,5^\circ$  W. SEKIGUCHI analyzoval změny polohy pólu v polárních souřadnicích ve vztahu ke změnám rychlosti narůstání polárního úhlu od osy  $X$  v epoše 1900,0. Tyto změny se vyskytují s frekvencí 0,845/1 rok a 0,82/rok, což odpovídá periodám 432 a 445 dní, vyjma let 1921 až 1942. Blízké špičky spektra vysvětluje autor změnami Chandlerovy periody i amplitudy. SMYLIE se zabýval řešením rovnic popisujících pohyb Země s přihlédnutím k vibracím tvrdého vnitřního jádra a možným oscilacím v důsledku vnitřních gravitačních změn. SASAO a druzí studovali disipaci energie vznikající na rozhraní pláště a jádra Země a její důsledek pro nutaci. Změny by se měly projevit s periodami jeden rok a 18,6 r. V obou posledně uvedených teoretických pracích se jedná o hodnoty velmi malé. Většími a dobře známými sezónními změnami rotace Země se zabýval SIDORENKOV, jehož práce posunula naše znalosti opět dále kupředu. Moment hybnosti atmosféry rozdělujeme na složku unášenou společně se Zemí a relativní složku, pohybující se vůči povrchu zemskému. Poslední rozkládá opět na dvě části: Konstantní část má svůj původ, řečeno termodynamicky, v tepelném stroji prvního druhu a působí otáčení atmosféry jako celku vůči povrchu Země od západu k východu v průměru jednou za 80 dní. Druhá, proměnná, vzniká tepelným strojem na rozhraní obou polokoulí a je hlavním zdrojem sezónních změn rotace Země v důsledku zachování celkového momentu hybnosti systému Země-atmosféra. Stálé otáčení

atmosféry v témže směru jako rotace Země nemá ovšem za následek její zrychlování. Autor se ve své práci opírá o mnohá meteorologická data hustě rozložená v zónách, meridiánových řezech i izobarických úrovních. Měsíční průměry změn rychlosti rotace Země jsou v těsném vztahu k odpovídajícím hodnotám příslušných momentů impulsu proměnlivých relativních složek. VONDRÁK modifikoval svoji metodu numerického hlazení hodnot a rozšířil její použití do oblasti frekvenčního filtru. Při její aplikaci na srovnání rotačního času s časem atomovým v údobí posledních 21 let našel sekulární prodlužování délky dne o 12,8 ms za století a další periodické změny o 11 různých periodách v rozmezí od 0,5 až 12 let.

O novém programu EROLD, určování zemské rotace z měření vzdálenosti Země—Měsíc laserovou lokací, jsme se zmínili již v minulém roce. Pravidelná měření se však konají na McDonaldově observatoři již od roku 1969 a jejich počet se dnes blíží ke dvěma tisícům. Současná přesnost proti původní vzrostla již asi na 10 cm. Lokační měření dávají informaci o rotaci Země i Měsíce kolem osy, ale též o parametrech měsíční dráhy. Měření na jedné stanici umožňují určit pouze UTO, nikoli UT1. Z výsledků 194 měření v prvních 5 letech byl UTO získán s chybou  $\pm 0,5$  ms. Rozdíl mezi výsledky McDonaldovy observatoře a BIH dosahují v průměru  $\pm 1,5$  ms. Vzhledem k důležitosti nového programu hodlá BIH při něm spolupracovat. Centrální zpracování dovolí stanovit pravděpodobnější numerické výsledky a zabezpečí jejich homogenitu. Hodnoty UT1 z více stanic i souřadnice pólu získané laserovou lokací by měly být po obdržení dat k dispozici průběhem roku a po kombinaci s ostatními metodami budou zveřejňovány s minimálním zpožděním. Později budou publikovány v cirkuláři „D“ BIH. Stojí za zmínku, že na McDonaldově observatoři jsou též stále měřeny fotoelektricky zakryty hvězdy Měsícem na poměrně velkých dalekohledech. V některých případech byly též určovány průměry hvězd. Povšimněme si ještě současné situace v dopplerovských a laserových měřeních umělých družic Země podle ANDERLEHO. Pro družici na polární dráze ve vzdálenosti asi 1000 km je její vzdálenost při jednom přeletu registrována s přesností 20—11 cm, avšak spolu s chybami elementů dráhy, frekvence vysílače a atmosférické refrakce vzrůstá chyba na 1 až 2 m. Laserová lokace má nejistotu 5—2 cm, perspektivně 1 cm, avšak závisí rovněž značně od meteorologických podmínek jako v předešlém případě i od chyb elementů dráhy. Při jednom přeletu jsou vzdálenosti mezi čtyřmi stanicemi sítě určeny s přesností  $\pm 70$  cm. Při 200 pozorováních klesne tato chyba na  $\pm 5$  cm pro vzdálenosti 800 až 2700 km mezi stanicemi. Dopplerovská měření v systému 40 stanic umožnila stanovit jeho počátek s přesností  $\pm 10$  cm, polohu osy elipsoidu setrvačnosti na  $\pm 40$  m. V průběhu 10 let se souřadnice stanic změnily přibližně o 1,5 m. Poloha

pólu ze dvoudenního pozorování jedné družice na všech stanicích má nejistotu  $\pm 7$  cm v obou souřadnicích, avšak chyba 5 denního průměru stoupne na  $\pm 66$  cm. Nevýhodou dopplerovské metody je drahé vybavení družice i její poměrně malá životnost, která dosahuje asi 5 let. Proto se připravuje nový systém NAVSTAR.

Z pokroků ve stavbě astrometrických přístrojů uvedeme dvě zprávy. SOLTEN a SCHLÜTER potvrzují dobrou kvalitu cirkumzenitálu VÚGTK, kterým se pozoruje na bavorské družicové stanici Wettzell. Vnitřní střední chyby výsledku jedné řady jsou  $\pm 0,12''$  a  $\pm 0,11''$  v čase a šířce, vnější přesnost se uvádí  $\pm 0,14''$  a  $\pm 0,17''$  v témže pořadí. SHAO a STAELIN sestrojili velký optický interferometr na Michelsonově principu. Paprsek od hvězdy přichází na 2 paralelní siderostaty vzdálené od sebe 10 m. Štěpí se a obě části jsou zesíleny fotonásobičem. Interference a fáze se měří modulačním zařízením. Směr základny je určen s přesností  $0,0001''$ . Interferometr je během pozorování připojen k počítači a má kromě obvyklého využití sloužit též k výzkumu gravitačního zakřivení světelného paprsku od hvězdy v okolí planety.

## 2. NEBESKÁ MECHANIKA

*Obecné problémy.* Nejjednodušší „plnoprávnou“ úlohou nebeské mechaniky je problém dvou těles (hmotných bodů). Tato úloha byla řešena už Newtonem a jeho následovníky a je až podivuhodné, že ještě dnes lze z této problematiky čerpat nové poznatky. Jednou z cest vývoje v této oblasti je větší či menší zkomplikování známé úlohy. Tak např. DĚMČENKO a OMAROV se zabývali problémem dvou hmotných bodů s proměnnou hmotností v prostředí, které klade odpor. Nalezli řešení jednoho speciálního případu této úlohy, pro nějž se naskýtá možnost použití poruchové teorie. Jinou možností zobecnění základní úlohy je studium problémů pevných center. Problém dvou těles můžeme velmi jednoduše převést na rovnocennou úlohu, ve které testovací částice (planeta) obíhá kolem nepohyblivého bodu. V tomto smyslu mluvíáme o problému jednoho pevného centra. Problém dvou pevných center řešili už někteří klasikové nebeské mechaniky (Euler, Lagrange ap.). Renesance této problematiky nastala v posledním desetiletí, zejména v SSSR. Už v minulých ročenkách jsme se zmínili o problému čtyř pevných center, pro nějž KOZLOV našel další aplikace (pohyb umělých družic, Saturnovy prstence ap.). ARAZOV a HABIBOV publikovali práci o aplikaci problému tří pevných center. Ukázali, že pohyb umělé družice Země může být touto řešitelnou úlohou popsán s takovou přesností, jako kdybychom v potenciálu skutečné Země ponechali pět prvních členů rozvoje. V jiné práci řešil ARAZOV další základní úlohu z této kategorie,

a sice problém  $N$  pevných center, o nichž předpokládal, že leží na přímce, přičemž testovací částice se pohybuje v rovině.

Další zjednodušenou úlohou je omezený problém tří těles. Touto problematikou a jejími aplikacemi se stále zabývá nejvíce prací z nebeské mechaniky; jejich počet vysoko přesahuje možnosti tohoto přehledu, a proto se zmíníme jen o dvou. BENEST zkoumal vliv poměru hmotností na existenci retrográdních družic (pohybujících se v opačném směru než „velká“ tělesa). Zejména se zabýval stabilitou periodických drah, při poruchách působících kolmo k rovině „velkých“ těles. JEVTĚJEV studoval vliv excentricity dráhy „velkých“ těles na existenci periodických řešení pohybu částice.

Obecný problém tří těles (kdy všechny hmotné body mají srovnatelnou hmotnost) je stále značně neprobádanou oblastí a většina prací se obvykle zabývá řešeními v okolí libračních center. Letos se zmíníme o jedné vedlejší větvi problému tří těles, kterou představuje speciální volba podmínek. Jedním ze základních speciálních případů je tzv. hvězdný problém, kdy dvě tělesa jsou blízko sebe a třetí podstatně dál od nich. Tuto úlohu studoval pomocí asymptotických řad (tj. nalezením jednoduššího výrazu, k němuž se skutečně řešení čím dál, tím více přibližuje) BARKHAM se spolupracovníky. WALDVOGEL řešil úlohu, kdy na počátku byly tři hmotné body blízko trojitě srážky, jejímž výsledkem potom bylo, že se jedno z těles velkou rychlostí vzdálilo od zbývajících dvou.

V přírodě se běžně vyskytují soustavy, skládající se z velkého počtu pohybujících se hvězd (např. galaxie). Studium takových soustav je možné jedině pomocí velmi hrubých modelů. Výpočet drah je a bude nad možnosti největších počítačů. Z těchto důvodů se zdá být nadějná práce, kterou publikoval BRAHIC, jenž vytvořil metodu, umožňující přechod od soustavy s velkým počtem těles k soustavě jiného měřítká s menším počtem částic.

O problematice skutečných těles, jež mají své nezanedbatelné rozměry (taková tělesa budeme značit *kurzívou*), vychází stále více prací. Tak např. BARKIN studoval rovinné periodické pohyby tuhého tělesa v gravitačním poli koule. Jeho výsledky lze použít ke studiu fyzikálních librací Měsíce, popř. Merkura. Přitažlivostí dvou tuhých těles s aplikací na kruhové válce a elipsoidy se společnou rovinou symetrie se zabývali KONDURAR a TROICKAJA. Omezený problém tří těles (kdy hmotnost jednoho z těles je vůči zbývajícím dvěma zanedbatelná) zkoumal mj. ŠIDLICHOVSKÝ, jehož postup umožňuje vzít v úvahu i zploštění a který našel i podmínky pro existenci libračních center. DUBOŠIN odvodil rozvoj silové funkce dvou konečných těles. Každé z obou těles, jež na sebe gravitačně působí, má určený tvar a strukturu (průběh hustoty). Pro speciální případy, kdy obě tělesa mají společnou rovinu sy-



metrie, určil Dubošin počáteční členy rozvoje silové funkce. V otázce vyjádření silové funkce dvou *těles* dospěl zatím nejdál ŠIDLICHOVSKÝ, který předpokládal, že známe pouze vyjádření silové funkce každého z *těles*. Odvodil za tohoto předpokladu vzájemné působení obou *těles*, které závisí nejen na vzdálenosti hmotných středů, ale i na vzájemném „na-  
točení“ obou *těles* (Eulerovy úhly).

Tento oddíl skončíme zmínkou o problému dvou tekutých *těles*. PĚTRKVIČ našel nový tvar Stokesových rovnic, který snad bude vhodnější pro praktické aplikace.

*Mechanika sluneční soustavy.* I když se jedná o problémy, jimž bychom mohli dát přívlastek „klasický“, přece stále vychází řada prací zabývajících se dynamikou planet. Tak např. PEALE zkoumal dynamickou historii Merkurovy rotace. Ukázal, že souměřitelnost  $2/3$  (mezi oběžnou a rotační dobou) a kolmost osy k oběžné rovině jsou důsledkem slapového vývoje pro „celkem libovolné“ počáteční podmínky. Pouze tehdy, když počáteční úhlová rychlost je malá a sklon dráhy velký, ustálí se planeta na jiném poměru obou uvedených veličin. Na skutečnost, že současný stav Merkurovy dráhy je ovlivněn i Venuší, upozornil WARD se spolupracovníky. Ukázali, že v minulosti prošel Merkur dvěma rezonancemi s Venuší: Při první bylo stejné stáčení perihelů, při druhé uzlů (nejde o relativistický efekt).

Historii pohybu Venuše se zabýval ČENTOV, který mj. zkoumal vliv hypotetické družice (která zanikla) na současný stav. Pohyb Venuše a Země odvozený z radiových pozorování pohybů umělých družic Veněra 9 a Veněra 10 odvodili AKIM a STEPANJANC, přičemž využili i radiových a optických pozorování Venuše z let 1967—75. Odvozené teorie lze využít zejména k určení vysoce přesných geocentrických souřadnic Venuše.

Zajímavou úlohu se pokusil řešit ČENTOV: Snažil se vysvětlit, proč ve sluneční soustavě nebyl nalezen případ, kdy by rychlost rotace byla rovna dvojnásobku oběžné rychlosti.

Práci zásadního významu publikovali SZEBEHELY a MCKENZIE, kteří zkoumali stabilitu soustavy Slunce—Země—Měsíc. Použijeme-li pro tuto soustavu některých výsledků z obecného problému tří těles, dospějeme při uvážení elipticity dráhy Země kolem Slunce k závěru, že tato soustava je z dlouhodobého hlediska nestabilní. Ve velmi vzdálené budoucnosti se může rozpadnout — tj. Měsíc se snad stane planetou Slunce. Vývojem měsíční dráhy se zabýval i TURCOTTE se spolupracovníky. Pomocí analýzy současných pozorování a ze studia historických zatmění odvodili zpomalování pohybu Měsíce a rotace Země, což vede ke vzdalování Měsíce. Zpětnou extrapolaci dospěli tito pracovníci k závěru, že ve vzdálené minulosti byly Země a Měsíc blízko u sebe. Tento závěr potvrzují i paleontologické výzkumy, podle nichž maxi-

mální sblížení nastalo před  $(2,85 \pm 0,25)$  miliardami let. Slapové zahřátí Země mohlo tehdy snad ovlivnit i vznik života. Teorií Měsíce se ve dvou pracích s velkou přesností zabýval i BURŠA.

Tvarem Marsových družic se zabývali SOTER a HARRIS. Ukázali, že poměr (elipsoidálních) os Phobose odpovídá hydrostatickému rovnovážnému stavu při hustotě  $3900 \text{ kg/m}^3$ . Přesností odhadů hmotnosti Phobose a Deimose se zabývali MASONOVÁ a TOLSON na základě ovlivnění pohybu sond Viking. Přesnost zvolené metody se při výše uvedené hustotě odhaduje na 5 %.

Hmotnosti galileovských satelitů Jupitera určoval FERRAZ-MELLO pomocí dopplerovských posuvů signálů sondy Pioneer 10. Byly zjištěny nevelké rozdíly vzhledem k dřívějším Simpsonovým výsledkům.

Zájem řady autorů budily stále Uranovy prstence. Pro další zpřesnění našich poznatků bude mít velký význam pozorování zakrytí 12 hvězd ( $12^m - 5^m,50$ ) během příštích let, na které upozornil KLEMOLA.

*Družice.* Řada prací, které vycházejí ze studia pohybu umělých družic Země, se týká mapování gravitačního pole naší planety. (U nás byl roku 1977 i za práce tohoto druhu vyznamenán BURŠA státní cenou K.G.) Stacionárními body gravitačních polí Země, Měsíce a Marsu se zabýval ŽURAVLEV.

V učebnicích nebeské mechaniky bývá uváděno, že přímková librační centra jsou většinou nestabilní. KRASILNIKOV a KUNICYN se zabývali otázkou umělé stabilizace přímkových center pomocí raketových motorů, které by měla družice nalezající se v příslušném centru. Zkoumali případ, kdy raketová síla působí ve směru spojnice obou „velkých“ těles (např. Země a Měsíc). Ukázali, že ani za tohoto předpokladu nebude poloha družice dlouhodobě stabilní.

Významnou úlohu v pohybu umělých družic hrají rezonance, jimiž se zabýval např. KLOKOČNÍK (pod pojmem rezonance se v teorii družic obvykle chápe skutečnost, kdy oběžná doba družice a doba rotace Země jsou v poměru celých čísel). Výsledky obdržené z takových rezonancí bývají důležité pro zpřesnění hodnot koeficientů u jednotlivých členů rozvoje potenciálu Země.

Jak přesná je soudobá teorie pohybu družic, vyplývá i z toho, že práce, kterou publikoval KOSTELECKÝ (v níž se zabýval vlivem slapových deformací stlačitelné Země na vzdálenost družice), má nebo v nedaleké budoucnosti bude mít praktický význam.

Zásadní důležitost pro telekomunikace (a snad ještě v tomto století i pro energetiku) mají geostacionární družice. Přibližnou analytickou teorii těchto družic publikovala TIMOŠKOVÁ, jejich dlouhoperiodické poruchy studoval RICHARDSON.

Družice s velkou excentricitou mají značný význam (do této kategorie satelitů patří např. spojové družice Molnija). Výpočet přesné dráhy

takových družic naráží na různé potíže. Vliv větrů ve vysoké atmosféře na pohyb takovýchto družic studovali KING-HELE a WALKEROVÁ. Vztahy pro odhad zániku takovýchto družic odvodili JANIN a ROTH. Jejich numerické výsledky silně závisí na hustotě atmosféry ve výškách kolem 100 km. I z předešlé práce můžeme pochopit, proč chyba v odhadu doby zániku dosahuje několika dnů.

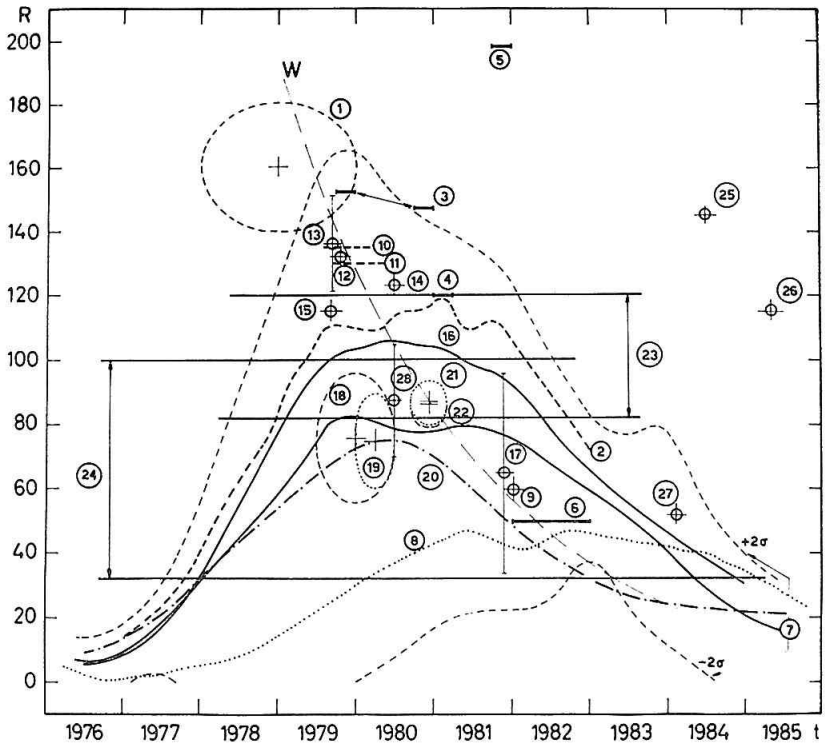
*Okrajové úlohy.* Začneme opět problémem dvou těles: HUT a VERHULST hledali řešení této úlohy za předpokladu, že hodnota gravitační konstanty klesá s časem. Naproti tomu LITTLETON ukázal, za některé aspekty vývoje dráhy Měsíce nenasvědčují tomu, že by gravitace ubývala s časem.

Weberovy pokusy snažící se dokázat existenci gravitačních vln se zatím nepotvrdily. Proto DIONYSION svou prací předběhl dobu, když zkoumal změnu impulsu v soustavě  $N$  hmotných bodů v důsledku gravitačních vln.

Dráhu družic ve Schwarzschildově metrice (kolem nerotující černé díry) studoval RUBINCAM. Jeho metoda je však i jinak významná, neboť umožňuje nalézt velmi přesná přibližná řešení relativistických problémů metodami nebeské mechaniky. Této práci je tematicky příbuzný článek, který publikoval KURMAKAEV a jenž se týkal studia drah eliptického typu v Kerrově metrice (kolem rotující černé díry). Při daných parametrech centrální černé díry lze nalézt omezení možných hodnot velkých poloos a excentricit uvedených drah.

### 3. SLUNCE

Sluneční aktivita v roce 1977 byla výrazně poznamenána vzestupnou větví cyklu 21. Zatímco v první polovině roku byl vzestup aktivity nevýrazný, zřetelně se prosazovaly jen některé rekurentní oblasti a v několika časových obdobích nabývalo relativní číslo ještě nulové hodnoty, zaznamenala druhá polovina roku podstatný vzrůst aktivity. Je to zřejmě i z jednotlivých hodnot relativního čísla. Zatímco průměrná roční hodnota relativního čísla byla 27,5, dosáhlo nejvyšší průměrné měsíční relativní číslo v září hodnoty 44,0 a absolutně největší denní hodnota relativního čísla 75 byla zaznamenána dne 10. prosince 1977. Vzestup aktivity probíhal i v prvním čtvrtletí roku 1978, kdy byla konstatována i erupční aktivita. Podle vyjádření některých pozorovatelů lze počátek tohoto cyklu považovat za velmi zajímavý tím, že některé významnější skupiny skvrn se objevují v nižších heliografických šířkách, než je pro tak ranou fázi cyklu obvyklé. V souvislosti s poněkud neobvyklým průběhem sestupné větve minulého cyklu se objevily názory, že vzestupná větev cyklu 21 bude poměrně krátká, což by znamenalo, že můžeme očekávat cyklus s vysokým maximem, pokud se uplatní Waldmeierův vztah mezi délkou vzestupné větve a výškou maxima



Souborný graf předpovědí relativního čísla v cyklu sluneční aktivity č. 21. Minulé minimum nastalo v roce 1976,6. Legenda: 1) Oll, 2) McNish, Lincoln, 3) Sutorik, 4) McIntosh, 5) Hill, 6) Cohen, Lintz, 7) Sleeper, 8) Jose, 9) Wood, 10) a 11) Kopecký, 12) korelace sudých a lichých cyklů, 13) metoda Minnise ( $\Delta W_M^+$ ), 14) metoda Kopeckého, 15) Vitinsky, 16) průměr cyklů 8–20, 17) metoda Minnise ( $\Delta W_M^-$ ), 18) Gleisberg, 19) a 20) Vasilyev, Vitinsky, Kandaurova, 21) metoda King-Heleho, 22) metoda Xantakise, 23) Bezrukova, 24) Henkel, 25) Schove, 26) King-Hele, 27) Bonov, 28) Romančuk, křivka W je vyjádření Waldmeierovy závislosti výšky maxima cyklu na délce trvání vzestupné větve. Prognózy pod čísla 12), 13), 14), 17), 21), 22) byly vypracovány autory prognóz 19) a 20).

cyklu. K posouzení vlivu i jiných prognostických kritérií shromáždili AMBROŽ a KŘIVSKÝ všechny dostupné prognózy cyklu 21 do přehledného grafu uvedeného na obrázku výše. Poněvadž různé prognostické metody se vedle své podstaty liší i v rozdílnosti podání výsledku, jsou zde uve-

deny jak celé křivky průběhu cyklu, tak i pouze polohy a hodnoty maxima nebo jen hodnoty maxima bez udání časové identifikace. U některých hodnot je uveden i rozptyl udávaný autory. V grafu je uvedeno 28 předpovědí a čárkovaná křivka  $W$  udává polohu maxima cyklu v závislosti na délce vzestupné větve cyklu podle WALDMEIERA.

Na první pohled je zřejmé, že výsledek srovnání je deprimující. Rozptyl jednotlivých předpovědí jak pokud jde o výšku maxima, tak i co do jeho časové identifikace je tak značný, že prakticky nelze vyslovit žádné definitivní stanovisko. Graf názorně ukazuje, v jaké neutěšené situaci se problém prognóz sluneční aktivity na delší období v celosvětovém měřítku nachází. Uvážíme-li, že každý výsledek je podložen výzkumem příslušného autora a řadou statisticky zjištěných argumentů, potom nelze žádnou z prognóz preferovat a nezbytvá, než se spokojit s konstatováním stavu věci. Je zřejmé, že většina metod respektuje závislost znázorněnou křivkou  $W$ . Plná křivka označená číslem 16 je stanovena z průměrných hodnot relativního čísla pro všechny doposud pozorované cykly a v jejím těsném okolí také leží medián všech shromážděných předpovědí. Křivka označená číslem 7 je dána průměrem stanoveným z těch cyklů, kterým by se cyklus 21 na základě dlouhodobého střídání charakteru cyklů měl podobat. Zde je důležité stanovení rozptylových mezí v rozsahu  $\pm 2\sigma$ , které jsou vyznačeny čárkovaně. Poněvadž až na tři výjimky všechny prognózy leží uvnitř těchto mezí, avšak bez výrazné koncentrace. Lze soudit, že rozložení prognóz je značně náhodné, a tedy prognostické úsilí má jen velmi zanedbatelný praktický význam, pokud je budováno výhradně na statistickém základě. Je to dosti pochopitelné vzhledem k velmi malému objemu známých realizací. Většina předložených prognóz byla vypracována před započítím cyklu. S ohledem na vývoj situace v minulém roce, kdy chod relativního čísla probíhal v rozmezí křivek  $+2\sigma$  a čárkovanou křivkou označenou číslem 2 lze očekávat, že maximum cyklu 21 bude poněkud vyšší než v cyklu minulém, relativní číslo dosáhne hodnoty od 120 do 140 a maximum lze očekávat v roce 1980, případně v jeho těsném okolí.

Na základě podobného odhadu probíhá již od roku 1973 z iniciativy komise č. 10 IAU příprava mezinárodně koordinované pozorovací kampaně v rámci roku slunečního maxima. Předběžně se počítá s intervalem od září 1979 do ledna 1981. Cílem této akce je mezinárodně koordinovat pozorovací aktivitu všech slunečních observatoří po celém světě se zaměřením na studium slunečních erupcí. V tomto období proběhne několik dílčích pozorovacích programů náročných na vysoké časové i prostorové rozlišení a cílem organizátorů je pokrýt prakticky celé spektrum elektromagnetického záření Slunce. Znamená to, že na tento interval se soustředí i kosmický výzkum jak hlavních kosmických velmocí, tak i řady zemí, které se na kosmickém programu podílejí. Není sporu o tom, že rok slu-

nečního maxima bude nejvýznamnější mezinárodní akcí v průběhu příštích deseti let a že svými výsledky ovlivní rozvoj sluneční fyziky v průběhu osmdesátých let.

Máme-li posoudit pokrok, který v posledním období nastal v problematice výzkumu slunečních erupcí musíme konstatovat, že není příliš výrazný. Pozorování z pozemních stanic do značné míry vyčerpalo své současné technické možnosti a návaznost na solidní pozorování mimo zemskou atmosféru není dostatečně koordinována a trpí sezónností. Kromě toho svou roli sehrávají i některé nejasnosti kolem modelu erupcí, které značně ovlivňují interpretaci pozorování. Dosavadní výzkum ukázal, že pouze magnetické pole je z energetického hlediska schopno vyvolat efekty, jaké pozorujeme při erupcích. Přitom byly nalezeny dvě teoretické varianty, podle nichž může docházet ke koncentraci magnetické energie. Jedna z nich je spojována s formováním tzv. proudové vrstvy, zatímco druhá je založena na ustavování magnetických konfigurací, jimž říkáme bezsilové. Pozorování na úrovni fotosféry a chromosféry nedávají možnost posoudit, která z obou variant se ve skutečnosti realizuje, a proto se těžiště výzkumu v tomto směru přesunulo poněkud výše do koronálního prostoru, kde lze snáze nalézt pozorovatelská i teoretická kritéria k rozhodování. Prostředků k této činnosti je několik. Především to jsou měření fotosferických magnetických polí a jejich teoretická extrapolace do koronálního prostoru. K ověření správnosti způsobu extrapolace se naskytá možnost přímého měření magnetického pole v protuberancích a v koróně. Další cesta k ověření extrapolovaných struktur je ve srovnání jejich tvaru se strukturou protuberancí a zvláště potom se strukturou tzv. studených koronálních smyček, které nacházíme na snímcích Slunce v oboru X záření. Zde je možné studovat i kinematické vlastnosti těchto koronálních útvarů v souvislosti se změnami v rozložení a intenzitě fotosferických magnetických polí. Konečně řadu procesů a fyzikálních parametrů, jimiž jsou takto formované plazmatické útvary ovlivňovány, lze odvodit z rádiových pozorování.

ALTSCHULER, LEVINE, STIX a HARVEY se soustředili na velmi kvalitní magnetogramy pořizované na observatoři Kitt Peak a rozpracovali metodu pro výpočet koronálních polí za předpokladu nepřítomnosti proudů. Jak vyplynulo již z dřívějších prací těchto autorů, je tato úloha prakticky schůdná pouze tehdy, jestliže se fotosferická měření rozloží na řadu sférických harmonických funkcí a jejich pomocí se potom počítají hodnoty polí v různých bodech koronálního prostoru. Aby bylo možné využít výborného rozlišení magnetogramů, vypracovali metodu rozvoje až do hodnoty hlavního indexu  $n = 90$ , čímž tato práce svým významem podstatně překročila původně zamýšlený rámec.

Ve snaze stručně popsat smyčkové struktury v koróně vypracovali SAKURAI a USCHIDA metodu výpočtu magnetických polí v koróně

za předpokladu solenoidálních útvarů v aktivních oblastech s možností indikace polohy proudové vrstvy.

Pro posouzení reálnosti takto odvozených magnetických struktur a jejich vlastností jsou zajímavé výsledky celé série prací, které srovnávají snímky pořízené na Skylabu v oboru X záření s magnetogramy z Mt. Wilsonu. Bylo nalezeno, že koronální smyčka, která překlenula sluneční rovník, je velmi výrazně vázána na dvě aktivní oblasti, které spojuje. Propojení se stalo zřetelným asi 33 hodin po vzniku jedné z těchto oblastí. Podobně zánik těchto útvarů probíhá souběžně se zánikem magnetického pole, byť i v jedné z dvojice aktivních oblastí. Na krátké období několika hodin bylo pozorováno zjasnění smyčkového útvaru prováděné stáčením, což opět probíhalo ve velmi těsném vztahu se změnami magnetického pole v jedné z propojených aktivních oblastí. Při studiu propojení jednotlivých aktivních oblastí v rámci komplexu aktivity se ukázalo, že velmi časté změny ve tvaru koronálních smyček jsou běžné u mladých oblastí, zatímco propojení starých oblastí je poměrně stabilní i po dobu několika dní. Poměrně nečekaný je vztah mezi těmito koronálními útvary a erupcemi. Zatímco i drobné změny v magnetickém poli oblasti jsou doprovázeny zjasněním koronálních smyček, tak energetický proces, jako jsou sluneční erupce, nemá podle dosavadních zjištění s podobným zjasněním přímé souvislosti a pokud mají něco společného, potom snad jen vlastní spouštěvový mechanismus spojený s magnetickými změnami v aktivní oblasti. Staré oblasti, které nejsou schopny produkovat sluneční erupce, mohou však působit na aktivaci blízkého filamentu. Tento druh změn je zpravidla provázen i malými změnami v přílehlé koronální smyčce. Důležité je i zjištění, že smyčky samotné nejsou zakotveny ve skvrnách. Pokud jde o rozdíl mezi magnetickým propojením oblastí a koronálními smyčkami, lze jej spatřovat především ve stabilitě. Zatímco smyčky mají životnost několika hodin, příp. dnů, je stabilita magnetických konfigurací nepoměrně větší a jejich doba života má řádově délku měsíce. Zánik těchto struktur souvisí samozřejmě se zánikem celého komplexu aktivity. Na studovaném materiálu se to projevilo proniknutím koronální díry do oblasti, kterou původně komplex aktivity zaujímal. V této souvislosti je zajímavé, že mnohá tmavá místa tak, jak je pozorujeme na snímcích v měkkém X záření mezi jednotlivými koronálními smyčkami a mezi jádry aktivních oblastí, jsou totožná s místy tzv. otevřených konfigurací magnetického pole. Tyto otevřené konfigurace se pozorují hlavně u aktivních oblastí v pozdějším stadiu jejich vývoje. Z tohoto hlediska zde stejně jako i u koronálních děr existuje určitá závislost mezi hustotou hmoty, jejím zářením a charakterem globálního rozložení koronálního magnetického pole.

Z hlediska ověřování extrapolovaných magnetických polí v koronálním prostoru mají hlavní význam přímá magnetická měření v koróně.



Všeobecně se soudí, že přímá koronální měření s využitím vlastností Zeemanova jevu jsou s dnešními technickými prostředky prakticky nerealizovatelná. Zajímavou výjimkou v tomto směru je magnetograf navržený a zhotovený KIMEM a NIKOLSKYM pro velký koronograf v Kislovodsku. Přístroj využívá jako disperzního elementu Fabry-Perotova etalonu. Zařízení disponuje značnou citlivostí, a přestože bylo zatím vyzkoušeno pouze na protuberancích, autoři jsou přesvědčeni i o jeho použitelnosti pro koronální měření.

Zatímco uvedená varianta magnetografu měří podélnou složku intenzity pole a nedovede si poradit s orientací celého vektoru, byla nalezena doplňková varianta, která stanoví směr vektoru, avšak ne jeho velikost. V květnu 1977 byla z podnětu Evropské fyzikální unie zorganizována pracovní porada úzkého kruhu specialistů, zaměřená na měření a interpretaci polarizace světla v chromosféře a koróně. Hlavním předmětem jednání bylo posouzení teoretických i pozorovatelských aspektů využití tzv. Hanleho efektu, při němž dochází v důsledku přítomnosti magnetického pole k narušení polarizačního obrazce příslušného rezonančního rozptylu.

Kvantitativní teorii Hanleho efektu rozpracovali SAHAL-BRECHOT a BOMMIER a některé práce v tomto směru přinesli i GOPASYUK a STENFLO. Na základě těchto teoretických rozborů byly připraveny i experimentální pokusy. Pracoviště s dlouhou tradicí v oboru polarizačních měření observatoř Pic du Midi pod vedením LEROYA se zabývalo měřeními směru magnetického vektoru v klidných protuberancích a v zelené koronální čáře. Zatímco v protuberancích se při měření nesetkali se zásadními obtížemi, představují měření v emisních koronálních čarách jednu z nejobtížnějších pozorovatelských úloh. Měření v protuberancích ukázala, že směr magnetického vektoru je mírně skloněný k ose filamentu. Přestože měření započatá v tomto směru stále probíhají, lze již tyto první výsledky považovat za velmi podstatné pro další rozvoj modelu filamentu. Při měřeních v koróně nebyl dosud vyřešen problém integrace ve směru pozorovacího paprsku, který obecně nemá jednoznačné řešení. Samotná měření však dávají velmi zajímavé výsledky především v tom smyslu, že struktury magnetických polí vykazují velmi rozmanitou členitost kolem okraje slunečního disku. Podobná polarimetrická měření byla zahájena i na vysokohorské observatoři pracoviště v Boulderu a na koronální stanici na Havaji. Obecně lze říci, že zvláště koronální měření jsou vyhrazena jen pro několik málo vysokohorských observatoří s perfektním vybavením, poněvadž stanovená úloha přináší alespoň o řád větší obtíže než běžná koronální pozorování.

Zatímco předešlé diskutované práce byly do značné míry vyvolány problematikou koronálních útvarů, objevených na snímcích v měkkém



X záření, byl zhruba stejný zájem soustředěn i na druhý extrém, tj. na oblasti tzv. koronálních děr. O koronálních dírách byla ve Hvězdářské ročenice již zmínka v minulosti. Je známo, že představují oblasti o velmi nízké koncentraci koronální hmoty a na snímcích v oboru X záření se jeví jako tmavé oblasti. Zároveň bylo zjištěno, že to jsou místa, odkud se generují relativně rychlé komponenty slunečního větru.

MARSH studoval koronální díry v polární oblasti z hlediska vztahu k vápníkové emisi v chromosféře. Zjistil, že uvnitř koronálních děr je hustota vápníkových flokulů nepoměrně nižší než vně těchto koronálních útvarů. DULK, SHERIDAN, SMERD a WITHBROE hodnotí koronální díry jako velmi zajímavé objekty z hlediska jejich vztahu k rádiovému záření. Nalezli rozpor mezi rádiovou jasovou teplotou a interpretaací intenzit v extrémním ultrafialovém oboru. Ukázali, že tyto obtíže je možné odstranit modifikací standardního modelu v tom případě, když předpokládají zastoupení těžkých prvků asi o řád větší, než se doposud soudilo. Příčinou tohoto zvýšení může být diferenciální difúze ve velkém teplotním gradientu přechodné oblasti. Některými morfologickými vlastnostmi koronálních děr se zabýval BOHLIN. Potvrdil, že koronální díry jsou poměrně stabilní útvary s délkou života kolem 8–10 otoček. Zajímavé je, že v průběhu 11 měsíců bylo možné pozorovat koronální díry prakticky ve všech oblastech slunečního povrchu. Tato zjištění podstatně doplňují naše vědomosti o velkorozměrovém rozložení sluneční aktivity v tom smyslu, že koronální díra je oblastí, v níž obrazně řečeno se nevytvořila příležitost ke vzniku aktivních útvarů. Z tohoto hlediska lze koronální díry považovat za představitele tzv. neaktivní sluneční koróny. Tento názor potvrzuje i skutečnost, že v období kolem minima slunečního cyklu byly nalezeny rozsáhlé koronální díry z dobou života kolem 20 otoček. Ovšem i tato pozorování ukazují, že sluneční aktivita je typickým atributem sluneční atmosféry a že i v situacích, kdy klasické parametry, jako např. relativní číslo jsou nulové, nacházíme ve sluneční atmosféře určité typické rysy sluneční aktivity. HEARN provedl srovnání typických vlastností koronálních děr a oblastí, které přísluší klidným koronálním oblastem. Ukazuje se, že hlavní rozdíl mezi koronálními děrami a klidnými koronálními oblastmi je možné vysvětlit snížením koeficientu tepelné vodivosti v důsledku příčné složky magnetického pole v přechodné vrstvě u klidných koronálních oblastí.

Vedle těchto výzkumů vyvolaných především novým pozorovacím materiálem z kosmických lodí byla sluneční fyzika v uplynulém období zaměřena i na některé další stěžejní problémy Slunce. Jeden z velmi zajímavých problémů se týká slunečního nitra a otázek spojených s metodikou jeho výzkumu.

ROXBURGH poukázal na stále nevyřešenou otázku spojenou se zjištěným problémem neutrinového deficitu. Ukazuje se, že základním

výsledkem všech prací publikovaných k této otázce je nakonec fakt, že sluneční nitro je poněkud chladnější, než se všeobecně soudí. Nalezl v podstatě čtyři základní příčiny této skutečnosti, z jejichž diskuse vyplývá naléhavost výstavby daleko reálnějšího dynamického modelu slunečního nitra. Ukazuje se, že patrně nejlepším východiskem bude vypracování modelů, které uvažují promíchávání hmoty ve všech vrstvách slunečního nitra. Jistým zdrojem informací o charakteru procesů i skladbě slunečního nitra mohou být měření tzv. slunečních oscilací. V posledních několika letech se touto problematikou specializovaně zabývá několik observatoří po celém světě. Průkopníky v těchto měřeních byli SEVERNY a KOTOV z observatoře na Krymu. Jejich pozorovací řada dnes dlouhá více než čtyři roky ukazuje, že podmínky k detekci slunečních oscilací nejsou ve všech časových obdobích stejné. Porovnáním jejich výsledků a výsledků pořízených na novém specializovaném zařízení ve Stanfordu však ukazují, že se nejedná ani o přístrojový, ani o atmosférický efekt, a tudíž, že sluneční oscilace jsou reálným jevem. Souběžně probíhají i měření na observatoři Pic du Midi, kterého se v současné době ujali francouzští astronomové, i měření pod vedením HILLA v Tucsonu. Zatímco SEVERNY se domnívá, že se mu podařilo překlenout některé interpretační obtíže spojené s časovou proměnlivostí oscilačního modu zavedením zvláštní geometrie, publikoval GAUGH určité argumenty, podle nichž 160 minutové oscilace nemohou být sféricky symetrické. Vzhledem k tomu, že problém slunečních oscilací může mnoho říci ke struktuře slunečního nitra, a vzhledem k obtížím, které vyvstávají při jejich měření, lze očekávat, že tato problematika bude v příštích letech stále patřit mezi svrchovaně zajímavé problémy sluneční astrofyziky. V současné době je jisté jen to, že spektrum slunečních oscilací je diskrétní a že bylo nalezeno 8 prokazatelně zjištěných period.

Jak již bylo uvedeno, je sluneční aktivita charakteristickým rysem procesů, které probíhají v mnoha charakteristických vrstvách sluneční atmosféry. Pod dojmem řady teoretických modelů popisujících globální cykličnost sluneční aktivity, připravil GNĚVYŠEV soubornou práci, která se zaměřuje na ty známé aspekty sluneční cykličnosti, které dosavadní teorie nerespektují. Lze říci, že především existence tzv. dvou maxim cyklu nebyla dosud teoreticky patřičně doceněna. Podle zmíněné práce není pochyb o tom, že procesy vedoucí k formování každého z dvou maxim jsou do značné míry odlišné hlavně z toho důvodu, že projevy aktivity se v každém z nich dosti markantně liší. STIX provedl podrobný rozbor dosavadních výsledků teorie slunečního dynama a ukázal, že dosavadní lineární teorie založená na tzv. teorii středního pole přinesla sice řadu zkušeností o chování podobných modelů, avšak nelze ji zatím použít k vyjádření kvantitativních charakteristik cyklu. Specialisté

v tomto oboru všeobecně soudí, že dalším kvalitativním přínosem může být především rozpracování tzv. nelineární teorie. SYROVATSKÝ upozornil, že existují jiné varianty rozložení velkorozměrové konvekce, než se doposud uvažovalo, a proto nelze dosavadní výsledky teorie dynama ani zdaleka považovat za definitivní. Pozorovatelská činnost v tomto směru je sice dostatečně efektivní při měření velkorozměrového rozložení magnetických polí, avšak poměrně neuspokojivá je otázka měření rychlostních polí ve stejném rámci. Jak ukázal SCHRÖTER, objevily se hluboké disparity mezi charakteristikami velkorozměrové konvekce založenými na různých metodikách pozorování.

Pracovní problematika ve výzkumu Slunce na našem pracovišti v Ondřejově byla soustředěna na získání a zhodnocení vlastních pozorování Slunce a jejich interpretaci, na interpretaci pozorovacích materiálů obecně dostupných a na studium vztahů Slunce—Země. Zvláštní pozornost byla věnována rozvoji nových zpracovatelských metodik a postupů.

Analýzou měření sluneční diferenciální rotace byla stanovena struktura velkorozměrových rychlostních polí a horizontální rychlosti globální konvekce a vypracována metodika výpočtu proudové funkce pro nekvidistantní měření. Pro vybrané případy velkých protonových aktivních center byl nalezen vztah k rozložení a vývoji velkorozměrových magnetických polí a stanoveny typické etapy vývoje těchto struktur. Analýzou jevů v protonové oblasti při okraji Slunce a rozбором vlastních radiopolarizačních měření byl prověřen model rádiové emise ve smýčkových strukturách. Byla interpretována atypická měření rádiového vzplanutí typu III formou nestacionární magnetické konfigurace. Ukazuje se, že některé výjimečné jevy pozorované v dynamickém spektru se dají vysvětlit srážkou rázových vln v koróně. Byla vypracována metodika ke stanovení intenzity magnetických polí v koróně z rádiových spekter v období šumových bouří.

Dalším studiem velmi jemné struktury sluneční granulace v umbře slunečních skvrn byla prokázána realnost tohoto jevu a zjištěno, že charakter její struktury se neliší od granulace v klidné fotosféře. Statisticky na rozsáhlém materiálu byl vyšetřován rozštěp  $\pi$ -komponenty magnetoaktivních spektrálních čar. Bylo zjištěno, že kvalita tohoto jevu nesouvisí s užívanou makrotypizací slunečních skvrn a je závislá na velmi jemné struktuře umbry.

Byla provedena podrobná analýza parametrů Forbuschových efektů a jejich vztahu k protonovým erupcím pro období let 1965—1976 a nalezena řada souvislostí. Statisticky bylo ověřeno, že změny poměru celkové plochy skvrn na disku k relativnímu číslu jsou působeny změnami ve vnitřní struktuře skupin skvrn, tj. jejich rozdrobeností. Tento poměr je nezávislý na fázi cyklu aktivity. Z hlediska charakteri-

zace úrovně sluneční aktivity je důležitý zjištěný obecný nesouhlas mezi chodem relativního čísla a četností slunečních erupcí. Toto zjištění výrazně diskvalifikuje relativní číslo z hlediska jeho využití pro prognostické účely. Rozborem syntézy doposud publikovaných prognóz relativního čísla pro cyklus 21 bylo zjištěno, že tento doposud nejdéle studovaný index sluneční aktivity není možné jednoznačně předpovídat.

V oblasti studia vztahů Slunce—Země bylo využito četností polárních září pro stanovení úrovně sluneční aktivity do počátku tohoto tisíciletí. Porovnáním tohoto materiálu s vývojem klimatu ve střední Evropě byla indikována možná příčina dlouhodobých klimatických změn. Statisticky byl studován konkrétní vztah mezi rekurentními průchody rozhraní sektorů meziplanetárního magnetického pole a vývojem atmosférického tlaku ve středních Čechách. Nově rozpracovanou metodikou bylo možné stanovit, že pravděpodobnost realizace statistického výsledku je kolem 40 %, takže z hlediska meteorologických prognóz je tento vztah málo významný, avšak přesahující kritérium náhodnosti.

Studium rekurentních variací indexů geomagnetického pole bylo zjištěno, že tento typický jev lze popsat jako superpozici šířkově závislé základní rotační periody a modulační periody působené vývojem aktivních oblastí na Slunci. Stupeň rekurence je minimální v období maxima cyklu a maximální před koncem cyklu. Byl vymezen časový interval, kdy prognózy založené na principu rekurencí mají největší naději na úspěch.

Pro účely teoretické interpretace slunečních spekter byly spočteny rozsáhlé tabulky hodnot Voigtových funkcí, zpracována metodika jejich derivování a sestaveny podrobné tabulky opacit.

Vzhledem k významu pozorování pro práci slunečního oddělení a ke skutečnosti, že nezbytné přístroje nelze jako celek získat komerční cestou, bylo věnováno značné úsilí konstrukci a vývoji přístrojové techniky. Byla dokončena stavba chromosférického dalekohledu a uveden do zkušebního provozu plně automatický protuberanční dalekohled pro kinematografii rychlých jevů. Byla uvedena do provozu zdokonalená verze automatického komparátoru, který dovoluje plně automatizovat zpracování fotografických pozorování magnetických a rychlostních polí na Slunci za využití výpočetní techniky. Byla ukončena rekonstrukce mnohakamerového spektrografu.

#### 4. MĚSÍC A PLANETY

V r. 1977 pokračoval intenzívně průzkum Marsu přijímáním dalších pozorovacích údajů ze sond Viking 1 a 2 a jejich vyhodnocováním. Odstartovala dvojice sond Voyager 1 a 2, určená k průzkumu velkých planet, jejich měsíců a vnějších oblastí sluneční soustavy. Pokračovalo

ovšem i podrobnější zpracování výsledků sond, vypuštěných k Měsíci a planetám v předchozích letech.

Díky kosmonautice zůstala středem zájmu také Země jako planeta, především se zřetelem praktického využití získaných poznatků. V tomto směru bylo významné vypuštění zdokonalené orbitální stanice Saljut 6 a práce posádek tří Sojuzů na ní. Ke studiu zemské magnetosféry, vlivů Slunce na Zemi a vzdálenějšího kosmického prostoru okolo Země sloužily družice Prognoz 6 (1977 — 93A), GEOS (29A), HEAO (75A) a ISEE (102A, B).

Důležitou událostí byl kongres Mezinárodní astronautické federace, který se konal v Praze ve dnech 26. 9. — 1. 10. Těžištěm jednání byla sice problematika aplikovaných družic, kosmické techniky, biologických výzkumů a právních otázek, nicméně část programu se týkala otázky mimozemských civilizací (CETI) a průzkumu sluneční soustavy pomocí automatů. Zatímco program CETI nepřinesl podstatně nové perspektivy a podněty, spíše jen více argumentů pro krajně pesimistická nebo optimistická stanoviska, bylo jednání o výsledcích průzkumu sluneční soustavy (především sondy Veněra 9 a 10) i o dalších perspektivách velmi zajímavé. K průzkumu Venuše jsou na rok 1978 plánovány dvě sondy Pioneer-Venus, na rok 1983 je plánován sovětsko-francouzský projekt k výzkumu atmosféry Venuše pomocí balónu a ve výhledu je také radarové mapování Venuše z oběžné dráhy. Na polární dráhu kolem Měsíce se počítá se dvěma sondami Lunar Polar Orbiter. Na projekt Voyager by měla v r. 1982 navázat sonda, která navede družici na oběžnou dráhu kolem Jupitera. V návaznosti na sondy Viking je navrhován projekt Mars 1984: pohyblivá laboratoř + družice Marsu + několik pouzder s měřicími přístroji (k umístění na vzájemně vzdálených místech na povrchu Marsu). Při dalších náročnějších projektech je již třeba počítat s netradičními pohonnými systémy: sluneční plachetnice nebo sluneční iontový motor. K těmto projektům je třeba počítat kombinaci družice Saturnu + sonda k přistání na měsíci Titan, vyslání pohyblivé laboratoře na povrch Marsu s odběrem hornin a jejich návratem na Zemi, družice planety Merkur, sonda ke kometě (Halley, Encke nebo Tuttle-Giacobini-Kresák).

Přes pionýrské objevy vykonané pomocí kosmických sond a směle perspektivy v tomto směru nelze podceňovat význam pozorování ze zemského povrchu. Uvedme překvapující objev Uranových prstenců a řadu důležitých fotometrických, spektroskopických a rádiových pozorování. Při stále komplexnějším výzkumu je pro interpretaci dat stále důležitější mezioborová spolupráce. Ještě ve větší míře to platí pro kosmogonické úvahy.

Přejdeme nyní k jednotlivým tělesům.

*Měsíc.* Studium měsíčních hornin vedlo k vypracování nových metod

chemické analýzy (pracuje se se vzorky o hmotnosti pouze 1 mg) a přesnějšího určení stáří hornin. To pomáhá geologům lépe poznat vývoj Země a zkoumat nejstarší horniny. Zatímco na Měsíci máme zachovanou nejstarší historii, jsou nejstarší dochované horniny pozemské datovány na 3,3–3,8 AE. (1 aeon =  $10^9$  let). Eroze a tektonická činnost zahladily na Zemi prakticky zcela stopy po původní historii těžkého bombardování meziplanetárními tělesy. Přesto se podařilo identifikovat téměř 100 impaktních struktur, zejména díky intenzivnímu průzkumu v posledních letech. Některé z těchto silně erodovaných zbytků jsou tak velké jako krátery na Měsíci.

Vzorky měsíčního povrchu nám také umožňují studovat sluneční vítr a částice galaktického kosmického záření. Během existence Měsíce se zachytily na jeho povrchu milióny tun těchto nuklidů. Bylo překvapením, že ve slunečním větru je poměr počtu jader vodíku a helia 20 : 1, tj. dvakrát vyšší, než dávají spektroskopická určení ve sluneční atmosféře. Dochované stopy slunečního větru v měsíční půdě svědčí také o tom, že Slunce se prakticky nezměnilo alespoň za posledních několik set miliónů let. O historii Měsíce a Slunce, a o případném vlivu mezihvězdného prostředí, kterým naše sluneční soustava procházela, až do doby před 1,5 AE mohou podat svědectví vzorky vyvrtané z hloubek až do 3 m při posledních třech expedicích Apollo. Jejich výzkum však ještě není uzavřen. Necelých 10 % hornin přivezených expedicemi Apollo bylo až dosud detailně prozkoumáno, přestože od r. 1972 se na komplexním výzkumu těchto vzorků a na analýze měření, která přicházejí od přístrojů umístěných na povrchu Měsíce, podílí více než 125 skupin vědeckých pracovníků. Další početné skupiny vědců analyzují vzorky hornin, které přivezly automatické stanice Luna 16, 20 a 24.

Globální vlastnosti povrchu Měsíce byly studovány z oběžné dráhy. Spektrometry Apolla 15 a 16 měřily např. tok gama záření z měsíčního povrchu. Vyšší hodnoty, které byly většinou zaznamenány v oblastech moří, svědčí o koncentraci železa a titanu. Třicetičlenná skupina vedená SODERBLOMEM zhotovila mapy stáří měsíčních moří a vybraných hornatých oblastí. Relativní stáří bylo určováno ze snímků svahů kráterů a erozních znaků. Kalibrace v rozmezí 3,0–3,85 AE byla provedena srovnáním se stářím přivezených hornin.

Výsledky studia Měsíce mají značný význam pro srovnávací studie povrchu planet zemské skupiny a pro interpretaci jejich raného vývoje. Přestože Měsíc dnes nemá měřitelné globální dipólové magnetické pole, svědčí zbytkový magnetismus některých přivezených hornin, že v minulosti, před více než 3 AE, mohl mít Měsíc poměrně silné pole. Další prohloubené studium Měsíce může pomoci při objasnění vzniku magnetických polí planet a jejich změn, např. změny polarity zemského pole v období několika set tisíc let. Otázka, zda Měsíc má podobně jako Země

železné jádro, je podstatná k řešení problému dávného měsíčního magnetického pole. V současné době máme příliš málo údajů, které by mohly prokázat či vyloučit existenci případného malého železného jádra Měsíce. K tomu je třeba přesněji stanovit stavbu měsíčního nitra a provést více měření povrchového magnetického pole.

K dalším dosud nevyřešeným otázkám patří problém, zda je měsíční nitro částečně roztavené, a jaká je jeho teplota. Bylo by třeba podrobněji znát tok tepla z nitra Měsíce, abychom mohli spolehlivěji určit tepelnou historii Měsíce. Pokud jde o globální chemické složení, máme k dispozici vzorky z devíti míst (6 Apollo a 3 Luny) a chemickou analýzu z oběžné dráhy asi pro 25 % povrchu Měsíce. Poměrně málo víme o odvrácené straně a nic o polárních oblastech. Proto je plánována polární měsíční družice, která by prozkoumala chemické složení, radioaktivitu, gravitační a magnetické pole na celém povrchu Měsíce.

Byla zjištěna asymetrie tvaru Měsíce v radiálním směru (mírně vejčitý tvar se špičatějším koncem ve směru k Zemi). Měsíční kůra má na přivrácené straně tloušťku asi 60 km, na odvrácené přes 100 km a je dobře známa asymetrie v rozložení kráterů a moří na přivrácené a odvrácené straně. Bylo sice vysloveno několik hypotéz k vysvětlení zmíněných pozorovaných asymetrií, dosud však chybí jednoznačná odpověď, která by nám prozradila více o raném vývoji Měsíce.

Čtyři odražeče na Měsíci (3 Apolla a Lunochod 2) jsou stále využívány k laserovým měřením vzdálenosti s přesností na několik cm. Očekává se, že tato měření budou možná po více než 100 let, než budou odražeče pokryty prachem. Tato měření upřesňují znalosti o pohybu Měsíce i pohybu kontinentů. Laserovými dálkoměry jsou také měřeny nepatrné posuvy půdy podél zlomů San Andreas a Garlock, které jsou pokládány za jednu z příčin kalifornských zemětřesení.

Luna 24 přivezla na Zemi vzorek horniny z jihovýchodní oblasti Mare Crisium, z místa vzdáleného od místa přistání Luny 16 asi 400 km. Vrt dosáhl hloubky přes 2 m. Protože je možno očekávat, že zvrstvení odvráceného sloupce nese informaci o mechanismech a historii vzniku regolitu, bylo třeba prozkoumat stratifikaci na základě optických vlastností a určit jejich závislost na fyzikálněchemických vlastnostech. ACHMANOVA et al. z Vernadského ústavu geochemie v Moskvě zkoumali koeficient odrazu vzorku v pěti spektrálních intervalech v infračervené oblasti 0,97–2,2  $\mu\text{m}$ . V horní třetině sloupce je koeficient odrazu téměř konstantní a dále roste s hloubkou v důsledku změn ve složení regolitu a relativnímu úbytku částic modifikovaných vnějšími vlivy. Blízko povrchu je koeficient odrazu svou hodnotou podobný vzorkům z moří a v dolní části sloupce vzorkům pevninských hornin.

Infračervená oblast 3,5–7  $\mu\text{m}$  světla odraženého měsíčním regolitem je ze Země prakticky neměřitelná pro absorpční pásy  $\text{CO}_2$  a  $\text{H}_2\text{O}$ . Měření



v oknech infračervené oblasti však naznačovala, že právě v uvedené oblasti asi leží maximum koeficientu odrazu, jeho velikost však byla velmi nejistá — mezi 30 % až 90 %. MARKOV et al. odvodili z měření odraženého světla Měsíce v oblasti 3,5–7  $\mu\text{m}$  na orbitální stanici Saljut 4, že maximum koeficientu odrazu nastává u 4  $\mu\text{m}$ . Jeho hodnota je pro oblast Oceánu Bouří + přilehlá část jižní kráterové oblasti 60 %, pro oblast Moří Jasu a Klidu s přilehlými pevninami v severovýchodním kvadrantu 70 %.

Fotografie měsíčního povrchu z měsíčních družic zahájily v posledním desetiletí novou éru v přesném mapování Měsíce, protože jejich rozlišení je o několik řádů lepší než s pomocí pozemských dalekohledů. Mezinárodní astronomická unie doporučila jako základní selenodetickou síť 211 malých kráterů, z nichž 81 je na snímcích z oběžných drah Apolla 15, 16 a 17. Přesná definice středu kráteru se získá změřením 5–10 bodů na jeho okraji. Na tuto základní síť je možno navázat topografii celého povrchu Měsíce. Další podstatné upřesnění umožní plánovaná polární družice Měsíce.

VANJAN et al. studovali anomálie slabého měsíčního magnetického pole na podkladě měření subsatelitu Apolla 15 ve výšce 100 km nad rovníkem a srovnávali je s obdobnými měřeními geomagnetického pole ve výškách 300–500 km nad šířkou  $\varphi = 59^\circ$  v oblasti SSSR. Hlavní rozdíl spočívá v nižší intenzitě dlouhoperiodických lunárních anomálií a v jejich rychlejším útlumu s výškou. Určitá podobnost v anomáliích magnetických polí Země a Měsíce svědčí o podobnosti geologických dějů, které vedly k výskytu místních anomálií. Tyto děje se však lišily jednak v geochemických podmínkách (nosičem zemského magnetismu je magnetit a měsíčního kovové železo) a jednak v hloubce formování magneticky aktivního materiálu. Tato okolnost souvisí s rozdílným Curieovým bodem pro magnetit (590 °C) a železo (780 °C) a s rozdílným teplotním gradientem pro Zemi (30°/km) a Měsíc (3–4°/km). V důsledku toho je Curieova izoterma podstatně hlouběji pod povrchem Měsíce.

VANJAN sestavil model interakce slunečního větru s měsíčními magnetickými anomáliemi. Protože dynamický tlak slunečního větru podstatně převyšuje magnetický tlak anomálií, může měsíční pole pronikat vzhůru pouze difúzí. Tento proces nezávisí na rychlosti, nýbrž pouze na hustotě slunečního větru a na charakteristické velikosti anomálií. Výsledky teoretických výpočtů jsou v dobrém souhlasu s měřeními Apolla 12 a Exploreru 35, kdy jsou k dispozici synchronní měření magnetického pole a hustoty sluneční plazmy.

Ve dvou obsáhlých pracích, vycházejících ze studia chemického složení Měsíce, zdůvodnil RINGWOOD svou hypotézu o oddělení Měsíce z pláště Země po zformování zemského jádra. Podle jeho názoru se měsíční nitro skládá ze dvou petrologických oblastí: a) vnější asi 400 km silná



vrstva, která byla částečná roztavená, prošla krystalickou diferenciací před 4,6—4,4 AE a vytvořila měsíční kůru a ultramafické podloží; b) prvotní hluboké nitro, které bylo zdrojem pro mořské čediče (3,8 až 3,2 AE). Před vyvřením moří byla tato látka kontaminována materiálem z diferenciačního procesu 4,6—4,4 AE. Měsíc má tedy zonální strukturu, přičemž nitro má poněkud vyšší obsah FeO a SiO<sub>2</sub> než vnější zóna. Tento model umožňuje kvantitativní výklad střední hustoty Měsíce, momentu setrvačnosti a profilu seismických rychlostí. Globální chemické složení Měsíce je velmi podobné složení zemského pláště až na to, že Měsíc je poněkud chudší na sodík a jiné těkavé prvky a bohatší na železo. Podobnost v chemickém složení se vztahuje také na vzácné zeminy, uran a thorium. Také izotopový poměr kyslíku v Měsíci a zemském plášti je stejný. Na podporu své hypotézy uvádí RINGWOOD, že obsah siderofilních prvků v zemském plášti (stejný jako v Měsíci) je výsledkem diferenciačních procesů, charakteristických pro Zemi, které vedly k vytvoření zemského jádra a pláště. Značně nižší obsah těkavých prvků v Měsíci než v obyčejných chondritech a typické protoplanetární látky svědčí podle Ringwooda o tom, že k oddělení Měsíce od Země došlo za velmi vysoké teploty. Měsíc se pak formoval na oběžné dráze kolem Země z kondenzované látky předtím vypařené ze zemského pláště, přičemž právě unikly těkavé složky.

Rovněž BINDER se přidružuje hypotézy oddělení Měsíce od Země. Spolu s LANGEM provedl modelové výpočty tepelné historie Měsíce, které vycházejí z uvedené hypotézy a přitom vystihují dnes přijímaný průběh teploty v nitru Měsíce, dále proces vzniku mořského čedičového magmatu (časovou škálu, hloubku, v níž láva vyvřela, stupeň částečného roztavení), a konečně tok tepla vystupujícího z nitra Měsíce (průměrná hodnota Apolla 15 a 17 je  $19 \cdot 10^{-3} \text{ W m}^{-2}$ , teoretická modelová hodnota je  $18 \cdot 10^{-3} \text{ W m}^{-2}$ ).

Z rozdílu magnetického pole Měsíce a jeho variací na denní a noční polokouli v závislosti na interakci se slunečním větrem a jeho variacemi odvodili VANJAN a JEGOROV teoreticky, že rezistivita Měsíce do hloubek 700—800 km je větší než  $5 \cdot 10^2 \Omega \text{ m}$ . Horních asi 170 km má rezistivitu dokonce  $10^6 \Omega \text{ m}$ . Tato elektromagnetická sondáž tedy svědčí o tom, že Měsíc má masivní tuhou litosféru, která sahá do hloubky asi 45 % měsíčního poloměru (analogická vrstva u Země pouze do hloubky asi 1,5 % zemského poloměru). Závěr v tloušťce tuhého obalu Měsíce je v souladu se zjištěním, že ohniska měsíční seismicity jsou v hloubkách 500—800 km. Autoři vycházeli z údajů naměřených na Lunochodu 2, Progonu 3, Pioneeru 9, Apollu 12 a Exploreru 35.

BASILEVSKIJ et al. studovali oblast příkopu Fossa Recta, která byla předmětem podrobného průzkumu Lunochodu 2. Okraje příkopu obsahují podélná pole balvanů. Autoři uvádějí přesvědčivé zdůvodnění, že

tyto balvany jsou podloží vystupující z erodovaného regolitu a nikoli „eratické“ balvany impaktního původu, které se obvykle nacházejí na povrchu moří. Především totiž zmíněné balvany mají morfologii typickou pro lávové útvary, dále k okraji příkopu se tloušťka regolitu zmenšuje a konečně matematicky formulovaný model vlivu drobných impaktů (které převládají) ukazuje, že právě na horní části svahu příkopu, který není impaktního původu, lze očekávat obnažené podloží. Podobné původní podloží bylo popsáno expedicí Apollo 15 na okraji Hadleyovy brázd. Při budoucích odběrech měsíčních hornin by bylo důležité se zaměřit na materiál popsaného původního podloží.

Na základě 126 snímků Měsíce na hvězdném pozadí určil FROESCHLÉ polohu základního kráteru Mösling A v souřadné soustavě  $xyz$ , kde  $z$  míří k Zemi,  $yz$  je v rovině měsíčního rovníku a  $x$  je osa k této rovině kolmá:  $x = -0,05559 \pm 9$ ,  $y = -0,09099 \pm 9$  a  $z = 0,9943 \pm 9$  (v jednotkách poloměru Měsíce). Bylo použito nové Eckhardtovy teorie librace, Williamsových planetárních členů a Eckhardtových členů z harmonického rozvoje měsíčního gravitačního potenciálu.

ANANDA et al. ukázali, že by bylo vhodné zvětšit poloosu dráhy plánovaného přenosového satelitu v projektu polární měsíční družice na 7000 km. Tím by se podstatně omezil vliv vyšších harmonických členů měsíčního gravitačního potenciálu a členy  $C_{20}$  a  $C_{22}$ , které určují hodnotu středního momentu setrvačnosti, by se značně zpřesnily. Parametr  $I/MR^2$ , který určuje nehomogenitu nitra Měsíce, by pro jádro o poloměru 300 km dával hustotu s chybou pouze  $0,1 \text{ g cm}^{-3}$ . To by znamenalo podstatný pokrok v údajích, které vymezují model nitra Měsíce.

*Planety.* V minulém přehledu jsme uvedli studii EPSTEINA a KNAUTHA, v níž na podkladě geologických nálezů byl odvozen tepelný vývoj na povrchu Země až do doby před 3 AE. Řada autorů prováděla modelové výpočty k výkladu vývoje zemské atmosféry a podmínek na povrchu Země.

HART provedl podrobný rozbor vývoje zemské atmosféry. Vycházel z předpokladu, že prvotní Země byla bez atmosféry a měla albedo 0,15. Atmosféra vznikala uvolňováním plynů z nitra Země. Vývoj chemického složení atmosféry byl studován pomocí modelových výpočtů na počítači. Přitom vedle uvolňování plynů z nitra vzal v úvahu fotodisociaci  $\text{H}_2\text{O}$ , únik vodíku do kosmického prostoru, kondenzaci vodní páry do oceánů, chemickou vazbu  $\text{CO}_2$  v sedimentárních horninách, existenci života a změny živé hmoty, fotosyntézu a organické sedimenty, okysličování povrchových hornin, reakce mezi atmosférickými plyny, rozpouštění plynů v mořské vodě. Počítačový program dále počítal dlouhodobé změny povrchové teploty Země, při čemž se přihlíželo k proměnnosti zářivosti Slunce, ke změnám zemského albeda a ke skleníkovému efektu. Pro únik plynů z nitra byly voleny různé kombinace chemického za-

stoupení tak, aby se při modelovém výpočtu dospělo k souhlasu se složením současné atmosféry, sedimentárních hornin, dále aby v rané fázi vývoje atmosféra vytvořila skleníkový efekt a aby se před 2 AE objevil volný kyslík. Modelové výpočty ukázaly, že nejlépe vyhovuje toto složení uvolňovaných plynů (podle hmotnosti): 85,4 % O, 9,7 % H, 4,7 % C, 0,2 % N. Tomu např. odpovídá směs 84,4 % H<sub>2</sub>O, 14,3 % CO<sub>2</sub>, 1,1 % CH<sub>4</sub> a 0,2 % N<sub>2</sub>. Pokud jde o argon, předpokládalo se, že přichází do ovzduší radioaktivním rozpadem <sup>40</sup>K. Výpočty ukázaly, že z počátku, asi 10<sup>8</sup> let zcela převládal v atmosféře CO<sub>2</sub>, avšak rychle ho ubývalo, protože se chemicky vázal na křemičité horniny. V době od 0,2 do 2,1 AE v atmosféře převládal CH<sub>4</sub>, který skleníkovým efektem vedl ke zvýšení povrchové teploty. To dosáhla maxima téměř 320 K v době asi 1 AE po zformování Země. Atmosféra obsahovala mnoho vodních par, jejichž fotodisociací se začal vytvářet volný kyslík. Jeho dalším zdrojem byla fotosyntéza rostlin. Spalováním s kyslíkem mizel CH<sub>4</sub> a hlavní složkou atmosféry se postupně stával dusík. Život byl z počátku omezen slunečním ultrafialovým zářením pouze na moře, a to ještě asi 10 m pod hladinou. Zhruba před 0,42 AE vzrostl obsah kyslíku natolik, že se vytvořila ochranná vrstva ozónu a život se rychle rozšířil na pevniny. Snižováním oblačné pokrývky (což souviselo s poklesem CH<sub>4</sub>) klesala také podstatně povrchová teplota a vytvořily se značné vrstvy ledu v polárních oblastech. Naštěstí se však při nových podmínkách osvětlení povrchu a přijímaném množství tepla od Slunce vytvořily rovnovážné podmínky. Hartovy výpočty vedly k závěru, že při zmenšení střední vzdálenosti Země od Slunce o 5 % by byl v rané fázi vývoje trvale převládl skleníkový efekt. Země by byla neobyvatelná pro příliš vysokou povrchovou teplotu. Naopak při zvětšení střední vzdálenosti pouze asi o 1 % by před 2 AE došlo k trvalému zalednění Země. Ovšem v autorově modelu není zahrnuta globální cirkulace v atmosféře, která by patrně vedla k tomu, že omezující podmínky na vzdálenost od Slunce by byly méně ostré. HART v závěru své práce zdůraznil, že jeho modelové výpočty podaly jen jeden příklad možného vývojového modelu zemské atmosféry. Není vyloučeno, že mohou existovat jiné vhodné kombinace volitelných parametrů. A vzhledem ke složitosti problému lze dodat, že do modelového výpočtu jistě nebyly zahrnuty také všechny aspekty a děje.

V další práci použil HART svůj modelový výpočet atmosféry a povrchové teploty na určení obyvatelných zón (ekosfér) okolo hvězd hlavní posloupnosti o různé hmotnosti. Ukázalo se, že ekosféry hvězd méně hmotných než Slunce nejenže jsou blíže ke Slunci, nýbrž jsou také užší. Označíme-li  $L(t)$  zářivost hvězdy určité hmotnosti za  $t$  miliard let po začátku vývoje na hlavní posloupnosti (a prakticky po začátku zformování planetární soustavy), pak poměr vzdáleností, které ohraničují ekosféru, je zhruba úměrný poměru  $[L(3,5)/L(1,0)]^{1/2}$ . Pro hvězdy

pozdějšího typu než asi K1, které se vyvíjejí velmi pomalu, je tloušťka ekosféry nulová, tj. neexistuje pro ně stále obyvatelná zóna. Při malé vzdálenosti od hvězdy převládne skleníkový efekt, při větší zase zalednění.

Spalování fosilních paliv v současné době vede ke zvyšování obsahu  $\text{CO}_2$  v ovzduší, což by během půl století mohlo vést ke znatelným změnám podnebí na Zemi. Jak zjistil RUST, přes tento stálý vzrůst obsahu  $\text{CO}_2$  se překládají výkyvy: jeden s roční periodou je přisuzován vlivu biosféry, další s poněkud menší amplitudou úzce souvisí se sluneční činností. Časová změna obsahu  $\text{CO}_2$  v zemské atmosféře je úměrná mohutnosti sluneční aktivity. Mechanismus působení Slunce je zatím neznámý.

SAGAN před časem rovněž použil modelový výpočet pro vývoj atmosféry a povrchové teploty Země. Od Hartových výpočtů se jeho model liší především poměrně vysokou počáteční hustotou atmosféry. Skleníkový efekt  $\text{H}_2$  zde vedl před 4 AE k povrchovým teplotám přes 400 K. Později se ve skleníkovém efektu podle Sagana uplatnila malá příměs  $\text{NH}_3$ . Budoucí vývoj na Zemi vzhledem k rostoucí zářivosti Slunce bude znamenat zvýšení teploty povrchu na bod varu vody zhruba za 5 AE. Nyní použil SAGAN údajů sond Viking o složení Marsovy atmosféry a o jeho střední povrchové teplotě k sestavení podobného modelového výpočtu vývoje Marsovy atmosféry. Poměr  $^{15}\text{N}/^{14}\text{N}$  v Marsové ovzduší je mnohem vyšší než na Zemi. To lze vysvětlit tak, že Marsova atmosféra byla kdysi mnohem hustší (povrchový tlak  $10^4 - 2 \cdot 10^5$  Pa) a izotop  $^{14}\text{N}$  z ní unikal poněkud rychleji. SAGAN propočítal dvě varianty: pro původně hustou vodíkovou atmosféru, kde teplota stále klesala od 400 K až k minimu 210 K před 2,5 AE. Druhá varianta s malou příměsí  $\text{NH}_3$  dává po dobu asi 1 AE růst teploty z 260 na 270 K a potom opět pokles, v němž se krátkodobě na skleníkovém efektu podílí  $\text{CO}_2$  a vodní pára. Výpočty tedy ukazují, že v minulosti mohla být na Marsu teplota nad bodem mrazu vody alespoň v určitém rozmezí šířek, což by vysvětlovalo některé morfologické jevy na povrchu Marsu (např. koryta řek). Vlivem rostoucí zářivosti Slunce vystoupí na Marsu teplota povrchu nad bod mrazu opět za 4–6 AE, tedy v době, kdy teplota na Zemi bude pro život příliš vysoká.

MUCHIN a MOROZ studovali problém vývoje atmosféry a hydrosféry Země v raných fázích. Tehdy byla zářivost Slunce o 40 % nižší než dnes a tomu odpovídala teplota asi 230 K na povrchu primitivní Země. Paleontologické nálezy však svědčí o existenci života v zemské hydrosféře již asi před 3,5 AE. Sagan a Mullen se pokusili před časem vysvětlit ohřev Země skleníkovým efektem malé příměsi  $\text{NH}_3$  v atmosféře. Autoři však uvádějí několik argumentů proti přítomnosti  $\text{NH}_3$  v ovzduší Země a dále vypracovali a zdůvodnili model, v němž skleníkový efekt

vytváří atmosféra  $\text{CO}_2$ . Během řádově  $10^8$  let dostoupil tlak atmosféry  $\text{CO}_2$  zhruba  $10^5$  Pa a došlo k tání ledové pokrývky v rovníkových oblastech.

Oba autoři v další podrobné práci srovnávali současný obsah  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}_2$ ,  $\text{N}_2$  a  $\text{O}_2$  v atmosférách Země, Venuše a Marsu a dospěli k těmto hodnotám (v  $\text{g cm}^{-2}$ ): Země: asi 1,0,  $4,6 \cdot 10^{-4}$ ,  $8 \cdot 10^2$ ,  $2 \cdot 10^2$ ; Venuše:  $10^3$ ,  $1,1 \cdot 10^5$ ,  $\leq 5 \cdot 10^3$ ,  $\leq 10^2$ ; Mars:  $10^{-3}$ , 16,  $2,5 \cdot 10^{-1}$ ,  $2 \cdot 10^{-1}$ . Údaje pro Venuši jsou podle sond Veněra, pro Mars podle sond Viking. Celkové množství týchž látek uvolněných z nitra planet činí: Země (atmosféra + hydrosféra + sedimenty):  $3,3 \cdot 10^5$ ,  $5 \cdot 10^4$ ,  $8 \cdot 10^2$ ,  $2 \cdot 10^2$ ; Mars (nejpravděpodobnější odhady na základě izotopu  $^{36}\text{Ar}$  a poměru  $^{15}\text{N}/^{14}\text{N}$ ):  $1,5 \cdot 10^3$ ,  $2 \cdot 10^2$ , 4,  $2 \cdot 10^{-1}$ . U Venuše jsou to výše uvedené hodnoty. Na povrchu původní Země byl velmi nízký tlak  $10^2$  až  $10^3$  Pa. Odplyněním vznikly podmínky pro uplatnění skleníkového efektu  $\text{CO}_2$ , nejprve za suchého režimu a s roustoucí teplotou se pak uplatňoval i vliv vodních par. Další vývoj klimatu byl ovlivňován úbytkem  $\text{CO}_2$  v atmosféře (vznik sedimentů a později vliv biosféry). Charakteristická doba úbytku  $\text{CO}_2$  byla  $10^6$  let. Přitom poklesla teplota pod nulu, zamrznutím vody stoupl albedo a pokles  $\text{CO}_2$  byl vystřídán nakrátko vzrůstem obsahu  $\text{CO}_2$  v atmosféře. Tyto cyklické klimatické změny se však jen překládaly přes dlouhodobější značný pokles  $\text{CO}_2$  v atmosféře. Na Marsu bylo odplyňování nižší. Také povrchová teplota po zformování planety byla nižší než u Země, asi 200 K. Voda i  $\text{CO}_2$  se zprvu koncentrovaly v polárních oblastech v tuhém stavu. Se vzrůstem solární konstanty se zvyšuje také obsah těkavých látek. Stále více  $\text{CO}_2$  sublimuje do atmosféry, začíná působit skleníkový efekt, až před 1–2 AE začíná tát vodní led a vzniká hydrosféra, na povrchu se projevuje činnost tekoucí vody. Voda na povrchu však vedla k zvýšené interakci s atmosférou, obsah  $\text{CO}_2$  se zmenšil, poklesl skleníkový efekt i teplota. Albedo se zvýšilo vznikem limonitu, voda zamrzla a koncentrovala se v polárních čepičkách a v permafrostu — Mars se vyvinul do své dnešní podoby. Lze těžko říci, zda oteplení trvalo dost dlouho, aby mohla vzniknout biosféra. Současný stav Venuše lze poměrně jednoduše vysvětlit skleníkovým efektem  $\text{CO}_2$  za předpokladu, že planeta vznikla z materiálu s velmi nízkým obsahem vody. Pak na povrchu Venuše nikdy nebyla voda v tekutém stavu a nedošlo k chemickým vazbám  $\text{CO}_2$ . Vešketý uvolněný  $\text{CO}_2$  tedy zůstal v atmosféře a skleníkový efekt způsobil, že již před 4 AE teplota na povrchu překročila 600 K.

Podle výpočtu HAYSE kolísá sklon zemské dráhy s periodou 41 000 let a výstřednost dráhy s periodou 100 000 let. Srovnáním s klimatickými změnami v posledních geologických obdobích se ukázala korelace s geometrickými vlastnostmi zemské dráhy. Jsou-li tyto závěry správné, lze očekávat v příštích tisíciletích na severní polokouli přibývající zalednění.

Na dlouhodobější změny průměrné teploty Země mají patrně vliv pohyby kontinentů. Uvedme k tomu hypotézu MCCREA, že při průchodu Slunce hustým mezihvězdným oblakem (na vnitřním okraji spirálních ramen v Galaxii, v oblasti rázové vlny, jsou oblaka o hustotách až  $10^7$  molekul  $H_2/cm^3$ ) může zářivost Slunce akrecí látky vzrůst přechodně až na dvojnásobek. MCCREA se domnívá, že by důsledkem toho byla zvýšená oblačnost na Zemi, snížení tepla přijímaného povrchem Země, snížení střední povrchové teploty a vznik ledové doby — což je sporné.

Připomeňme si, že v posledních letech byly získány upřesněné údaje o posledních dvou ledových dobách metodou radiouhlíkového datování ( $^{14}C$ ). Poslední zalednění probíhalo v období před 10—25 tisíci lety a předchozí před 50—65 tisíci lety. Obě se projevila nejen v alpské a skandinávsko-ruské oblasti, nýbrž také na Sibiři, v Severní Americe a na Novém Zélandu. Zdá se, že změny klimatu mají dosti složitý charakter — vedle dlouhodobých poměrně velkých změn existují též výkyvy menší o kratších periodách. Příčin bude zřejmě více, je to typický problém, který vyžaduje mezioborovou spolupráci.

S poněkud odlišným aspektem než MCCREA se zabývali problémem setkání Slunce s hustým mezihvězdným oblakem TALBOT et al. Slunce prochází galaktickou hustotní vlnou zhruba jednou za  $10^8$  let. Během svého života se Slunce pravděpodobně setká se 135 oblaky o hustotě přes 100 atomů  $H/cm^3$  a asi s 16 mraky ještě aspoň desetkrát hustšími. Takové setkání především ovlivní sluneční vítr. Při hustotě  $>100 H/cm^3$  a relativní rychlosti  $20 km s^{-1}$  by byl sluneční vítr na čelní straně stlačen dovnitř zemské dráhy. Alespoň po část roku by byla Země plně vystavena vlivu galaktického kosmického záření, což by mohlo ovlivnit podnebí. Při vyšších hustotách by mrak mohl zcela stlačit sluneční vítr a došlo by k akreci látky z mraku na Slunce. Během svého života mohlo takto Slunce zvětšit svou hmotnost asi o 0,01 % nebo i více. Energie uvolněná při akreci by zvýšila sluneční zářivost především v ultrafialové a rentgenové oblasti. Dlouhodobější zvýšení zářivosti Slunce o 1 % by již podstatně ovlivnilo podnebí a znamenalo by ohrožení života na Zemi. Při akreci by se povrch Slunce mohl obohatit o těžší prvky vzhledem ke složení nitra, což by mohlo zmenšit nesouhlas mezi teorií a pozorováním v problému slunečních neutrin. Také na planetách by setkání s mrakem vedlo ke změnám. Zemská atmosféra by byla obohacena asi o 25 % vodíku, který unikl od posledního setkání. Také by se zvýšil obsah helia a prachu.

Podle výpočtů SZEBEHELYO a MCKENZIEHO není dráha Měsíce okolo Země dlouhodobě stabilní, protože dráha Země okolo Slunce je příliš výstředná ( $e = 0,017$ ). Jak ukazují výpočty, ztratila by Země Měsíc již při podstatně menší excentricitě své dráhy (0,0023). TURCOTTE et al. studovali vzdalování Měsíce od Země v důsledku slapového tření. Z paleontologických nálezů o počtu dní v měsíci před 0,5 AE vyvozují,



že před  $2,85 \pm 0,25$  AE došlo k těsnému přiblížení Země a Měsíce a v důsledku slapových sil k velkému zahřátí a vulkanickým dějům na obou tělesech. Není vyloučeno, že velké zahřátí hrálo roli při vzniku života na Zemi. Autoři se přidržují CLARKOVA modelu zachycení Měsíce Zemí před 4,6 AE na retrogradní dráze, v období těsného přiblížení přešel na přímou dráhu.

Přesný popis gravitačních polí a tvarů planet a měsíců byl umožněn teprve studiem pohybu umělých kosmických těles. U nás tuto oblast obohatil o nové metody a poznatky BURŠA. V jedné práci se zabýval určením poloh hlavních os setrvačnosti Země a Měsíce z pozorování družic. Tento problém dosud nebyl řešen. Z pohybu družic lze určit deviační momenty, které závisí na rozdílech momentů setrvačnosti a úhlech, které určují směr hlavních os setrvačnosti. Z geopotenciálů GEM 5 a 6 určil autor, že pól elipsoidu setrvačnosti Země leží na poledníku  $99,5^\circ$  W ve vzdálenosti  $1,5''$  od referenčního pólu. Tytéž veličiny pro Měsíc jsou rovny  $95,5^\circ$  W a  $1,6^\circ$ . V další práci se BURŠA zabýval variacemi zemské rotace, způsobenými některými členy v rozvoji zemského potenciálu. Odvodil příslušné vztahy, které umožňují srovnání teorie s pozorováním.

BA GOUGH zjistil, že tvar Země lze v jistém smyslu přirovnat k tenisovému míči: jedna vyvýšená oblast se prostírá od severního pólu přibližně ve směru  $0^\circ$  a  $180^\circ$  W až asi k  $40^\circ$  S a druhá snížená od jižního pólu ve směru  $90^\circ$  a  $270^\circ$  W až k Arktidě. Vyvýšené oblasti asi odpovídá konvektivní proud pod zemskou kůrou, směřující do nitra Země, snížené oblasti naopak vzestupný proud. Tím modelem lze také objasnit pohyby tektonických desek v Tichém oceánu.

Skupina TRUBICYNNA a ŽARKOVA dále rozvíjela teorii tvaru a gravitačního pole planet s diferenciální rotací. Pro různé průběhy hustoty v nitru planety a různé závislosti rotační rychlosti na vzdálenosti od osy rotace určili gravitační momenty a parametry charakterizující tvar. Srovnáním s některými z těchto veličin, které byly určeny z pozorování pro Jupitera a Saturna, je možno zpětně usuzovat na průběh hustoty a rotační rychlosti u těchto planet.

ŽURAVLEV se zabýval určením stacionárních bodů, tj. bodů, v nichž lze umístit přesně synchronně obíhající družice. U trojosého elipsoidu jsou to body v prodloužení obou os rovníkové elipsy. Jestliže gravitační pole tělesa je popsáno větším počtem gravitačních momentů (Stokesových parametrů), liší se polohy stacionárních bodů od směrů os trojosého elipsoidu, který je prvním přiblížením. Autor vypočetl polohy stacionárních bodů pro Zemi, Měsíc a Mars. U Země a Marsu jsou stacionární body hluboko uvnitř sféry aktivity, kdežto u Měsíce je příslušná vzdálenost 88 451 km podstatně větší než střední poloměr sféry jeho aktivity (66 155 km).

THOMSON et al. na základě nových pozorování silně zčervenale B hvězdy MWC 349 dospěli k závěru, že zde pozorujeme formování planetární soustavy. Hvězda je ve vzdálenosti zhruba 3000 pc, hmotnost je asi  $30 M_{\odot}$ , poloměr asi  $10 R_{\odot}$ . Autoři soudí, že hvězda je extrémně mladá, snad jen 1000 let. Její předpokládaná doba života je asi  $10^8$  let. Ze spektrálních zvláštností lze vyvodit, že hvězda je obklopena jasným diskem o průměru 20krát a svítivosti 10krát větší než hvězda. Disk má v průřezu tvar klínu, který se rozšiřuje k okraji. Celková jasnost hvězdy s diskem klesá asi o 1 % za měsíc, protože svítící látka z disku přechází na hvězdu. Při dosavadním poklesu jasnosti lze očekávat, že svítící disk zmizí asi během 100 let. Předpokládá se, že svítící disk (který by dosahoval za dráhu Země) je vnitřní částí mnohem většího nesvítícího, relativně chladného disku (který by dosahoval za dráhu Pluta). Ukáže-li se uvedená interpretace správná, mohlo by další pozorování rychle se měnících vlastností disku objasnit některé obecné rysy procesu formování planetární soustavy.

DEJČ a ORLOVA provedli podrobnou analýzu oběžného pohybu známé dvojhvězdy 61 Cyg na základě nové, dlouhodobé, velmi homogenní série 418 desek vyfotografovaných pulkovským normálním astrografem a refraktorem o ohnisku 10,5 m. Dráhový pohyb jeví systematické malé odchylky, které lze rozložit na tři periodické pohyby. Podle interpretace autorů patří jeden průvodce s periodou 7 let a hmotností 6-krát větší než Jupiter jedné složce dvojhvězdy a další dva o periodách 6 a 12 let a hmotnostech 7 a 11krát větších než Jupiter druhé složce. Hvězda 61 Cyg byla sledována též na 966 snímcích Sproulovy observatoře. Dejč a Orlova zjistili dobrý souhlas mezi časovým průběhem perturbací na základě pulkovského i sproulského materiálu. Pouze amplitudy odchylek měřených na sproulských snímcích jsou menší a dávají hmotnosti průvodců asi poloviční.

SAFRONOV zkoumal teplotu Země, která se akumuluje z pevných těles. Odvodil rovnici pro vedení tepla v rostoucí kulově symetrické planetě, v níž se přihlíží k ohřevu impakty, k radioaktivitě a ke stlačování. Jako aproximace pro vnější části Země je nalezeno řešení jednodušší rovnice pro planparalelní vrstvu. Výsledek závisí podstatně na velikosti dopadajících těles, téměř však nezávisí na časovém měřítku akumulace. Pro malá tělesa o poloměru  $r < r_1$  ( $\doteq 1$  km pro Zemi) zahřívání při impaktu je malé. Pro tělesa  $r > r_1$  je zahřátí povrchové vrstvy zhruba úměrně poměru  $r/r_1$ . Ke konci akumulace Země může dojít až k tavení hornin ve vrstvě silné několik set kilometrů při impaktech těles o poloměrech  $r \gtrsim 60$  km.

Anomálie v izotopickém složení O, Ne, Mg, K, I, Kr, Xe, Pb a Pu některých meteoritů vedla některé badatele k myšlence, že exploze supernovy typu II dala impuls ke kolapsu blízkého mezihvězdného



mraku. Expandující obálka supernovy, v níž mohly být přítomny i prachové částice, vnesla do kolabujícího mraku, z něhož se formovala planetární soustava, produkty nukleosyntézy, které mohou vysvětlit většinu anomálií pozorovaných ve sluneční soustavě. Přitom časový sled je takový, že k výbuchu supernovy došlo nejvýše několik miliónů let před formováním sluneční soustavy.

HERBST a ASSOUSA pozorovali dvě oblasti asociací CMa R1 a Cep OB3. Rozdvojení zakázaných čar [NII] v emisním spektru CMa R1 svědčí o tom, že jde o expandující obálku. Jiné nezávislé potvrzení je z rádiových měření neutrálního vodíku. Optická a infračervená pozorování hvězd CMa R1 ukazují, že v asociaci jsou přítomny hvězdy před vstupem na hlavní posloupnost. Pro oblast Cep OB3 vyplývá, že supernova musí být mladší než  $10^4$  let a při interakci s mrakem, v němž vznikly hvězdy mladší podskupiny, měla expandující obálka rychlost větší než 45 km/s. Uvedená pozorování mluví ve prospěch hypotézy, že exploze supernovy může dát impuls ke kolapsu mezihvězdného mraku a ke vzniku hvězd a případně planetárních soustav.

*Merkur.* Na základě třetího průletu Marineru 10 byla ještě upřesněna hodnota pro poměr hmotnosti Slunce k hmotnosti Merkura na  $6\,023\,700 \pm 300$ . Rovněž byl určen gravitační moment  $J_2 = (8 \pm 6) \cdot 10^{-5}$ . Podobně jako u Venuše je tato veličina značně (téměř o dva řády) větší než poměr odstředivého a gravitačního zrychlení na rovníku ( $q \sim 10^{-6}$ ), takže rozložení hmoty v nitru se značně odchyluje od hydrostatické rovnováhy a z hodnoty  $J_2$  nelze nic vyvodit o koncentraci hmoty ke středu. Data z dráhy Marineru 10 svědčí o struktuře Merkurova gravitačního pole a pravděpodobně bude možno odvodit ještě hrubou hodnotu momentu  $J_4$ . Z upřesněné hmotnosti a radarem určeného poloměru 2439 km plyne střední hustota Merkura  $5,433 \pm 0,012 \text{ g cm}^{-3}$ .

Na základě více než 900 snímků Marineru 10 s rozlišením 0,4–2 km a 152 rektifikovaných stereo-dvojic snímků je připravována geologická mapa Merkura v měřítku 1 : 5 000 000. Povrch planety je rozdělen na 15 oblastí, z nichž 9 je pokryto snímky zčásti nebo úplně. Ukazuje se relativní nedostatek kráterů v rozmezí průměrů 30–60 km a pánví o průměru přes 250 km. Pole sekundárních kráterů pokrývají plochu asi 5krát menší než u srovnatelných impaktů na Měsíci. Erozivní působení sekundárních úlomků je dosti velké, avšak samotné sekundární krátery jsou dobře zachovány. Na rovinných oblastech není vidět tak výrazné vulkanické rysy jako na Měsíci. Morfologie prasklin svědčí o poli napětí odlišném od Marsu a Měsíce.

TEPPER a HAPKE objevili ve spektru odraženého světla Merkura slabý pás u 1030 nm, který patří  $\text{Fe}^{2+}$ . Příslušný minerál by mohl být pyroxen, což by svědčilo, že kůra Merkura má čedičový charakter jako Měsíc. Také by to mohl být druh olivínu. Rozhodnout mezi těmito dvěma

možnostmi může oblast u 2000 nm, kde pyroxen má pás, olivín však nikoli.

Ze spektrometrických měření 2 m teleskopem na Mauna Kea v oblasti 0,62—2,5  $\mu\text{m}$  v době, kdy byl Merkur ve vzdálenosti 0,332 AU od Slunce, obdržel CLARK teplotu subsolárního bodu  $726 \pm 30$  K a koeficient emisivivity  $\varepsilon = 0,96$  (+0,04/−0,15). Obě hodnoty jsou navzájem vázány, a proto mají poměrně značné chyby. Na základě dalších měření Merkura v jiných vzdálenostech od Slunce bude možno obě hodnoty podstatně upřesnit.

Merkur má vnitřní magnetické pole o dipólovém momentu  $5 \cdot 10^{12}$  T m<sup>3</sup>, tj. asi 10<sup>3</sup>krát menším než zemský. GUBBIN soudí, že přes pomalou rotaci Merkura, za předpokladu že rozsáhlé jádro (poloměr 1600 km) je aspoň zčásti tekuté, jsou v něm dynamické podmínky velmi podobné jako v jádře Země a magnetické pole může být vyvoláno dynamovým efektem.

*Venuše.* Akademik KĚLDYŠ shrnul na 19. zasedání COSPARU výsledky, kterých bylo dosaženo pomocí sond Veněra 9 a 10. Upřesněné údaje o místech přistání jsou: Veněra 9, zenitová vzdálenost Slunce 33°; Veněra 10 — zenitová vzdálenost Slunce 27°. Místa přistání jsou 1,5 a 2 km nad povrchem o poloměru 6051 km. Z chemického rozboru hornin v místě přistání a z jeho srovnání s poznatky o Zemi, Měsíci a Marsu plyne, že u všech těchto těles probíhal stejný geochemický proces. Průlet sond atmosférou potvrdil parametry naměřené předchozími Veněrami a navíc se ukázalo, že denní teploty nad výškami 40—50 km jsou asi o 20—25° vyšší než noční. Rychlost zonálního větru rostla prakticky lineárně od 10 do 30 km, vy výškách 30—60 km byla asi 70 m s<sup>-1</sup>.

Další výsledky přednesli sovětští odborníci na kongresu Mezinárodní astronautické federace v Praze. Po dobu činnosti oběžných částí sond Veněra 9 a 10 v letech 1975—6 bylo získáno asi 50 rádiových profilů Venušiny atmosféry. Přitom bylo velmi výhodné, že současně se signály sondy, které procházely atmosférou Venuše, byly k dispozici signály druhé sondy, které umožňovaly provést bez vedlejších předpokladů přímou korekci naměřených údajů o vliv meziplanetární plazmy a zemské ionosféry. Zpracování měření vedla k určení parametrů denní, noční a polární atmosféry Venuše ve výškách 40—90 km. V dolní části této vrstvy (40—50 km) byly zaznamenány diskrétní vrstvy a silná turbulence. Vzhledem k tomu, že v této oblasti je tlak srovnatelný s pozemským (0,27—1,5 · 10<sup>5</sup> Pa) a teplota je 270—378 K, není vyloučeno, že by zde mohly být přítomny i mikroorganismy.

V současné době známe z pozorování pro Venuši hmotnost, poloměr, dobu rotace a gravitační moment  $J_2 = (2,7 \pm 0,9) \cdot 10^{-5}$ . Z prvních tří veličin plyne malý parametr  $q = 6,1 \cdot 10^{-8}$  (rovný poměru odstředivého a gravitačního zrychlení na rovníku). V hydrostatické rovnováze jsou  $q$

a  $J_2$  malé veličiny téhož řádu. Žarkov a Trubicyn upozorňují na velký rozdíl mezi oběma hodnotami a vyvozují odtud závěr, že podmínky v nitru Venuše jsou velmi odlišné od hydrostatické rovnováhy. Nelze tudíž z hodnot  $q$  a  $J_2$  určit obvyklým způsobem moment setrvačnosti, který by charakterizoval rozložení hustoty uvnitř planety. Precesní konstanta, která by umožnila určit polární moment setrvačnosti, zatím není známa a není jasné, bude-li možno ji určit v dohledné době. Autoři dále z velikosti momentu  $J_2$  dospívají k odhadu tečných napětí v nitru Venuše řádově  $10^7$  Pa.

Rádiometry družic Veněra 9 a 10, které měřily tepelné záření Venuše v oblastech 7,4–13,3 a 17,7–30  $\mu\text{m}$ , měřily oblasti v rozmezí šířek  $-40^\circ$  až  $+50^\circ$ . Měření ukázala, že teploty, odpovídající detekovanému infračervenému záření, byly prakticky konstantní (243–245 K) na noční straně, zatím co na denní straně byly zjištěny zřetelné asymetrie. Rozdělíme-li sluneční den Venuše, který je roven asi 117 dním na Zemi, na 24 hv (hv = 1 hodina Venuše = necelých 5 dní na Zemi), pak místnímu času 12 hv odpovídá teplota 238 K, času 6 hv, resp. 18 hv teplota 243 K, resp. 239 K a času 8 hv, resp. 16 hv teplota 236 K, resp. 232 K. Okolo 16 hv byly tedy naměřeny nejnižší teploty. Tato zvláštnost souvisí se strukturou a dynamikou Venušiny atmosféry. Z provedených měření bylo odvozeno globální radiometrické albedo Venuše  $0,79 \pm 0,02$ .

GOLDSTEIN et al. shrnuli radarový výzkum povrchu Venuše v Goldstone za poslední čtyři roky. Pozorování pokryla asi 6% povrchu planety s typickým rozlišením 10 km. Byly sestaveny mapy odrazivosti a výškových profilů. Bylo zaznamenáno rozsáhlé koryto o délce 1400 km, šířce 150 km a hloubce 2 km a hornaté oblasti s údolími. Jsou patrné také četné deprese kráterového typu a rozsáhlé roviny o nízké odrazivosti, což nasvědčuje tomu, že povrch je pokryt četnými balvany. Několik oblastí má složitou topografii, tzv. chaotický terén, a další oblasti svědčí o vulkanické a tektonické horotvorné činnosti. Rádiovým interferometrem v Arecibu byla získána nová pozorování oblasti  $\pm 40^\circ$  šířky a  $290^\circ - 10^\circ$  délky s rozlišením 5–10 km během dolní konjunkce Venuše.

WILSON et al. oznámili objev mikrovlnné čáry CO na frekvenci 115 GHz ve spektru Venuše i Marsu. Je to úzká absorpční čára na spojitém emisním záření planety. Je to první mikrovlnná spektrální čára objevená v atmosféře jiné planety než Země a dává nové možnosti ke studiu planetárních atmosfér. Byly hledány též mikrovlnné čáry dalších molekul v atmosférách Venuše a Marsu, zatím však nebyly detekovány.

KLORE et al. zkoumali složení nižší vrstvy mraků Venuše z měření v pásmu S(13 cm) a X(3,6 cm) v průběhu rádiového zákrytu Marineru 10. Z rádiové absorpce v obou vlnových délkách odvodili, že absorbující prostředí je směs vody a  $\text{H}_2\text{SO}_4$ . Koncentrace  $\text{H}_2\text{SO}_4$  je  $75 \pm 25\%$ .

Byly zjištěny tři vrstvy mraků ve výškách 68, 60 a 48 km. V horním mraku je kapalný obsah  $0,05 \text{ g m}^{-3}$ , v dolním  $0,83 \text{ g m}^{-3}$ . Kapalný obsah je podobný jako v pozemských cumulech nebo cumulo-nimbech a je v souladu s deštěm  $\text{H}_2\text{SO}_4$  pod vrstvou mraků, který zjistila sonda Veněra 9.

*Mars.* Z rádiových signálů přistávacích modulů sond Viking 1 a 2 (VL 1 a 2) během prvních 81 dní (VL 1) a 35 dní (VL 2) byly určeny souřadnice obou modulů, orientace Marsovy rotační osy a rychlost rotace. Severní pól má (k epoše 1. I. 1950,  $0^{\text{h}}$  UT) souřadnice  $\alpha = -317,340^\circ \pm 0,006^\circ$ ,  $\delta = +57,710^\circ \pm 0,004^\circ$  (1950,0). Pro redukci z epochy pozorování na epochu 1950 byla použita Lowellova precesní konstanta  $708''$  za 100 let a de Vaucouleursovy vztahy pro pohyb v rektascenzi a deklinaci. Vysoká přesnost určení směru rotační osy za poměrně krátkou dobu měření dává předpoklady zjistit za delší dobu také precesní pohyb osy. Rotační perioda Marsu byla upřesněna na  $24^{\text{h}}37^{\text{m}}22,663^{\text{s}} \pm 0,004^{\text{s}}$ . Areocentrická poloha VL 1 je  $22,272^\circ \pm \pm 0,006^\circ \text{ N}$ ,  $47^\circ, 94 \pm 0,12^\circ \text{ W}$  a vzdálenost od středu Marsu  $3389,38 \pm \pm 0,08 \text{ km}$ . VL 2 :  $47,669^\circ \pm 0,006^\circ \text{ N}$ ,  $225,71^\circ \pm 0,12^\circ \text{ W}$  a vzdálenost od středu  $3381,88 \pm 0,22 \text{ km}$ . Z rádiových signálů dále vyplývá, že vzdálenost Země—Mars, předpověděná z efemerid před Vikingy, se liší od správné hodnoty pouze o několik km. Gravitační pole Marsu bude upřesněno ze signálů družic Viking 1 a 2 (VO 1, 2). Při konjunkci se Sluncem v listopadu 1976 byly získány rádiové údaje pro studium vlastností sluneční koróny a k ověření obecné teorie relativity.

Během října 1976 získal VO 2 asi 700 snímků severní polární oblasti Marsu s vysokým rozlišením. Byla potvrzena existence rozsáhlých sedimentů, pokrytých z větší části věčným ledem. Nehomogenita sedimentů svědčí o složitém klimatickém vývoji v průběhu jejich vzniku. Byla objevena akumulace dun z velmi tmavého materiálu, obklopující pól. Celá tato oblast je bez čerstvých kráterů, což svědčí o rychlé erozi a tvorbě sedimentů. Z pozorovacího materiálu bylo vyvozeno schéma geologického vývoje se dvěma typy klimatických změn. Snímky VO podstatně obohatily naše znalosti vulkanických jevů na Marsu. Byly objeveny malé (1—10 km) sopečné útvary v oblasti Chryse Planitia, kuželovitého i nízkého štítového tvaru. Mnohé útvary typu „patera“ jsou primární lávové útvary, nikoli erodované struktury, jak se usuzovalo na základě dat Marineru 9. Alba Patera např. jeví stopy několikanásobného eruptivního vývoje, je patrné několik lávových toků různé morfologie. Snímky oblasti Olympus Mons s vysokým rozlišením ukazují poměrně čerstvé toky lávy, překrývající starší struktury i lávová pole okolních rovin. Mnohé roviny, které byly až dosud považovány za usazeniny navátého materiálu, ukazují na nových snímcích lávové fronty obdobné jako v Mare Imbrium. Také mezikráterové roviny v několika oblastech, jako západně od Hellady, rovněž vykazují toky lávy. Všechny

nově objevené vulkanické struktury jsou nyní podrobně studovány, aby byly lépe objasněny důležité etapy geologického vývoje Marsu. VO 1 zmapoval znovu s podstatně vyšším rozlišením obrovské koryto Valles Marineris. Byly zde objeveny rovnoměrně uložené vrstvy, střídavě světlé a temné. V jednom místě bylo zjištěno asi 20 vrstev pravidelně se střídajících. Svědčí to o cyklickém střídání rychlosti sedimentace nebo složení půdy, pravděpodobně pod vlivem klimatických změn.

Z rádiových signálů VO byl určován průběh teploty a tlaku v atmosféře, vlastnosti ionosféry a poloměry v místech zákrytů. Z amplitudy signálů mezi VL a VO při východu a západu VO vzhledem k VL byly odvozeny předběžné hodnoty pro dielektrickou konstantu a vodivost povrchu. Vlastnosti povrchu okolo VL 1 jsou podobné pemze nebo sopečnému tufu.

Při konjunkci Marsu se Sluncem koncem listopadu 1976 bylo měřeno zpoždění rádiových signálů na trase Země—VO. Předběžná analýza dala velmi dobrý souhlas s hodnotou předpověděnou obecnou teorií relativity:  $(1 + \gamma)/2 = 1$  s nejistotou menší než 1 %.

Během první poloviny léta na severní polokouli byly z VO fotografovány různé typy oblačnosti a jejich změny. Denní změny oblačnosti byly zjištěny u všech sopek oblasti Tharsis. Nejvýraznější byl protáhlý mrak, táhnoucí se několik set km na západ od Ascraeus Mons. Z pohybu vysokých mraků během několika minut vyplývají rychlosti větru od východu asi 60 m/s. Některé opticky tlusté a ostře ohraničené mraky, pozorované ve velké výšce za ranního svítání, jsou patrně z kyslíčniku uhličitého. Rovněž na jižní polokouli byly pozorovány mraky CO<sub>2</sub> až do výšek asi 50 km, kde vypočítaná kondenzační teplota je asi 120 K. Mezi 40° a 50° S byl zřetelně patrný okraj jižní polární čepičky. Změny albeda v čepičce svědčí o tom, že námrazová pokrývka má nestejnou tloušťku. Atmosféra v blízkosti okraje čepičky byla velmi čirá až do poloviny léta s výjimkou jednotlivých zvlněných mraků. Pozorování v polovině listopadu 1976 zjistila hustou polární oblačnou pokrývku, vytvořenou buď přechodem vodní páry ze severní polokoule, nebo vodní párou uvolněnou z polární čepičky.

Kromě jednotlivých mraků lze na snímcích VO zjistit souvislý zákal v ovzduší až do výšky 15 km. Jde o suspendované prachové částice i kondenzáty. Během prvních měsíců pozorování byl zákal mnohem hustší na severní polokouli, kde bylo léto, než na jižní. V těchto měsících nebyl pozorován zvířený prach. Avšak během léta na jižní polokouli lze očekávat prachové bouře. Nad jižní polokoulí jsou apocentra drah VO a na snímcích se tedy zachytí velké oblasti povrchu. U dna kráterů a v údolích byly pozorovány ranní mlhy, které odpovídají asi 1 μm H<sub>2</sub>O. Tato místa mohou být zajímavá z hlediska budoucích biologických výzkumů.

V první nominální fázi výzkumu byl pomocí VO získáno asi 50 snímků

obou Marsových měsíců s vysokým rozlišením. Dále byly získány poziční snímky s hvězdným pozadím pro upřesnění efemeridy. Bylo zjištěno, že proti efemeridě určené z dat Marineru 9 se Phobos odchýlil o 25 km a Deimos o 10 km. Oba měsíce mají rotaci synchrónní s oběhem. Na snímcích Phobosu bylo zjištěno několik neočekávaných povrchových jevů, které byly velmi dobře patrné zejména po změně drah VO 1 a 2, které umožnily přiblížení k oběma měsícům na menší vzdálenost. Zmíněné jevy jsou: řetězce nepravidelných, protáhlých kráterů (které byly zjištěny rovněž na Deimosu), dále deprese v okolí největšího kráteru Stickney (skutečný průměr přes 8 km), které jsou pravděpodobně povrchové zlomy související se vznikem tohoto kráteru, a konečně soustava navzájem rovnoběžných, 50–100 m širokých brázd. SMITH a BORN vyslovili domněnku, že tyto brázd jsou praskliny způsobené slapovými silami, neboť Phobos je již velmi blízko Rocheově mezi. Podle DUXBURYHO a VEVERKY však brázd rovněž souvisí s impaktem, kterým byl vytvořen kráter Stickney. Analýza pozorování Phobosu Marinerem 9 provedená DUXBURYM a BORNEM svědčí o tom, že pohyb Phobosu se zrychluje, sekulární úhlové zrychlení je asi  $0,001^\circ \text{ rok}^{-2}$ . K podobnému výsledku dospěl nezávisle leningradský astronom ŠOR, který analyzoval teleskopická pozorování. Sekulární zrychlení, které je pravděpodobně způsobeno slapovým třením, má za následek pozvolné přibližování Phobosu a posléze dopad na Mars asi za  $10^8$  let, nerozpadne-li se měsíc předtím vlivem slapových sil.

V říjnu 1977 prolétl VO 2 po změně dráhy ve výšce pouze 23 km nad povrchem Deimosu. Tak těsný průlet byl obtížnějším manévrem než zasažení měsíce. Rozlišení na snímku je asi 3 m. Krátery o průměru menším než 50 m jsou překryty vrstvou prашného regolitu o tloušťce několik desítek metrů. Odhaduje se, že regolit na Phobosu má tloušťku asi 300 m. Je otázkou, jak může měsíc s tak malou gravitací jako Phobos či Deimos udržet regolit, vždyť úniková rychlost na Phobosu je pouze asi 15 m/s. Zde hrají roli dva efekty: a) při impaktu odletí úlomky s různou rychlostí, tedy i s rychlostí dostatečně malou, aby se vrátily zpět. O tom svědčí pozorované sekundární krátery na Phobosu; b) také úlomky, které uniknou z měsíce, zůstanou ještě v gravitačním poli Marsu a část z nich může být zachycena oběma měsíci. Existence pórovité vrstvy regolitu byla prokázána také přímými měřeními vlastností povrchu: polarizace a rozptyl světla odraženého od povrchu a dále tepelná vodivost, určená z rychlosti vzrůstu tepelného záření po výstupu měsíce ze zatmění. Povrch Phobosu a Deimosu je velmi tmavý, vizuální albedo je pouze asi 6 % (u našeho Měsíce 11 %).

*Planetky.* KOWAL objevil na snímku Schmidtovou komorou na Mt. Palomaru z 18. 10. planetku asi  $18^m$  o velmi neobvyklé dráze, která dostala označení 1977 UB. Pohyb objektu byl jen o něco větší než pohyb

Urana a z prvních pozorování byla vypočtena kruhová dráha o periodě 66 let a velmi malé excentricitě 0,03 a sklonu  $5^\circ$ . To vzbudilo značný rozruch, protože je to typicky planetární dráha. Ze zdánlivé jasnosti a vzdálenosti vyplývalo, že průměr tělesa je mezi 150–600 km, v závislosti na albedu. Na základě dalších pozorování však WILLIAMS a MARSDEN vypočetli koncem listopadu, že dráha je mnohem výstřednější a planetka byla objevena v afeliu. Na základě nových dráhových elementů pak byly nalezeny starší snímky, na nichž je tento objekt. Nejstarší snímek je z roku 1895! Dráhové elementy této mimořádné planety jsou  $P = 50,68$  let,  $a = 13,695$  AU,  $e = 0,3786$ ,  $i = 6,92^\circ$  a průchod perihelem 19. 2. 1996. V přísluní je vzdálenost této planety, pro kterou její objevitel navrhl pojmenování Chiron, 8,5 AU (tedy uvnitř dráhy Saturna), v odsluní 18,9 (uvnitř dráhy Urana). Přesný výpočet poruch od r. 1400 do r. 2550 ukázal, že během celého období nedochází k podstatnějším změnám dráhy, i když nastávají přiblížení k Saturnovi na 1,1 a 1,3 AU. Průměrná hodnota periody za uvedené tisíciletí je 49 let, tj. přibližně  $5/3$  periody Saturna. Tato souměřitelnost period zabraňuje velmi těsnému přiblížení, které by mohlo dráhu Chirona značně změnit. Objekt 1977 UB má daleko největší oběžnou dobu ze všech známých planetek. Až dosud to byla 944 Hidalgo s periodou 14,0 let a afeliem 9,6 AU. Je otázkou, zda Chiron je skutečně svým složením planetka či kometa. Komety uvolňují plyny teprve při přiblížení ke Slunci. Do rekordní vzdálenosti 11 AU bylo možno sledovat komu u komety 1927 IV. Není vyloučeno, že v přísluní v r. 1966 projeví Chiron kometární aktivitu.

V r. 1977 bylo objeveno ještě několik zajímavých planetek. Především jsou to 1977 HA ( $P = 2,02$  let,  $q = 0,79$  AU,  $i = 23,1^\circ$ ) a 1977 HB ( $P = 1,119$  let,  $q = 0,701$  AU,  $i = 9,4^\circ$ ), které patří k tzv. typu Apollo. Ve svém perihelu se dostávají dovnitř zemské dráhy. Dále jsou to 1977 RA ( $P = 3,05$  let,  $q = 1,24$  AU,  $i = 5,3^\circ$ ), 1977 VA ( $P = 2,58$  let,  $q = 1,13$  AU,  $i = 3,0^\circ$ ) a 1977 VB ( $P = 3,7$  let,  $q = 1,5$  AU,  $i = 27^\circ$ ), které ve svém perihelu se dostávají dovnitř Marsovy dráhy a dráha druhé z nich se dostí přibližuje k dráze Země.

První radarová pozorování planety Ceres se podařila skupině PETTENGILLA na observatoři Arecibo na vlně 12,6 cm. Tato obtížná pozorování se uskutečnila v době opozice, kdy vzdálenost Cerery byla  $241 \cdot 10^6$  km. Odražený slabý signál byl zřetelně rozšířen, jak se dalo očekávat při rychlé rotační době  $9^h5^m$ .

*Velké planety.* Událostí roku byl nepochybně objev Uranových prstenců, k němuž došlo náhodou při pozorování zákrytu hvězdy  $10^m$  v souhvězdí Vah Uranem 10. března. Zákryt byl pozorovatelný v Jižní Africe (kde však nebylo příznivé počasí), v části Indického poloostrova, v západní Austrálii, v Indickém oceánu. Nad Indickým oceánem byla



pozorování prováděna ze stratosférického letadla (KUIPEROVA observatoř), které má pro astronomická pozorování stabilizovanou plošinu s 90cm reflektorem a speciálním zařízením. Kromě pozorování z Kuiperovy létající observatoře byla získána pozorování z indické observatoře v Kavaluru, z australské observatoře v Perthu a z Kapského Města. Zákryt hvězdy Uranem pomohl upřesnit jeho poloměr na  $26\,450 \pm \pm 70$  km. Před a po zákrytu hvězdy Uranem došlo k několika zeslabením až zmizením hvězdy. Po shrnutí všech pozorování se ukázalo, že jev lze interpretovat pomocí soustavy pěti tenkých prstenců, které jsou ve vzdálenosti 40 000—53 000 km od středu planety. Šířka čtyř vnitřních prstenců je pouze asi po 12 km, vnější je asi dvojitý o šířkách zhruba 85 a 35 km. Celkové světlo odražené od prstenců je velmi nízké, jednak proto, že jsou řídké a zaujímají jen velmi malou část plochy v uvedeném rozmezí vzdáleností a dále podle některých údajů mají asi nižší albedo než částice Saturnových prstenců. Prsteny budou dále intenzívně pozorovány a jsou připravovány efemeridy zákrytů, k nimž dojde v nejbližších letech.

HAYES a BELTON provedli nové určení rotačních period Urana a Neptuna z pozorovaných sklonů čar ve spektrech. Perioda rotace Urana je  $24 \pm 3$  hod., Neptuna  $22 \pm 4$  hod. Bylo potvrzeno, že Neptun rotuje v přímém směru. Hodnota rotační periody Urana byla potvrzena nezávislým spektroskopickým určením TRAFTONA, který obdržel  $23^h (+5, -2 \text{ hod.})$ . V dosavadních tabulkách udávaná hodnota je 10,8 hod. Rotační dobu Neptuna bude ještě třeba ověřit, protože nebyla získána v nejlepších pozorovacích podmínkách. Autoři soudí, že bude nižší, asi mezi 15—18 hod.

Výsledky, které získaly o Jupiteru sondy Pioneer 10 a 11 byly spolu s pozemskými pozorováními a teoretickými pracemi předmětem jednání speciálního kolokvia MAU v Tucsonu. Referáty z tohoto kolokvia vyšly v obsáhlém sborníku, který bude po několik let, než získáme nové poznatky ze sond Voyager 1 a 2, dokonalou encyklopedií o této velké planetě pro všechny odborníky, kteří se výzkumem Jupitera zabývají. Kromě toho vyšlo v různých časopisech a sbornících několik přehledových článků o speciálních problémech, jako je teoretická interpretace Jupiterovy magnetosféry, radiační pásy Jupitera, rádiová emise atd.

Jupiterova atmosféra byla před několika lety studována nepřímo pomocí fotometrie při zákrytu hvězdy  $\beta$  Scorpii. HUBBARD a JOKIPII nyní vypracovali teoretický model zákrytu turbulentní planetární atmosférou a ukazují, že k turbulentním jevům v Jupiterově atmosféře je při interpretaci zákrytových měření třeba přihlížet. Snímky Pioneera 10 a 11 názorně ukázaly silnou konvekci v atmosféře této obří planety, a proto autoři nepovažují model jednoduchého zvrstvení atmosféry za použitelný.



Lze předpokládat, že velké planety svým chemickým složením odpovídají složení protoplanetární mlhoviny. Proto se TRAUGER et al. zabývali určením poměru deuteria k vodíku v Jupiteru, Saturnu a Uranu. Měřili některé čáry molekuly HD, určovali poměr HD/H<sub>2</sub> a odtud D/H. Použili také nových laboratorních měření. Výhodou použité metody je, že není citlivá k detailům ve struktuře atmosféry. Z velmi početných měření vyplynul pro Jupitera poměr D/H = (5,1 ± 0,7) · 10<sup>-5</sup> a podobný výsledek také pro Saturna. Pro Urana se z dosavadních měření podařilo určit pouze horní mez poměru D/H. Podobnost hodnot pro Jupitera a Saturna svědčí o tom, že jsou reprezentativní pro sluneční pramlhovinu a nejsou ovlivněny lokálními ději při vývoji planet. Nalezený poměr D/H je poněkud větší než nezávislé odhady pro sluneční pramlhovinu a také větší než publikované hodnoty pro místní mezihvězdnou látku.

Podrobný rozbor dopplerovských dat z Pioneerů 10 a 11 dal tyto zpřesněné hodnoty poměru hmotností Galileových měsíců k hmotnosti Jupitera: Io (4,684 ± 0,022) · 10<sup>-5</sup>, Europa (2,523 ± 0,025) · 10<sup>-5</sup>, Ganymedes (7,803 ± 0,030) · 10<sup>-5</sup> a Callisto (5,661 ± 0,019) · 10<sup>-5</sup>. Dále byly určeny pro Jupitera zonální harmonické koeficienty  $J_2 = (14\,733 \pm 4) \cdot 10^{-6}$ ,  $J_3 = (0,4 \pm 9) \cdot 10^{-6}$ ,  $J_4 = (-587 \pm 7) \cdot 10^{-6}$  a  $J_6 = (34 \pm 50) \cdot 10^{-6}$ . Tyto výsledky byly použity k ověření předpokladu, že Jupiter je v hydrostatické rovnováze, a k omezení různých možných modelů vnitřní stavby. Průlet Pioneeru 11 okolo Saturna v r. 1979 a průlety Voyagerů v r. 1981 dají zonální koeficienty také pro Saturna a vedle toho určení hmotnosti Saturnových prstenu s přesností ± 8 · 10<sup>-7</sup> hmotnosti Saturna nebo lepší. Hmotnosti prstenu A a B budou rozlišeny s přesností nejméně ± 2,4 · 10<sup>-7</sup> hmotnosti Saturna.

V r. 1966, kdy Země byla v rovině Saturnových prstenců, objevil DOLLFUS desátý Saturnův měsíc Janus. LARSON prováděl nyní nová pozorování pomocí 1,5m dalekohledu observatoře Mt. Lemmon. Potvrdil objev desátého měsíce, avšak vedle toho zjistil ještě existenci nejméně jednoho dalšího měsíce, jehož poloměr dráhy je pouze 151 300 km a doba oběhu 16,65 hod. Janus a tento nový, dosud nepojmenovaný měsíc mohou být největšími tělesy vnější velmi řídké oblasti prstence E.

Poměrně vzácný úkaz, zatmění měsíce Japetus Saturnovými prstenci, byl pozorován 19.—20. října v několika observatořích v USA a Japonsku a rovněž z létající Kuiperovy observatoře. Vstupy do a výstupy ze stínu jsou pozvolné vzhledem k pomalému oběžnému pohybu Japeta a jeho znatelnému úhlovému rozměru. Fotometricky byla přitom studována struktura Saturnových prstenu, např. bylo potvrzeno Enckeovo dělení prstenu A.

STIER et al. měřili 1m teleskopem ze stratosférického balónu infračervené záření planet Neptun, Uran, Saturn, Mars a Venuše v pásmu

40—250  $\mu\text{m}$ . Z predbežnej analýzy vyplýva, že Neptun vyzaňuje v infračervenom obore podstatne viac energie, než dostáva od Slunce. Tím se kvalitatívne líši od Urana, u něhož byl zjištěn poměrně velmi malý zdroj vnitřního tepla.

## 5. KOMÉTY

Rok 1977 bol dosiaľ rekordný počtom 19 zaregistrovaných objavov komét. Z nich štyri boli nové neperiodické, štyri nové periodické, jedna stratená periodická a desať pravidelne sledovaných periodických.

Periodickú kométu *1977a Taylor* našiel podľa efemeridy C. T. KOWAL na snímke 122 cm Schmidtovou komorou Palomarského observatória v Kalifornii, exponovanej ešte 13. decembra 1976. Bola vtedy v súhvezdí Jednorožca a jej jasnosť 16<sup>m</sup> sa ani neskôr podstatne nezvyšila. Objav bol do istej miery prekvapením, pretože pri jedinom dosiaľ zaznamenanom prechode perihéliom v r. 1916 sa jej jadro rozpadlo na dve časti. Skutočnosť, že pri žiadnom z nasledujúcich ôsmich návratov sa ju už nepodarilo nájsť, naznačovala, že ju stihol podobný osud ako známou kométu Biela — úplný rozpad. Čas prechodu perihéliom sa od MARSĐENOVEJ predpovede líšil o 1,4 dňa, čo je pri raz pozorovanej a dávno stratenej kométe skutočne pozoruhodná presnosť. Napriek usilovnému hľadaniu sa nepodarilo nájsť druhú, menšiu zložku, ktorá podľa všetkého už vyhasla, a ako samostatná kométa zanikla.

Periodickú kométu *1977b Grigg-Skjellerup* našli podľa efemeridy P. JEKABSONS a M. P. CANDY na snímke, exponovanej 21. januára 33cm astrografom austrálskeho observatória v Perthu. Bol to už trinásť pozorovaný návrat tejto kométy, ktorá má po Enckeho kométe najkratšiu obežnú dobu. Pri objave v súhvezdí Vývevy bola 18. veľkosti; pred prechodom perihéliom dosiahla 10. veľkosť a bola dobre viditeľná aj v malých prístrojoch. Silné poruchy pri priblížení k Jupiteru v r. 1964 spôsobili, že perihélium kométy teraz leží presne na dráhe Zeme. To zapríčinilo meteorický roj, pozorovaný 24. apríla 1977 na južnej pologuli.

Kométy *1977c Lovas*, prvú novú kométu roka, objavil 17. februára 60 cm Schmidtovou komorou Konkolyho observatória Maďarskej akadémie vied na Mátre M. LOVAS. Pri objave bola 15. veľkosti, v súhvezdí Malého Leva, a pomaly sa vzdalovala od Slnka. Je to už štvrtá známa neperiodická kométa s perihéliom za dráhou Jupitera; všetky boli objavené za posledné štyri roky a začiatkom r. 1978 k nim pribudla piata!

Periodickú kométu *1977d Tempel 2* našli podľa efemeridy 27. marca C. Y. SHAO a G. SCHWARTZ 155 cm reflektorom Harvardského observatória v Agassize. Bol to už šestnásť pozorovaný návrat tejto kométy od jej objavu v r. 1873. Na prvej snímke zo súhvezdia Vlasov Bereniky

Tab. 1. Elementy dráh komét nájdených v r. 1977  
(ekvinokcium 1950,0)

Ozna- čenie	Kométa	$T$ (EČ)	$\omega$	$\Omega$	$i$	$q$	$e$	$a$	$P$
1977a	P/Taylor	1977 I. 11,54	° 355,61	° 108,21	° 20,56	a. j. 1,952	0,465	a. j. 3,650	r. 6,974
1977b	P/Grigg-Skjellerup	1977 IV. 11,01	° 359,32	° 212,64	° 21,10	0,993	0,665	2,963	5,100
1977c	Lovas	1976 X. 31,64	° 146,23	° 337,50	° 64,45	5,710	1,000	—	—
1977d	P/Tempel 2	1978 II. 20,73	° 190,94	° 119,24	° 12,47	1,369	0,548	3,029	5,270
1977e	Helin	1977 VI. 30,97	° 249,35	° 19,44	° 43,19	1,118	1,000	—	—
1977f	P/Kowal	1977 III. 3,71	° 179,05	° 28,43	° 4,35	4,664	0,238	6,117	15,131
1977g	P/Ashbrook-Jackson	1978 VIII. 19,88	° 349,01	° 2,06	° 12,53	2,284	0,400	3,806	7,425
1977h	P/Whipple	1978 III. 27,54	° 189,98	° 188,34	° 10,25	2,469	0,352	3,811	7,440
1977i	P/Tempel 1	1978 I. 11,02	° 179,08	° 68,34	° 10,54	1,497	0,519	3,115	5,498
1977j	P/Wolf-Harrington	1978 III. 15,90	° 186,98	° 254,21	° 18,46	1,615	0,538	3,495	6,534
1977k	P/Arend-Rigaux	1978 II. 2,49	° 328,99	° 121,52	° 17,86	1,442	0,600	3,600	6,831
1977l	P/Černych	1978 II. 14,74	° 266,67	° 134,11	° 5,73	2,568	0,594	6,326	15,910
1977m	Kohler	1977 XI. 10,57	° 163,48	° 181,82	° 48,72	0,991	1,000	—	—
1977n	P/Comas Solá	1978 IX. 24,27	° 42,84	° 62,43	° 12,96	1,870	0,566	4,307	8,937
1977o	P/Schuster	1978 I. 6,82	° 353,93	° 50,83	° 20,45	1,628	0,574	3,823	7,476
1977p	P/Saugin	1977 IX. 17,45	° 162,03	° 182,26	° 18,65	1,811	0,664	5,392	12,521
1977q	Tsuchinshan	1977 VII. 24,94	° 318,19	° 4,59	° 168,54	3,603	1,000	—	—
1977r	P/Kojima	1978 VII. 18,00	° 343,36	° 160,59	° 0,68	2,431	0,392	3,999	7,998
1977s	P/van Biesbroeck	1978 XII. 3,03	° 134,25	° 148,58	° 6,62	2,395	0,553	5,353	12,386

Tab. 2. Definitívne označenie komét, ktoré prešli perihéliom v r. 1976

Definitívne označenie	Prechod perihéliom (EČ)	Kométa	Predbežné označenie
1976 I	I. 3,9	Sato	1975q
1976 II	I. 25,3	P/Wolf	1975f
1976 III	II. 10,8	P/Gunn	1970p
1976 IV	II. 24,6	Bradfield	1976a
1976 V	II. 25,1	Bradfield	1976d
1976 VI	II. 25,2	West	1975n
1976 VII	IV. 7,3	P/Čurjumov-Gerasimenko	1975i
1976 VIII	IV. 21,7	P/Harrington-Abell	1975l
1976 IX	VII. 6,4	Lovas	1976k
1976 X	VIII. 10,2	P/Klemola	1976j
1976 XI	VIII. 12,9	P/d'Arrest	1976e
1976 XII	X. 31,6	Lovas	1977c
1976 XIII	XI. 3,2	Harlan	1976g
1976 XIV	XI. 28,7	P/Pons-Winnecke	1976f

bola jej veľkosť 19,5<sup>m</sup>; pretože geometrické podmienky pozorovania sa postupne zhoršovali, jej jasnosť sa prakticky nezvýšila.

Koméту *1977e Helin*, druhú novú, objavila 16. apríla E. HELINOVÁ 46 cm Schmidtovou komorou Palomarského observatória, pri systematickom hľadaní malých blízkyh asteroidov. Ide zrejme o jednu z najmenších dosiaľ známyh neperiodických komét. Napriek pomerne malej vzdialenosti od Zeme a veľmi priaznivej polohe v blízkosti opozície (v súhvezdí Panny) bola pri objave iba 15. veľkosti a jej jasnosť sa už podstatne nezvýšila.

Novú periodickú koméту *1977f Kowal* objavil 24. apríla C. T. KOWAL 122 cm Schmidtovou komorou Palomarského observatória. Bola práve temer presne v opozícii, v súhvezdí Panny, a veľmi pomaly sa vzdalovala od Slnka; jej veľkosť 16,5<sup>m</sup> sa už nezväčšila. Pozoruhodná je veľká vzdialenosť perihélia, ktorá ju medzi známymi periodickými kométami radí na druhé miesto. Podľa modelových výpočtov bývajú podobné, málo výstredné dráhy prechodovým vývojovým štádiom predtým, čo ich pôsobenie Jupitera prevedie bližšie k Slnku, kde sa začnú topiť kometárne lady a vznikajú rozsiahlejšia kóma. Kométa Kowal má zrejme veľké jadro s dosiaľ nepríliš porušeným povrchom. O tom svedčí aj pozorovanie chvosta, ktorý sa u iných periodických komét nevytvára ani pri podstatne menšej vzdialenosti od Slnka.

Periodickú koméту *1977g Ashbrook-Jackson* našli 28. apríla H. MOYANO a Z. M. PEREYRA 154 cm reflektorom argentínskeho observatória v Bosque Alegre. Bola 19,5 veľkosti, v súhvezdí Škorpióna, presne

na mieste určenom efemeridou. Až do r. 1946 bola jej dráha podobná kométe 1977f. Objav v r. 1948 bol dôsledkom skrátenia vzdialenosti perihélia Jupiterom z 3,89 na 2,31 a. j. Odvtedy sa pozoruje pri každom návrate k Slnku — tento návrat bol už piaty pozorovaný.

Periodickú kométu 1977h *Whipple* našli podľa efemeridy neodvisle na dvoch hviezdárňach: 16. mája C. Y. SHAO 155 cm reflektorom v Agassize a 26. mája Z. M. PEREYRA a S. LABORDE 154 cm reflektorom v Bosque Alegre. Pri objave presne na vypočítanom mieste v súhvezdí Vodnára, bola 20. veľkosti. Pri približovaní do perihélia na opačnej strane od Slnka sa súbežne so zvyšovaním jasnosti zhoršovali geometrické podmienky pozorovania. Kométu zachytil Jupiter v r. 1922 a od r. 1933 sa pozoruje pomerne dlho okolo každého prechodu perihéliom — tentoraz už siedmeho.

Periodickú kométu 1977i *Tempel I* našli 12. apríla C. Y. SHAO, G. SCHWARTZ a R. E. McCROSKY 155 cm reflektorom v Agassize. Bola temer presne na predpovedanom mieste v súhvezdí Blížencov; jej veľmi malá jasnosť 20,5<sup>m</sup> sa ani neskôr podstatnejšie nezvýšila. Táto kométa veľmi dlho platila za stratenú, resp. vyhasnutú. Po troch pozorovaných prechodoch perihéliom v rokoch 1867—1879 sa znova našla na jedinej snímke z r. 1966, a toto pozorovanie sa potvrdilo až pri piatom návrate v r. 1972.

Periodická kométa 1977j *Wolf-Harrington* bola ďalším objektom, nájdeným podľa efemeridy nezávisle na dvoch kontinentoch. 11. júla ju vyfotografovali G. SCHWARTZ a C. Y. SHAO 155 cm reflektorom v Agassize a 23. júla T. SEKI 40 cm reflektorom v Geisei (Japonsko). Pri objave bola v súhvezdí Pegasa a mala veľkosť 19,5<sup>m</sup>. Kométa, pôvodne známa pod menom *Wolf 2*, sa po objave v r. 1924 stratila. V r. 1966 prešla blízko Jupitera, ktorý zmenšil vzdialenosť perihélia od Slnka z 2,43 na 1,60 a. j. a skrátil jej obežnú dobu o celý rok. V r. 1952 ju objavil Harrington ako novú kométu a až dodatočný presný výpočet porúch dokázal totožnosť oboch telies. Odvtedy sa pozoruje pri každom návrate, v r. 1977 už po šiesty raz.

Periodickú kométu 1977k *Arend-Rigaux* našiel 15. augusta R. E. McCROSKY 155 cm reflektorom v Agassize a o štyri dni neskôr Z. M. PEREYRA 154 cm reflektorom v Bosque Alegre. Pri objave bola 19. veľkosti, v súhvezdí Veľryby, a oproti efemeride sa predbiehala iba o 0,01 dňa; koncom roka dosiahla 13. veľkosť. Bol to už piaty pozorovaný obeh v nepretržitom slede od r. 1950. Kométa je v trvalej rezonancii 4 : 7 s pohybom Jupitera; vďaka tomu je jednou z dvoch periodických komét, ktoré sa k nemu nemôžu tesnejšie priblížiť. Je pozoruhodná aj veľmi slabou aktivitou; temer stále sa javí ako asteroid, bez kómy, a jej jasnosť sa iba pomaly mení so vzdialenosťou od Slnka. Možno, že tieto zvláštnosti spolu súvisia a že máme pred sebou vyhasínajúcu kométu, ktorá sa súčasne usádza do stabilnej dráhy a mení sa na asteroid.

Novú periodickú kométu *1977l Černych* objavil 19. augusta N. S. ČERNYCH pri systematickom sledovaní asteroidov 40 cm astrografom Krymského astrofyzikálneho observatória v Naučnom. Pri objave bola 14. veľkosti, v súhvezdí Rýb; neskôr dosiahla až 12. veľkosť. Hoci patrí do Jupiterovej rodiny krátkoperiodických komét, jej väzba na túto planétu nie je celkom výrazná a jej afélium leží až vo vzdialenosti Saturna.

Kométa *1977m Kohler* bola jedinou kométou roka, objavenou vizuálne. Objavitel M. KOHLER je astronóm amatér z mesta Quincy v Kalifornii. Pri objave (20 cm reflektorom so 70-násobným zväčšením) 3. septembra bola kométa 10. veľkosti na večernej súmrakovej oblohe v súhvezdí Severnej Koruny. Deň predtým kométu videl francúzsky pozorovateľ premenných hviezd M. Verdenet, ale svoj objav včas neoznámil medzinárodnej centrále. V novembri bola kométa po krátky čas bližšie k Slnku ako Zem, pričom bola viditeľná aj triedrom a temer dosiahla hranicu viditeľnosti prostým okom, 6,5<sup>m</sup>.

Periodickú kométu *1977n Comas Solá* našli podľa efemeridy 11. septembra R. E. McCROSKY, G. SCHWARTZ a C. Y. SHAO 155 cm agassizským reflektorom. Pri objave bola 20. veľkosti, v súhvezdí Veľryby, viac ako rok pred prechodom perihéliom. Maximálnu jasnosť mala dosiahnuť až v nasledujúcom roku. Bol to už siedmy pozorovaný návrat od objavu v r. 1926.

Novú periodickú kométu *1977o Schuster* objavil 9. októbra H. E. SCHUSTER 100 cm Schmidtovou komorou Európskeho južného observatória v La Sille, Chile. Pri objave bola v súhvezdí Sochára a mala temer asteroidálny vzhľad. Jej jasnosť 16,5<sup>m</sup> sa ani neskôr podstatnejšie nezvýšila.

Novú periodickú kométu *1977p Sanguin* objavil 15. októbra J. G. SANGUIN 51 cm dvojitým astrografom observatória v El Leoncito, Chile. Bola vtedy 16. veľkosti, v súhvezdí Vodnára, a perihéliom prešla ešte dva mesiace pred objavom.

Kométa *1977q Tsuchinshan* bola tiež nová, ale neperiodická. Našli ju 3. novembra na observatóriu Purpurová hora pri Nankingu; meno Tsuchinshan je čínsky názov tohto observatória, pretože Číňania ako jediní odmietajú zverejňovať mená objaviteľov. Pri objave bola kométa v súhvezdí Veľryby, mala veľkosť 13,5<sup>m</sup> a už sa vzdalovala od Slnka. Jej dráha je zaujímavá pomerne veľkou vzdialenosťou perihélia.

Periodickú kométu *1977r Kojima* našli podľa efemeridy 9. decembra H. KOSAI a K. HURUKAWA novou 105 cm Schmidtovou komorou Tókijského observatória Kiso. Pri objave v súhvezdí Blížencov sa predbiehala oproti efemeride o 0,18 dňa a bola 18. veľkosti. Dodatočne sa našli skoršie expozície kométy na snímkach C. T. KOWALA veľkou palomarskou Schmidtovou komorou, keď ešte bola 19. veľkosti. Bol to

prvý návrat tejto kométy po objave v r. 1970. Medzitým tesné priblíženie k Jupiteru zväčšilo vzdialenosť perihélia z 1,63 na 2,43 a. j., predĺžilo obežnú dobu o necelé dva roky a priviedlo ju temer presne do rezonancie 2 : 3 s pohybom Jupitera.

Periodickú kométu 1977s *Van Biesbroeck* našiel podľa efemeridy R. E. McCrosky na snímke, exponovanej 17. decembra 155 cm reflektorom v Agassize. Pri objave bola 20. veľkosti, v súhvezdí Panny, temer rok pred prechodom perihéliom. Kométa sa po prvý raz pozorovala v rokoch 1954—55, po druhý raz v rokoch 1965—1966. Jej obežná doba je iba o málo dlhšia ako obežná doba Jupitera, približná rezonancia však nevyvoláva librácie okolo viazanej dráhy.

Predbežné označenie kométa 1977t *Lovas* dostal objekt, objavený 18. decembra na Konkolyho observatóriu. Neskoršie výpočty dráhy však ukázali, že ide o asteroid, dodatočne označený 1977YA. K omylu prispela nielen malá jasnosť ( $18^m$ ), ale najmä poloha na oblohe, na asteroid celkom nezvyčajná: iba  $10^\circ$  od svetového pólu.

Okrem vymenovaných komét pozorovali sa v r. 1977 tri periodické kométy, ktoré už nedostávajú predbežné označenia, pretože sa sledujú každoročne, aj blízko afélie: *P/Encke*, *P/Gunn* a *P/Schwassmann-Wachman 1*. Ďalej šesť periodických a štyri neperiodické kométy, objavené v predošliých rokoch. Rekordný počet 5 komét sa pozoroval za dráhou Jupitera; z nich kométa 1975II *Schuster* prešla koncom roka za dráhu Saturna a je nádej, že ju bude možno sledovať až do oblastí, z ktorej doteraz máme najvzdialenejšie pozorovanie kométy (1927IV *Stearns*, 12,52 a. j. od Slnka v r. 1931).

V tohtoročnom prehľade chýba meno E. ROEMEROVEJ, ktorá v posledných 25 rokoch našla podľa efemeridy temer dve tretiny všetkých periodických komét (77 zo 125 návratov). Po prerušení jej programu na arizonských observatóriách Kitt Peak a Catalina sa ťažisko pozorovania veľmi slabých komét v U.S.A. prenieslo na Harvardské observatórium v Agassize. Je potešiteľné, že sa stále viac uplatňujú observatória na južnej pologuli, kde v minulosti boli pozorovania komét vzácne. To malo za následok nielen skrátenie celkovej doby pozorovania jednotlivých komét a zníženie presnosti výpočtu ich dráh, ale aj nežiadúce výberové efekty v existujúcom materiále o rozložení kometárnych dráh v slnečnej sústave.

Nejúčinnejšími prístrojmi pre objavovanie nových komét sú dnes Schmidtove komory o priemere 50—100 cm, na druhom mieste širokouhlé astrografy o priemere okolo 50 cm. Ich nasadenie však neznižuje potrebu vizuálneho hľadania malými prístrojmi, najmä v súmrakovom pásme. Vidieť to aj z toho, že jediná nová kométa roka, ktorá sa dala pozorovať v ďalekohľadoch s prumerom pod 20 cm — 1977m *Kohler* — bola objavená vizuálne. Fotografické objavy sa vzťahujú na odlišnú



kategóriu komét, spravidla s nízkou zdanlivou jasnosťou a veľkou vzdialenosťou perihélia. Až na jedinú výnimku, všetky objavy periodických komét podľa efemeríd sa vykonali reflektormi s priemerom zrkadla nad 150 cm alebo Schmidtovými komorami s priemerom korekčnej dosky nad 100 cm.

Hoci u nás nemáme prístroje, ktoré by s týmito ďalekohľadmi mohli konkurovať (200 cm ondřejovský reflektor sa používa na astrospektroskopiu), observatória na Kleti a na Skalnatom Plese sa účinne podieľali na určovaní presných polôh jasnejších komét. Na jeseň bola na Kleti uvedená do prevádzky nová Maksutovova komora s účinným priemerom 62 cm a širokým zorným polom, ktorá umožní rozšírenie observačných programov na slabšie plošné objekty. Prvé skúsenosti s novým prístrojom sú veľmi sľubné.

Rozmery a povrchové vlastnosti kometárnych jadier sú základnou informáciou, v ktorej sme ešte stále odkázaní na dohady. So záujmom sa preto očakával návrat kométy 1977*k* *Arend-Rigaux*, ktorá pri priaznivej polohe a slabej aktivite sa zdala najvhodnejším objektom pre vyriešenie tohto problému. Hoci aktivita kométy bola aj tentoraz nízka a v spektre kontinuum vysoko prevládalo nad emisnými pásmi C<sub>3</sub> a CN, nepodarilo sa jednoznačne odlíšiť svetlo odrazené jadrom od svetla, rozptýleného v prachovom obale. Aj pokusy J. GRADIEHO zmerať 154 cm reflektorom Arizonskej univerzity tok infračerveného žiarenia v oblasti 10 μm — čo by umožnilo podľa radiačnej bilancie odhadnúť veľkosť jadra — zostali bezúspešné. Iným telesom, ktorého radiometrické a polarimetrické merania mali ukázať vlastnosti vyhasnutého kometárneho jadra, bol asteroid 944 *Hidalgo*: jediný, ktorý sa pohybuje po typicky kometárnej dráhe. Tu sa zasa nepodarilo nájsť ani stopu molekulárnych emisií. Naopak, podľa arizonských pozorovaní má povrch Hidalgo odrazové vlastnosti, podobné bežnému typu asteroidov. Nie je však bez zaujímavosti, že asteroid 1580 *Betulia*, ktorý KRESÁKOV dynamické kritérium radí na druhé miesto z 2000 číslovaných asteroidov čo do pravdepodobnosti kometárneho pôvodu, dal pri porovnaní polarimetrických, radiometrických a radarových meraní priemeru úplný nesúhlas. B. ZELNER a E. BOWELL pripisujú veľké rozdiely, dosiaľ nezistené u žiadneho iného zo stovák preskúmaných asteroidov, výnimočným tepelným vlastnostiam objektu. Nezávisle od dynamického kritéria vyslovili domnienku, že môže ísť o vyhasnuté kometárne jadro.

Ďalšou dôležitou charakteristikou, ktorú dosiaľ dobre poznáme iba pre časť asteroidov, je rotácia. Že jadrá komét rotujú, je zrejme z negravitáčnych raketových efektov v ich pohybe, ktoré podľa smeru rotácie sa prejavujú buď predĺžovaním, alebo skracovaním obežnej doby; spoľahlivú metódu pre priame zisťovanie rotácie však dosiaľ nemáme. Je zaujímavé, že určité svetlo do tohto problému vnieslo spracovanie poz-



rovaní, vykonaných pred 120 rokmi! Za predpokladu, že expandujúce obálky v hlave kométy 1858VI *Donati* mali zdroj v jedinom narušenom mieste jadra, ktoré rotácia periodicky vystavovala sľečnému žiareniu, určil F. L. WHIPPLE rotačnú dobu kométy na 4,62 hodiny. Je to iba o 30 % pod kritickou rýchlosťou, pri ktorej by sa podľa Whippleových výpočtov jadro odstredivou silou rozpadlo. Hľadanie príčin pozorovaných rozpadov komét v ich rotácii má teda reálny podklad. Whipple tiež zozbieral všetky dosiaľ publikované odhady rotačných dôb komét: *P/Daniel* — 5,11 hod. (Fay a Wiszniewski), *P/Halley* — 11 až 12 hod. (Whipple), 1907IV *Daniel* — 16 hod. (Horn), 1970II *Bennett* — 1,4 až 1,5 dňa (Larson a Minton); *P/Swift-Tuttle* — 1,4 dňa (Whipple) alebo 2,8 dňa (Schmidt), *P/Schwassmann-Wachmann 1* — 5,0 dňa (Whipple). Posledný, pomerne spoľahlivý údaj má aj vážne kozmogonické dôsledky; naznačuje, že kométa vznikla akreáciou vo veľmi pokojnom prostredí, ďaleko od rušiacich planét.

Rotáciu jadra používa WHIPPLE aj na vysvetlenie tých anomálií na svetelných krivkách komét, ktoré nemajú výraznú periodicitu. Príkladom je neočakávaný vývoj známej kométy 1973 XII Kohoutek, ktorý vo verejnosti spôsobil také rozčarovanie. Whipple ho pripisuje orientácii rotačnej osi na Slnko v čase približovania, ktorá vyvolala asymetriu procesov na trvale privrátenej a odvrátenej strane jadra. Až pri priblížení k Slnku sa tieto podmienky náhle zmenili, čo malo za následok prudké zjasnenie pred perihéliom a nápadné zoslabnutie po ňom. Pravda, ide o vysvetlenie ad hoc, ktoré ťažko možno overiť na iných prípadoch, pretože si vyžaduje presne vymedzené geometrické podmienky: rotačnú os v rovine obehu, smerujúcu k Slnku, a veľmi malú vzdialenosť perihélia.

Skutočnosť, že v r. 1977 nebola ani jedna jasná kométa, sa prejavila v malom počte nových fyzikálnych pozorovaní. A. H. DELSEMME zhrnul súčasný stav poznatkov o fyzike kometárnych atmosfér. Dosiaľ bezpečne identifikované atómy, molekuly a ióny v spektrách komét sú: C, C<sub>2</sub>, C<sub>3</sub>, CH, CN, CO, CS, HCN, CH<sub>3</sub>CN, H, NH, NH<sub>2</sub>, O, OH, H<sub>2</sub>O, CO<sup>+</sup>, CO<sub>2</sub><sup>+</sup>, CH<sup>+</sup>, CN<sup>+</sup>, N<sub>2</sub><sup>+</sup>, OH<sup>+</sup>, H<sub>2</sub>O<sup>+</sup>; z kovov: Na, Ca, Cr, Co, Mn, Fe, Ni, Cu, V, Si. Podľa infračervených reflexných pásov sú v prachu prítomné silikáty. Pomer plynu a prachu v kóme je spravidla asi 1 : 1. V porovnaní so zložením Slnka je pomerný obsah kyslíka rovnaký, obsah uhlíka 4× menší a obsah vodíka 2000× menší. Pre najprimitívnejšie meteority — uhlikaté chondrity I. triedy — sú zodpovedajúce pomery 1 : 3, 1 : 20 a 1 : 20 000. Z toho vyplýva, že kométy majú najprimitívnejšie, a protosolárnej hmlovine najpodobnejšie, zloženie zo všetkých telies vo vnútornej oblasti sľečnej sústavy.

Na základe spektrálnych meraní v ďalekej ultrafialovej oblasti odhadli C. B. OPAL a G. R. CARRUTHERS produkciu kyslíka na jednu štvrtinu a produkciu uhlíka na jednu sedminu produkcie vodíka. W. H. Ip

a D. A. MENDIS preskúmali modely ionosfér komét, bohatých na CO. Zistili, že na vysvetlenie pozorovaní nestačí fotochemický model, rátajúci iba s pôsobením ultrafialového slnečného žiarenia a reťazou následných reakcií. Navrhli preto nový model s vnútorným zdrojom, v ktorom elektrické výboje vo vnútornej kóme vyvolávajú ďalšiu ionizáciu a disociáciu. V. P. KONOPLEVA, G. K. NAZARČUK a L. M. ŠULMAN uverejnili monografiu o fotometrii komét, s podrobnými redukčnými tabuľkami pre fotometrické vyhodnotenie fotografických snímok.

O. V. DOBROVOESKIJ a E. A. KAJMAKOV uverejnili ďalšie výsledky zo svojej série priekopníckych pokusov o laboratórnu imitáciu dejov v kométach, pri tlakoch  $10^{-5}$  až  $10^{-6}$  mm Hg a teplotách 180–240° K. Jedným z najzaujímavejších výsledkov je pozorovanie tenkých ihličiek, ktoré sa uvoľňujú pri sublimácii a rozpade ladového povrchu, zloženého z H<sub>2</sub>O, s prísadou jednoduchých aminokyselín a inklúzií typu NaCl. Tento poznatok vyvoláva vážne pochybnosti o predpoklade, prijímanom často celkom automaticky, že drobné produkty rozpadu komét na meteoroidy sú prachové zrnká približne guľového tvaru. Dobrovoľskij a Kajmakov tiež zostavili zoznam jednoduchých organických látok, ktoré môžu byť prítomné v jadre kométy — až po aminokyseliny s molekulárnymi váhami 75–147. V. PATASHNICK a G. RUPPRECHT laboratórnymi pokusmi dokázali, že lad H<sub>2</sub>O je pravdepodobne prítomný na povrchu jadra v amorfnom tvare.

Na vysvetlenie procesu starnutia komét formuloval F. L. WHIPPLE štvorvrstvový model jadra. Podľa neho pri prvom priblížení novej kométy k Slnku vyvoláva jej aktivitu vonkajšia námraza s rozrušenou kryštalickou a molekulárnou štruktúrou, hrubá niekoľko metrov, ktorej dodalo exotermickú energiu dlhodobé ožiarenie kozmickými lúčmi. Potom sa odkryje obal z ladov, prchavejší ako lad H<sub>2</sub>O. Pri ďalších priblíženiach k Slnku sa odkryje nižšia vrstva z ladu H<sub>2</sub>O, silno znečisteného meteorickými častočkami, a nakoniec monolitické jadro, ktoré môže obsahovať aj lad, uzavretý pod stuhnutou meteoritickou kôrou. B. J. LEVIN kladie dôraz na formovanie zvrstvenej štruktúry zvonku, postupným spájaním kôry, ktorá môže aj na dlhý čas izolovať a uchovávať lad v jadre.

Súčasnú modely dobré vysvetľujú pokles aktivity komét a jej dynamických prejavov (negravitačné efekty v pohybe), chýbajú však stále vonkajšie rozdiely, ktoré by od seba odlišovali kométy na rôznom stupni vývoja. Napríklad, či je kométa mladá alebo stará, zisťuje sa iba výpočtom presnej dráhy, spravidla až po vzdialení kométy od Slnka. B. DONN podrobnou štatistickou analýzou zistil, že mladé i staré kométy majú rovnakú pomernú intenzitu molekulárnych emisií (plyn) a kontinua (prach). V každom prípade sú oveľa výraznejšie individuálne rozdiely medzi jednotlivými kométami ako medzi skupinami komét rôzneho veku.

Ako dokázal L. KRESÁK, keď medzi sebou porovnávame objekty rovnakej veľkosti, neexistujú medzi mladými a starými kométami ani iné štatistické rozdiely, ktoré sa im dosiaľ pripisovali: menšie vzdialenosti perihélií a pomalší pokles jasnosti starých komét pri vzdalovaní od Slnka. Najvýznamnejšie štatistické rozdiely sa prejavujú v časovom kolísaní pomerného výskytu mladých a starých komét, ako i v časovom grupovaní komét s podobnými pohybovými charakteristikami. Kresák tiež upozornil na rozdiel medzi dynamickým a štrukturálnym starnutím, prejavujúci sa v tom, že nové kométy strácajú väzbu na Oortov oblak v podstatne väčších vzdialenostiach od Slnka ako vonkajšiu námrazu. Mnohé z nich by sa preto museli objavovať ako dynamicky staré ale opticky mladé, čo odporuje pozorovanému pomernému zastúpeniu oboch typov. Rozpor možno odstrániť predpokladom, že nové kométy neprichádzajú z Oortovho oblaku k Slnku po prvý raz, ale že pri pobyte na hraniciach slnečnej sústavy, trvajúcim  $10^6$ – $10^7$  rokov, ich aktívna povrchová vrstva sa vždy obnovuje.

B. G. MARSDEN, Z. SEKANINA a E. EVERHART spresnili dráhy 110 dobre pozorovaných neperiodických komét a 90 dráhami iných autorov ich doplnili na katalóg 200 komentárnych dráh I. a II. triedy spoľahlivosti. Po oprave o planetárne poruchy pred priblížením k Slnku sa ukázalo, že iba v prvej triede (v priemere medzi jasnejšími kométami) je Oortov oblak zreteľný. Najvýraznejší je medzi kométami s veľkou vzdialenosťou perihélia. Štatistický rozbor dovolil určiť závislosť negravitačných porúch od vzdialenosti perihélia a podľa nej opraviť doterajší odhad rozmerov Oortovho oblaku. Stredná vzdialenosť afélií nových komét od Slnka vyšla  $43\,200 \pm 1200$  a. j. Keď vzdialenosť perihélia klesne pod 0,5 a. j., negravitačné efekty menia dráhu na hyperbolicú.

Dôležitým podkladom teórií pôvodu komét je priestorové usporiadanie ich dráh, a to najmä smerov perihélií. I. REVINA došla k záveru, že reálne nepravidelnosti sa vyskytujú iba v sústave periodických komét, kde ich vyvoláva rušivé pôsobenie planét. Naproti tomu V. P. TOMANOV pokladá za reálnu aj koncentráciu neperiodických komét k slnečnému apexu; pretože táto koncentrácia je výraznejšia pre absolútne jasné kométy, nemala by podľa neho vzniknúť výberovými efektami. Pravda, absolútne jasné kométy majú väčšinou veľké vzdialenosti perihélia od Slnka, a preto sa na nich silno prejavuje nerovnáha v rozmiestnení pozorovateľov (a teda aj možných objaviteľov) na severnej a južnej poloruži Zeme. O spornú nepravidelnosť rozloženia perihélií sa opiera odvážna hypotéza T. C. VAN FLANDERNA, podľa ktorej kométy vznikli rozpadom planéty o veľkosti Saturna pred 5 miliónmi rokov. Jeho predstavy však vedú k dôsledkom, ktoré sotva možno uviesť do súladu s radom súčasných objektívnych poznatkov, a preto boli ostro kritizované.

E. EVERHART skúmal modelovými výpočtami účinnosť postupného

zachytávania neperiodických komet Neptúnom, Uránom, Saturnom a Jupiterom do krátkoperiodických dráh. Aj najvýkonnejšie počítače sa pre túto úlohu ukázali ako príliš pomalé, a preto bolo treba siahnuť ku kombinácii rôznych konfigurácií metódou Monte Carlo. Ukázalo sa, že na zachytenie kométy z parabolickej dráhy so vzdialenosťou perihélia 30 a. j. treba priemerne asi 200 000 obehov a 400 miliónov rokov, čo je temer desatina veku slnečnej sústavy. Na konci procesu prejde do Jupiterovej rodiny iba jedna z 6000 komét, všetky ostatné vyvrhnú poruchy do medzihviezdného priestoru. Modelovými výpočtami pre 1000 náhodne zvolených krátkoperiodických dráh s malým sklonom odvodili H. RICKMAN a S. VAGHI niektoré štatistické vlastnosti rušivého pôsobenia Jupitera. V. V. RADZIEVSKIJ a V. P. TOMANOV odvodili teorém pre zachytávanie komét planétami, ktorý umožňuje odhadnúť výdatnosť zachytávania v závislosti od hustoty kometárneho prostredia.

Naviazaním pozorovaní Halleyovej kométy z rokov 837 až 1911 (14 obehov) D. K. YEOMANS dokázal, že negravitačné efekty v jej pohybe sa za minulé tisícročie prakticky nezmenili a že sú v súhlase s modelom kometárneho jadra, v ktorom prevláda ľad  $H_2O$ . Z. SEKANINA predložil hypotézu, podľa ktorej vzdalovanie zložiek rozpadnutého jadra neurčuje predovšetkým impulz pri rozpade, ale neskorší rozdiel v negravitačných efektoch, závislý od pomernej veľkosti, hustoty, tvaru a rotácie úlomkov. Z tohto hľadiska podrobne vyhodnotil rozpad veľkej kométy 1976VI West. Počiatkové relatívne rýchlosti bývajú skutočne nízke. Ako ukázal rozbor V. V. JEMELIANENKA, aj pri zanedbaní negravitačných efektov relatívne rýchlosti zložiek periodických komét *Brooks 2* a *Taylor* boli menšie ako  $3 \text{ ms}^{-1}$ .

S otázkou životnosti zložiek rozpadnutých komét úzko súvisí otázka náhodnosti rozdelenia pozorovaných dráh. F. L. WHIPPLE zistil, že podoba dráhových elementov neperiodických komét nie je v skutočnosti častejšia, ako by mala byť pri úplnej nezávislosti. Tento záver je v rozpore s nedávnou prácou E. J. ŌPIKA, podľa ktorej sa väčšina komét nenáhodne grupuje do skupín v podobných dráhach. Spoločný pôvod je nesporný pre Kreutzovu skupinu komét (8 telies s najmenšími známymi vzdialenosťami perihélia a obežnými dobami okolo 800 rokov) a nie je vylúčený pre niekoľko ďalších párov.

## 6. METEORY

Z oblasti meteorickej astronómie uvádzame tohto roku prehľad výsledkov, ktoré sa dosiahli v posledných rokoch vo výskume mikrometeoroidov.

Priamy výskum mikrometeoroidov sa uskutočňuje najmä experimentami in situ na umelých družiciach a kozmických sondách, a to ako

pomocou detektorov, ktoré registrujú dopad mikročastíc, tak aj pomocou kolektorov, ktoré zberajú mikročastice a umožňujú ich potom dôkladnejšie skúmať v pozemských laboratóriách. Zber mikročastíc, ktoré sa v tomto prípade zvyknú nazývať aj mikrometeoritmi, uskutočňuje sa aj pomocou balónov a výškových rakiet vo vyšších vrstvách zemskej atmosféry, ale aj v odlahlých polárnych a horských oblastiach zemskeho povrchu a na morskom dne vo veľkých hĺbkach. Nepriamy výskum využíva analýzu mikrokráterov na vzorkách mesačnej pôdy a vyleštených ploškách kozmických lodí, ako aj pozemské a kozmické merania zodiakálneho svetla, pozostávajúceho z mikrometeorických častíc.

Spôľahlivosť jednotlivých metód výskumu mikrometeoroidov je značne odlišná, čo viedlo najmä v minulosti k viacerým rozporným záverom o fluxe a časovom výskyte mikrometeorických častíc v kozmickom priestore. Otázkou spoľahlivosti detekčných metód registrácie mikrometeoroidov sa u nás zaoberal KAPÍŠINSKÝ na základe odvodených fluxov zo všetkých doterajších publikovaných výsledkov 82 experimentov na 48 umelých družiciach a kozmických sondách. Jeho analýza ukázala, že pomerne zaznávaná akustická metóda je rovnocenná metódam penetračným, neistota odvodených fluxov je však i naďalej pomerne vysoká. Novšie sa takmer zo zásady registrujú mikrometeoroidy nezávisle aspoň dvomi rôznymi metódami, aby sa vylúčili náhodilé rušivé efekty meraní.

Prvé merania mikrometeoroidov na umelých družiciach viedli k záveru, že Zem je obklopená pomerne hustým mrakom meteorickejho prachu. Tento výsledok bol do značnej miery revidovaný, keď sa ukázalo, že prvé akustické merania boli zásadným spôsobom ovplyvnené poruchovými efektami. Aj najnovšie spoľahlivé merania však ukazujú, že flux mikročastíc je v okolí Zeme vyšší než vo vzdialenejšom medziplanetárnom priestore. NAZAROVA a RYBAKOV napr. zistili na základe meraní na družiciach Kosmos 470, 502 a 541, že flux mikrometeoroidov s hmotnosťou nad  $3 \cdot 10^{-12}$  g je vo výške 200 km nad zemským povrchom o 1,5 rádu vyšší, ako vo výške 300 km. Zvýšenú koncentráciu častíc v okolí Zeme zistili aj HUMBS, ALVAREZ a KINARD pre mikrometeoroidy s hmotnosťou nad  $10^{-8}$  g, registrované sondou Pioneer II, ako aj NAGEL, FECHTIG, SCHNEIDER a NEUKUM pre mikrometeoroidy s hmotnosťou nad  $10^{-12}$  g, registrované v rámci experimentu S-149 na orbitálnych stanicích Skylab. Ako ukázali BEDFORD, ADAMS a SMITH, merania na družici Prospero dávajú pre mikročastice s hmotnosťou nad  $10^{-15}$  g flux v blízkom okolí Zeme dokonca o 2–3 rády vyšší, ako vo vzdialenejšom medziplanetárnom priestore. Zvýšený flux častíc s hmotnosťou  $10^{-17}$ , registrovaný družicou MTS (Meteoroid Technology Satellite) v prvých fázach jej letu, vysvetľuje však ALVAREZ prítomnosťou samotnej družice ako zdroja mikročastíc.

Väčšina mikročastíc, registrovaných detektormi na družici Prospero, tvorí skupiny a asociácie, ktoré BEDFORD, ADAMS a SMITH vysvetľujú drobením väčších mikrometeoroidov pri ich prechode zemskou atmosférou; tým súčasne vysvetľujú aj zvýšenú koncentráciu mikročastíc v bezprostrednom okolí Zeme. Na základe časového výskytu 431 registrovaných mikrometeoroidov na družici HEOS 2 s veľmi excentrickou dráhou (perigeum 300—3000 km, apogeum 240 000 km) HOFFMANN, FECHTIG, GRÜN a KISSEL vymedzili tri kategórie častíc: náhodilé častice (690 prípadov), skupiny častíc (22 skupín s 52 časticami) a roje častíc (13 rojov s 289 časticami). Takmer všetky roje a väčšina skupín sa pritom registrovali len v oblasti perigea; podľa autorov registrované roje častíc sa vytvárajú fragmentáciou poréznych častíc pravdepodobne pri ich oxydácii v ionosfére (FECHTIG a HEMENWAY), skupiny častíc sú vyvrhnuté z mesačných kráterov pri ich vzniku po dopade meteoritov. Iba náhodile sa vyskytujúce častice vysvetľujú autori ako skutočnú zložku medziplanetárneho prachu; jej rozloženie v medziplanetárnom priestore sa ukázalo pomerne rovnomerné, zvýšenie fluxu v okolí Zeme potvrdzujú však aj tieto častice.

Predbežné výsledky meraní fluxu mikrometeoroidov v medziplanetárnom priestore a v okolí Mesiaca, uskutočnených na kozmických sondách Luna 22 a Mars 7, uverejnili NAZAROVA a RYBAKOV. V oblasti Mesiaca bolo Lunou 22 zaregistrovaných 44 častíc s hmotnosťou v rozsahu  $3 \cdot 10^{-10}$  až  $2 \cdot 10^{-11}$  g. Časový výskyt mikročastíc bol pritom veľmi nerovnomerný; autori dávajú zvýšenie fluxu častíc do spojitosti s aktivitou známych meteorických rojov. Sonda Mars 7, v zhode s inými meraniami, vedie k nízkemu fluxu mikročastíc v medziplanetárnom priestore; počas 9 mesiacov sonda zaregistrovala jediný mikrometeoroid, a to s hmotnosťou nad  $3 \cdot 10^{-11}$  g.

Veľkým prekvapením boli výsledky meraní mikrometeoroidov sondami Pioneer 10 a 11 v pásme asteroidov. Ako ukázali HUMES, ALVAREZ, KINARD a O'NEAL, v oblasti asteroidov sa napriek očakávaniam neprejavilo žiadne zvýšenie fluxu mikročastíc. Autori robia na základe toho záver, že zdrojom mikrometeoroidov nemôže byť pásmo asteroidov, ale že mikročastice majú komentárny pôvod. DELSEMME ukázal, že celková produkcia prachových častíc je u krátkoperiodických komét takmer 100-krát nižšia, ako u nových komét. Vývoj dráh prachových častíc komentárneho pôvodu s rozmermi 1—100  $\mu\text{m}$  s uvážením vplyvu tlaku žiarenia a erózie častíc analyzoval u nás KREŠÁK. Ukázalo sa, že mikrometeoroidy, registrované kozmickými experimentami, nemôžu byť priamym produktom rozpadu krátkoperiodických a nových komét, môžu byť však produktom Kreutzovej skupiny komét, ktoré sa dostávajú vo svojom perihéliu do tesnej blízkosti Slnka, resp. produktom dezintegrácie Harvittových hypotetických medziplanetárnych balvanov

s rozmermi 10 až 100 m. Ako ukázali KRESÁK a KRESÁKOVÁ, na vysvetlenie skutočného pôvodu medziplanetárnych prachových častíc sa vyžaduje znalosť dráh častíc s pomerne vysokou presnosťou, akú doterajšie merania na družiciach nie sú zatiaľ schopné poskytnúť.

Merania mikrometeoroidov sondami Pioneer 10 a 11 v oblasti Jupitera ukázali pomerne veľké zvýšenie koncentrácie mikročastíc v okolí tejto veľkej planéty. Výsledky meraní zo sondy Pioneer 10, ktoré analyzovali KINARD, O'NEAL, ALVAREZ a HUMES, dali pre oblasť Jupitera koncentráciu mikročastíc o 1 až 2 rády vyššiu než v ostatnom medziplanetárnom priestore. Ten istý efekt potvrdili HUMES, ALVAREZ a KINARD aj na základe meraní sondou Pioneer 11. Ako ukázal HUMES, prírastok hmotnosti, ktorú dodávajú planéte Jupiter mikročastice s hmotnosťou nad  $10^{-9}$  g, dosahuje  $2,16 \cdot 10^6$  kg/s, čo je 170-krát viac, ako na Zemi. Autor odhaduje, že frekvencia meteorov v atmosfére Jupitera by mala byť približne 5800-krát vyššia ako na Zemi.

Veľkosť fluxu mikročastíc s rozmermi 10–20  $\mu\text{m}$ , ako ukázali merania na sondách Pioneer 10 a 11, je prakticky nezávislá na vzdialenosti od Slnka, a to v celom rozsahu vzdialeností od 1 a. j. po 5 a. j. Flux mikročastíc s rozmermi 50  $\mu\text{m}$  naproti tomu klesá nepriamo úmerne so vzdialenosťou od Slnka, pričom za oblasťou pásma asteroidov je týchto častíc už len veľmi málo. Podobnú zmenu fluxu so vzdialenosťou od Slnka potvrdili aj GRÜN, KISSEL, FECHTIG, GAMMELIN a HOFFMANN na základe meraní na kozmickej sonde Helios 1, ktorá mala značne excentrickú dráhu s perihéliom 0,3 a. j. a aféliom 1 a. j. Ich merania ukazujú, že flux častíc s hmotnosťou nad  $10^{-12}$  g rastie pri približovaní sa sondy k Slnku: vo vzdialenosti 0,3 a. j. od Slnka je flux mikročastíc približne 10-krát vyšší, ako vo vzdialenosti Zeme od Slnka.

Zistený pokles fluxu mikrometeoroidov s rozmermi nad 50  $\mu\text{m}$  pri narastajúcej vzdialenosti od Slnka dobre korešponduje s výsledkami meraní intenzity zodiakálneho svetla, uskutočnených napr. aparátami na kozmickej sonde Helios 1 (LINK H., LEINERT, PITZ a SALM), resp. na sondách Pioneer 10 a 11 (HANNER, SPARROW, WEINBERG a BEESON; ZOOK a SOBERMAN; WEINBERG, HANNER, MANN, HUTCHISON a FIMMEL).

Veľmi cenné informácie o mikrometeoroidoch sa získali experimentami, ktoré umožnili zistiť i smer mikročastíc, resp. aj ich rýchlosť, a tým aj približné dráhy. Dráhové elementy pre 20 mikrometeoroidov, registrovaných aparátami na sondách Pioneer 8 a 9, odvodili WOLF, RHEE a BERG; väčšina zistených dráh je eliptických, jedna je hyperbolická a 3 sú veľmi pravdepodobne hyperbolické. Na základe meraní mikrometeoroidov s určeným smerom pohybu na sondách Pioneer 8 (celkovo 577 registrovaných dopadov) a Pioneer 9 (256 dopadov) objavili BERG, GERLOFF a GRÜN vysoký flux drobných mikročastíc s priemerom pod 1  $\mu\text{m}$ , unikajúcich vysokými rýchlosťami ( $>50$  km/s, t. j. hyperbolickými)



v smere od Slnka. Tieto rýchle mikročastice, unikajúce zo slnečnej sústavy, dostali názov  $\beta$ -meteoroidy.

Možným mechanizmom vzniku  $\beta$ -meteoroidov sa zaoberali viacerí autori. ZOOK a BERG, BERG, DOHNANYI, ako aj WHIPPLE analyzovali nezávisle možnosť vzniku  $\beta$ -meteoroidov v dôsledku drobenia pri kolíziách meteoroidov v priebehu ich špirálového pohybu k Slnku (Poynting-Robertsonov efekt), navrhnutú pôvodne HARWITTMOM; ich analýza ukazuje, že  $\beta$ -meteoroidy môžu byť fragmentami meteoroidov, pričom ich hmotnosť je menšia než kritická minimálna hmotnosť, pri ktorej odpudivá sila tlaku žiarenia prevyšuje efektívnu silu gravitačnej príťažlivosti Slnka, takže môžu byť tlakom žiarenia urýchlené a vypudzované zo slnečnej sústavy. Iným možným mechanizmom vzniku  $\beta$ -meteoroidov, ktorý analyzovali HUEBER, ako aj KAISER a nezávisle i SEKANINA, je vyparovanie častíc pri ich približovaní sa k Slnku; proces vyparovania môže pokračovať tak dlho, až hmotnosť častíc klesne pod kritickú minimálnu hmotnosť a častice sa dostanú pod vplyvom tlaku žiarenia na hyperbolické dráhy. Tretiu možnosť pôvodu  $\beta$ -meteoroidov uvažovali HEMENWAY, resp. i HALLGREN a SCHMALBERGER; podľa tejto varianty  $\beta$ -meteoroidy majú pôvod priamo na slnečnom povrchu a sú z neho emitované do medziplanetárneho priestoru.

Na možné využitie exponovaného povrchu slnečných kameňov pre štúdium mikrometeoritov upozornili už zísakaním prvých vzoriek mesačnej pôdy GENTNER, ZÄHRINGER a FECHTIG. Laboratórna mikroskopická analýza privezených mesačných vzoriek skutočne ukázala dopadové krátery mikrometrových a submikrometrových rozmerov, s minimálnym priemerom  $0,2 \mu\text{m}$  (SCHNEIDER, STORZER, HARTUNG, FECHTIG a GENTNER), ba až  $0,025 \mu\text{m}$  (BLANFORD, FRULAND, MCKAY a MORRISON). Ako ukázal MANDEVILLE, hlavná časť analyzovaných mikrokráterov je spôsobená časticami s hmotnosťou  $10^{-15}$  až  $10^{-3}$  g, čomu odpovedajú priemery mikrokráterov od  $0,1 \mu\text{m}$  po  $1 \text{ cm}$ .

Vyššie  $1000$  mikrokráterov s rozmermi  $0,2$  až  $200 \mu\text{m}$  na hladkom povrchu mesačnej vzorky 15 205, ktoré analyzovali HARTUNG a STORZER, ukazuje bimodálne rozdelenie rozmerov mikrokráterov, so zlomom okolo priemeru  $5 \mu\text{m}$ : u menších mikrokráterov je narastanie počtu mikrokráterov pri klesajúcich rozmeroch vyššie než u väčších kráterov. Bimodálne rozdelenie rozmerov kráterov sa potvrdilo aj ďalšími analýzami: na vzorke 12 054 ho potvrdili HARTUNG, HÖRZ, AITKEN, GAULT a BROWNLEE, na vzorke 60 015 NEUKUM, HÖRZ, MORRISON a HARTUNG, resp. i FECHTIG a NAGEL. Podľa FECHTIGA mesačné mikrokrátery s priemerom menším ako  $1 \mu\text{m}$  sú vytvorené  $\beta$ -meteoroidmi.

Z analýz HARTUNGA, HÖRZA, AITKENA a GAULTA, ako aj ďalších vyplývalo, že flux mikrometeoroidov, odvodený zo štatistiky mikrokráterov, je nižší, než dávajú merania fluxu na družiciach a kozmických



sondách. Merania mikrometeoroidov na sondách v oblasti Mesiaca, analyzované NAZAROVOU, RYBAKOVOM a VASJUKOVOU, dávajú flux približne o jeden rád vyšší, než je flux, vyplývajúci z analýzy mikrokráterov. Autori, podobne ako LEVIN, považujú uvedený rozdiel za dôsledok toho, že pri odvodení fluxu zo štatistiky mikrokráterov sa nebrali do úvahy efekty clonenia exponovaného povrchu Mesiaca.

Laboratórne vyšetrenie suprarychlych impaktov železných guľičiek s mikrometrovými rozmermi viedli FLAVILLA a McDONNELLA k záveru, že veľká časť submikrometrových kráterov na mesačnom regolite môže mať sekundárny pôvod; dôsledkom je ďalšie zhoršenie rozdielu medzi fluxom mikročastíc s hmotnosťou nad  $10^{-16}$  g, odvodeným zo štatistiky mikrokráterov a z meraní mikrometeoritov in situ na družiciach a kozmických sondách.

Novšie hodnoty fluxu mikrometeoroidov, odvodené MORRISONOM a ZINNEROM zo štúdia mikrokráterov na mesačných vzorkách, odpovedajú družicovým meraniam a sú konštantné pre povrch, exponovaný v priebehu  $10^4$  až  $10^6$  rokov. Zhodu odvodeného fluxu s družicovými meraniami dostal aj HUTCHBON pri predpoklade konštantnosti fluxu v priebehu ostatných 35 000 rokov; jeho analýza orientovaných mesačných vzoriek umožnila určiť i smery dopadu mikročastíc s hmotnosťou  $8 \cdot 10^{-14}$  až  $3 \cdot 10^{-17}$  g — flux v ekliptike je 7-krát vyšší ako v smere kolmom na ekliptiku.

LINDSAY a SRNKA vyšetrovali vo vzorkách mesačnej pôdy aglutináty (s rozmermi 44 až 175  $\mu\text{m}$ ), ktoré sú výsledkom spekania častíc v dôsledku dopadov meteorických častíc na mesačnú pôdu. Zistili 3 vrstvy zvýšeného obsahu aglutinátov, vznik ktorých je oddelený časovými intervalmi 80 tisíc rokov. Autori vysvetľujú tieto zvýšenia počtu zvýšením fluxu častíc kozmického prachu pri prechode slnečnej sústavy špirálovými ramenami Galaxie.

Štatistickú analýzu tvarov mikrokráterov na sklenených guľičkách s rozmermi 300 až 350  $\mu\text{m}$  z mesačných vzoriek, privezených expedíciou Apollo 15, uskutočnili NAGEL, NEUKUM, EICHORN, FECHTIG, MÜLLER a SCHNEIDER. Ukázalo sa, že vyše 90 % mikrokráterov má pravidelný okrúhly tvar a že podľa morfológie ich možno začleniť do troch skupín, podľa troch druhov častíc, ktoré ich vytvorili: železných (asi 20 % kráterov), kamenných (10 %) a poréznych (70 %). Zastúpenie železných častíc rastie s klesajúcim rozmerom častíc, takže pri rozmeroch častíc 0,1 až 1  $\mu\text{m}$  už prevládajú železné mikročastice. Uvedené tri druhy častíc sa potvrdili aj analýzou mikrokráterov, ktorú uskutočnili SMITH, ADAMS a KHAN, ako aj DURRANI, KHAN, BULL, DORLING a FREMLIN.

Zber mikrometeoritov umožňuje priamu laboratórnu analýzu mikročastíc, dosiaľ však nie je úplná zhoda v otázke identifikácie častíc kozmického pôvodu a ich jednoznačného odlišenia od častíc kontami-

načného pôvodu. Veľmi sľubný sa zdá v tomto smere program Magellan (HALLGREN, HEMENWAY a WLOCHOWICZ), umožňujúci zber väčších mikrometeoritov vo výškach okolo 25 km pomocou balóna, dlhodobo obiehajúceho okolo Zeme.

Podľa KRINOVA všetky častice zo zberov, ktoré majú primárny pôvod v kozmickom priestore, sú výsledkom ablácie a pulverizácie pôvodných meteorických telies pri ich prelete zemskou atmosférou. Na základe vyšetrenia pulverizovanej kozmickej látky, získanej z oblasti pádu Sichote-Alinského železného meteoritického dažďa, KRINOV identifikoval nasledujúce druhy a formy mikročastíc: 1) meteoritický prach — veľmi malé (niekoľko  $\mu\text{m}$  až  $\text{mm}$ ), striebristo-biele, nepravidelné častice s ostrými hranami, ktoré sú produktom mechanickej deštrukcie veľkých meteoritov pri ich náraze na zemský povrch; 2) meteorický prach — magnetické častice guľovitého tvaru s priemerom okolo 30—40  $\mu\text{m}$ , zväčša s poréznu štruktúrou, ktoré sú produktom ablácie a deštrukcie meteorických telies počas ich letu atmosférou a ktoré pomaly padajú na zemský povrch (vznik častíc guľovitého tvaru abláciou bol autorom preverený aj laboratórne na vzorkách meteoritov); 3) mikrometeority — mikroskopicky malé skutočné meteority, pokryté tenkou stavenou kôrou, s váhou od stotín po tisíciny gramu, ktoré sú zložením a mikroštruktúrou zhodné s meteoritmi. Od uvedených foriem odlišuje KRINOV kozmický prach, pod ktorým rozumie častice kozmického pôvodu takých malých rozmerov, že zemskou atmosférou prechádzajú bez narušenia. Treba dodať, že v otázke terminológie mikrometeoroidov nie je dosiaľ jednoznačná zhoda stanovísk.

Z hľadiska meteorickej astronómie veľmi zaujímavou, ale rozpornou ostáva otázka existencie skutočných rojov v oblasti mikrometeoroidov. Pozemské pozorovania meteorov vedú zhodne k záveru, že všetky známe meteorické roje sa prejavujú voči sporadickému pozadiu o to slabšie, čím je menší rozmer meteorických častíc, takže v oblasti mikrometeoroidov by sa už vôbec nemali prejavíť (MILLMAN a MCINTOSH, KRESÁKOVÁ, HUGHES, ŠTOHL). Na druhej strane ostávajú viaceré priame merania mikrometeoroidov, ktoré nasvedčujú zvýšenie ich fluxu v období činnosti niektorých rojov (ALEXANDER, ARTHUR, BOHN; NAZAROVA a RYBAKOV, atď.). Vyšetrenie fluxu meteorických telies v širokej škále hmotností na základe priamych meraní na družiciach a simultánných pozemských pozorovaní vybraných meteorických rojov, ktoré by malo osvetliť aj otázku reality mikrometeorických rojov, je jednou z úloh programu INTERKOZMOS, na ktorej majú účasť viaceré vedecké inštitúcie zo ZSSR, PĽR a ČSSR.

## 7. HVĚZDY A DVOJHVĚZDY

Tým pracovníků stelárního oddělení Astronomického ústavu ČSAV v Ondřejově ve složení: Svatopluk KRÍŽ, Petr HARMANEC, Pavel KOUBSKÝ, Jiří KRPAŤA a František ŽĎÁRSKÝ obdržel v roce 1977 cenu Československé akademie věd za vědeckovýzkumnou práci v oboru studia hvězd typu Be. Členové tohoto týmu vypracovali jednotnou teorii vzniku a vývoje hvězd typu Be a prakticky ji aplikovali na řadě konkrétních hvězd. Vznik rozsáhlých plynných obalů hvězd typu Be vysvětlují tím, že tyto hvězdy jsou ve skutečnosti dvojhvězdy ve stadiu přetékání hmoty z jedné složky na druhou. Při přetoku látky mezi složkami se vytváří pozorovaný plynný obal. Tato hypotéza byla prověřena na řadě hvězd typu Be na základě bohatého, převážně vlastního pozorovacího materiálu. Práce tohoto vědeckého kolektivu získaly v krátké době značný mezinárodní ohlas, podnítily řadu prací v dané problematice v zahraničí a znamenají význačné československé prvenství v důležité oblasti fyziky hvězd.

*Hvězdy.* Ve spektrech některých velmi horkých hvězd obklopených rozsáhlou obálkou, jako jsou Wolfovy-Rayetovy hvězdy či jádra planetárních mlhovin, pozorujeme neobvykle silnou čáru ionizovaného hélia o vlnové délce 468,6 nm. Menzelovu domněnku, podle níž lze nezvyklou intenzitu této čáry vysvětlit laserovým mechanismem, podpořily výpočty VARSHINHO a LAMA. Vynucená emise zesilující čáru 468,6 nm podle nich vzniká v důsledku prudké expanze plynu v obálce hvězdy, který rychle chladne a řídne. Dochází v něm pak k rekombinaci, při níž jsou některé vyšší energetické hladiny atomu hélia obsazeny více než nižší a vznikají zde tak podmínky pro vznik vynucené emise a zesílení záření laserovým mechanismem.

Vedle Wolfových-Rayetových hvězd a jader planetárních mlhovin patří bílí trpaslíci k nejteplejším pozorovaným hvězdám. Vzhledem k tomu, že valná část energie těchto hvězd je vyzařována ve vzdáleném ultrafialovém oboru spektra, není vždy možné dostatečně přesně stanovit jejich teplotu jen na základě pozemských měření. Velký význam proto mají pozorování horkých hvězd z paluby umělých družic, kde je možné sledovat rozdělení energie ve spektru v daleko větším rozsahu vlnových délek. HOLM se zabýval výsledky měření bílého trpaslíka Feige 24 získanými družicí OAO 2. Srovnáním rozdělení energie ve spektru hvězdy v oblasti vlnových délek 143—425 nm s modely atmosfér bílých trpaslíků, dospěl k závěru, že absolutní hvězdná velikost bílého trpaslíka Feige 24 činí 7,9 mag a jeho efektivní povrchová teplota dosahuje 70 000 K.

Při plnění kosmického programu Sojuz-Apollo na lodi Apollo byl sledován bílý trpaslík Sirius B ultrafialovým dalekohledem v 5 oblastech spektra v intervalu 5,5—15,4 nm. Odhady toků v jednotlivých oblastech

byly srovnány s modely tepelného záření bílých trpaslíků o různé teplotě a chemickém složení. Nejlepší shoda byla nalezena s modelem o teplotě 32 000–33 500 K s velmi nízkým zastoupením hélia vůči vodíku:  $(1-2) 10^{-4}$ .

SPITMAN, GREENSTEIN a BOKSENBURG studovali pomocí 5 metrového dalekohledu spektrum bílého trpaslíka GD 40, který patří do skupiny bílých trpaslíků bohatých na hélium (typ DB). Z profilu čar hélia byla určena teplota 15 200 K a hodnota gravitačního zrychlení na povrchu hvězdy  $2 \cdot 10^6 \text{ ms}^{-2}$ . Z uvedené hodnoty gravitačního zrychlení vyplývá, že vnitřní chemické složení tohoto „héliového“ bílého trpaslíka se nijak neliší od vnitřního chemického složení „vodíkových“ (DA) bílých trpaslíků. Rozlišení mezi těmito dvěma typy se týká zřejmě pouze chemického složení povrchových vrstev.

MCGRAW a ROBINSON provedli rozbor všech dostupných fotometrických pozorování bílých trpaslíků a zavedli nový typ proměnných hvězd, který nazvali podle jednoho z představitelů — hvězdy typu ZZ Ceti. Jde o poměrně chladné bílé trpaslíky spektrálního typu DA s barevným indexem v intervalu 0,16 až 0,20 mag., kteří jeví víceméně periodické změny jasnosti s periodami 200 až 1000 sekund. Podle MCGRAWA a ROBINSONA jsou tyto změny jasnosti důsledkem pulsací, jejichž mechanismus je obdobný jako mechanismus pulsací cefeid.

Zcela nečekaný byl objev spektroskopické dvojhvězdy ve středu planetární mlhoviny NGC 1360. MENDEZ a NIEMELA zpracovali 12 spektrogramů této soustavy a sestrojili křivku radiálních rychlostí. Perioda systému činí 8,205 dní, amplituda rychlosti viditelné složky činí  $61 \text{ km s}^{-1}$ . Viditelná složka je horká hvězda typu Osd s teplotou kolem 50 000 K a hmotností  $0,06 M_{\odot}$ , druhá složka má hmotnost menší než  $1 M_{\odot}$ . Stejného řádu je i hmotnost obklopující planetární mlhoviny.

K vysvětlení spektrálních zvláštností hvězd typu Be a hvězd se závojem (shell-hvězd) se nejčastěji využívá modelu, podle něhož emise a absorpce vznikají v řídkém plynném prstenci obepínajícím rychle rotující hvězdu třídy B. Třebaže hvězdy typu Be rotují velmi rychle, jejich rotační rychlosti nikdy nedosahují rychlosti kritické, při níž by látka z rovinných oblastí mohla opustit povrch hvězdy. Rovněž se běžně nepozorují absorpční složky v silných rezonančních čarách posunuté k modrému okraji spektra, které jsou charakteristickým znakem hvězd ztrácejících hmotu (P Cyg aj.). Jisté naděje v tomto směru slibovalo pozorování rezonančních čar v ultrafialovém oboru.

MORGAN, KONDO a MODISSETTE pomocí spektrografu umístěného na balónu sledovali známý dublet rezonančních čar Mg II u 280 nm u tří hvězd typu Be:  $\gamma$  Cas,  $\zeta$  Tau a  $\kappa$  Dra. U  $\gamma$  Cas byly nalezeny úzké absorpční složky posunuté o  $215 \text{ km s}^{-1}$ , u  $\zeta$  Tau s posuvem  $75 \text{ km s}^{-1}$  směrem k pozorovateli. U  $\kappa$  Dra, která je pozdějšího spektrálního typu,

nebyly zjištěny žádné úzké absorpční složky posunuté k ultrafialovému konci spektra.

Před nedávnem objevený rentgenový zdroj MX 0053 + 60 leží v místech, kde se nachází známá hvězda typu Be —  $\gamma$  Cas. Intenzita zdroje se mění s časem. V době přehlídky prováděné družicí Uhuru byl tak slabý, že nebyl zaznamenán. U většiny rentgenových zdrojů se vznik rentgenového záření spojuje s existencí kompaktní hvězdy (neutronové hvězdy, černé díry) v soustavě s normální hvězdou. Proto COWLEYOVÁ, ROGERS a HUTCHINGS prošetřil veškerý dostupný spektroskopický materiál o  $\gamma$  Cas od roku 1941 a zkoumali, zda hvězda nejeví periodické změny radiálních rychlostí. Ukázalo se, že změny radiálních rychlostí mají amplitudu menší než  $10 \text{ km s}^{-1}$  a že v materiálu nelze najít žádnou periodicitu v intervalu period od 2,5 do 4000 dní. I když tím není vyloučena existence druhé složky, zdá se pravděpodobnější, že zdrojem rentgenového záření je horká koróna hvězdy.

U hvězd raných spektrálních typů Be, Of a Wolfových-Rayetových hvězd byly řadou autorů pozorovány krátkodobé spektrofotometrické změny. Touto otázkou se důkladně zabýval LACY, jenž u 23 hvězd tohoto typu hledal rychlé změny v čarách H $\alpha$ , H $\beta$  a He 468,6 ním v časové škále od 30 s do 5 hodin. Po vyhodnocení spektrofotometrických měření, v němž vzal v úvahu efekty fotonové statistiky, pohybu obrazu a scintilace, došel k závěru, že žádná ze studovaných hvězd nejeví krátkodobé změny intenzity čar. Veškeré pozorované změny nejsou skutečné, jsou jen výsledkem pozorovačích efektů.

Podle současných předstev souvisí diferenciální rotace s existencí silné podpovrchové konvektivní vrstvy. Vzhledem k tomu, že u hvězd třídy A by tato vrstva měla být velmi tenká, se dá očekávat, že tyto hvězdy budou rotovat jako tuhé těleso. GRAY studoval rotační profily šesti hvězd třídy A pomocí Fourierovy transformace a došel k názoru, že buď je diferenciální rotace hvězd třídy A velmi slabá, nebo vůbec neexistuje.

Velké množství prací je věnováno výzkumu pekulárních hvězd. Jde o hvězdy hlavní posloupnosti spektrální třídy B až F, v jejichž spektru se vyskytují nezvykle silné čáry některých prvků jako Si, Cr, Sr, Fe, Eu a jiných. Zdá se, že tyto spektrální anomálie mají úzkou spojitost výskytem silného magnetického pole, které u těchto hvězd pozorujeme.

Veškerá měření podélné složky indukce magnetického pole hvězd byla až doposud získávána pomocí Zeemanova analyzátoru běžnou fotografickou cestou. LANDSTREET a BORRA využili k měření magnetického pole fotoelektrické techniky, která se běžně používá ve slunečních magnetografech. Značnou výhodou tohoto nového způsobu měření je to, že přesnost měření magnetického pole prakticky nezávisí na rotační rychlosti hvězdy. (Klasickou metodou bylo možné měřit magnetické

pole jen u hvězd s rotační rychlostí  $V \sin i$  menší než  $20 \text{ km s}^{-1}$ ). LANDSREETOVA a BORROVA měření ukazují, že Ap hvězdy s rotační rychlostí  $V \sin i$  přesahující  $30 \text{ km s}^{-1}$  mají v průměru menší magnetické pole, než pomalu rotující hvězdy. Indukce rychleji rotujících hvězd obvykle nepřevyšují  $0,1 \text{ T}$ . Křivky změn indukce magnetických hvězd 53 Cam a  $\alpha^2 \text{ CVn}$  změřených touto metodou se systematicky rozcházejí s křivkami získanými klasickým způsobem. Analýza křivek nalezených autory nové metody vede k jednodušší geometrii magnetického pole, která se zdá být pravděpodobnější. Při fotografickém způsobu měření vznikají zřejmě soustavné chyby při zpracování spekter, projevuje se zde i vliv nehomogenity v rozdělení prvků po povrchu hvězdy.

Pekuliární hvězdy se od normálních hvězd třídy A liší též v rozdělení energie ve spektru. U pekuliárních hvězd hraje důležitou roli čarová a spojitá absorpce, která pohlcenou energii převádí do jiné oblasti spektra. Při změnách velikosti čarové a spojitě absorpce dochází ke světelným změnám. Chemické složení povrchových vrstev pekuliárních hvězd není homogenní — vytvářejí se zde jakési skvrny, oblasti zvýšeného nebo naopak sníženého obsahu některých prvků. S tím, jak se hvězda otáčí, natáčí k pozorovateli různé části povrchu a pozorovatel pak pozoruje periodické změny spektra a jasnosti.

Hvězda HD 215 441 je hvězdou s nejsilnějším magnetickým polem a s největší pozorovanou amplitudou světelných změn — v barvě U až  $0,19 \text{ mag}$ . Magnetické pole i jasnost se mění s periodou  $9,4871 \text{ dní}$ , nebyly však dosud pozorovány žádné výraznější změny intenzity spektrálních čar. KRAUTTER zpracoval 13 vysokodisperzních spektrogramů této hvězdy a zjistil, že se intenzita čar mění v rozmezí  $\pm 20 \%$  s periodou světelných a magnetických změn. Ukazuje se, že i takováto poměrně malá změna intenzity čar je s to způsobit pozorované variace jasnosti, neboť HD 215 441 je poměrně horká hvězda s velkým podílem energie v ultrafialové oblasti a s velkým počtem spektrálních čar v tomto oboru.

V optickém oboru se v rozdělení energie u pekuliárních hvězd objevují tři široké absorpce, které u normálních hvězd nepozorujeme. Středů těchto absorpčních pásů jsou  $410$ ,  $520$  a  $630 \text{ nm}$ . SHORE, ADELMAN a WOLKENOVÁ se domnívají, že jde o absorpční hrany volně vázaných přechodů různých prvků, které jsou na těchto hvězdách v přebytku. Doposud se podařilo uspokojivě vysvětlit jedině existenci pásu  $410 \text{ nm}$ , který vzniká složením dvou hran volně vázaných přechodů Eu II.

Na skutečnosti, že většina pekuliárních hvězd jeví depresi v rozdělení energie u  $520 \text{ nm}$ , založil svoji novou fotometrii MATTZEN. Pomocí fotometrie s trojicí filtrů se středy propustnosti v  $502$ ,  $524$  a  $550 \text{ nm}$  může vyhledávat nové slabé pekuliární hvězdy.

MIKULÁŠEK, HARMANEC, GRYGAR a ŽĎÁRSKÝ studovali světelné změny pekuliární hvězdy typu SrCrEu — CQ UMa. Na základě tofo-

metrie v systému UBV získané na observatoři na Hvaru a všech ostatních fotometrických dat našli zlepšenou hodnotu periody světelných změn  $P = (2,449967 \pm 0,000025)$  dní. Fotometrie provedená na Hvaru umožnila též diskutovat polohu hvězdy v barevném diagramu. Ukazuje se, že rozdělení energie ve spektru hvězdy je anomální. V maximu jasnosti se nejvíce přimyká k normálnímu rozdělení, v minimu jasnosti je odchylka největší.

Před časem bylo vysloveno podezření, že řada čar bohatého čarového spektra pekuliárních hvězd pochází od velmi těžkých prvků skupiny uranu (aktinidů). V nedávné době prověřovali tuto domněnku COWLEY, AIKMAN a HARTOOG pomocí kvalitních spektrogramů 51 pekuliárních a normálních hvězd třídy A. Autoři práce při identifikaci použili metody statistické analýzy koincencí vlnových délek nejsilnějších čar aktinidů s vlnovými délkami čar ve hvězdném spektru. Přítomnost čar uranu a snad i thoria lze potvrdit pouze u jediné hvězdy ve zkoumaném souboru — u výjimečně pekuliární hvězdy HR 465. Ve spektrech ostatních hvězd čáry aktinidů pravděpodobně nejsou; pokud byly nalezeny jisté shody mezi vlnovými délkami čar ve spektru a aktinidů, pak jde vesměs o náhodné koincidence.

ZVERKO ve své disertační práci použil ke zjištění chemického složení povrchových vrstev Ap hvězd metody kvantitativní analýzy spekter. Na základě váhových a saturačních funkcí za předpokladu místní termodynamické rovnováhy a vzniku čar čistou absorpcí sestrojil pro velkou skupinu hvězd s podobnými spektrálními a luminozitními charakteristikami 108 teoretických křivek růstu pro 21 prvků a tři modely atmosféry. Tyto křivky růstu aplikoval na manganovou hvězdu 53 Aur. Analýzou byla zjištěna odchylka chemického složení určená pomocí iontů různého stupně téhož prvku. Zjištěné odchylky ZVERKO vysvětluje rozdílem mezi reálnou atmosférou a modelem nebo závislostí chemického složení na optické hloubce.

HUBENÝ se zabývá obecnými aspekty problematiky výpočtu modelů hvězdných atmosfér jako celku. Ve své disertační práci vypracoval variantu jednotné a obecné teorie hvězdných atmosfér. Ze základního aparátu kvantové statistické fyziky odvodil systém rovnic užívaných v astrofyzice a přesně stanovil předpoklady, za nichž byly rovnice odvozeny. Dále diskutoval metody řešení planoparalelních, vodorovně homogenních a statických atmosfér hvězd raných spektrálních tříd a vypracoval tři nové metody řešení. Praktickým výsledkem práce je rozpracování výpočetního programu pro řešení modelu atmosfér hvězd raných typů bez předpokladu místní termodynamické rovnováhy.

Jev hvězd typu T Tauri se až doposud vysvětloval pomocí expanze obálky vyvolané bouřlivými procesy na povrchu hvězdy. ULRICH nabízí zcela opačný model, kde hlavní roli hraje akrece okolní mezihvězdné



látky na povrch těchto mladých hvězd. Nestacionární emisní spektrum vysvětluje v rámci tohoto modelu jako důsledek srážek akretovaných částic, při nichž se látka ohřívá až na několik milionů K. O existenci tohoto procesu svědčí pozorované čáry odpovídající dovoleným přechodům vysoce ionizovaných prvků. Měkké rentgenové záření, které zde vzniká, nepozorujeme, protože je zaeloněno hustou obálkou. Projevu se možná excitací rozsáhlé cirkumstelární oblasti ionizovaného vodíku obepínající hvězdu. ULRICHovi se podařilo vysvětlit i profily spektrálních čar, které až dosud byly nejsilnějším argumentem ve prospěch modelu s ejející hmoty. Ukazuje se, že emisní čáry lze Ulrichovým modelem vysvětlit daleko lépe a odvodit z nich současně velikost akrece. Pro zástupce hvězd typu T Tauri, hvězdu RY Tau, byla nalezena charakteristická hodnota akrece:  $10^{-7} M_{\odot}$  rok<sup>-1</sup>.

Při hledání pulsujících bílých trpaslíků objevili BERG a DUTHIE trpasličí cefeidu GD 428 s rekordně krátkou periodou — pouhých 56 minut! Hvězda patří do kategorie proměnných typu AI Velorum s periodami kratšími než 6 hodin. Na HR diagramu leží GD 428 v prostoru mezi hlavní posloupností a oblastí zaujímanou bílými trpaslíky.

Nejpočetnějším typem fyzických proměnných jsou červené trpasličí hvězdy typu UV Ceti, které občas během sekundy mnohonásobně zvýší svoji jasnost, načež následuje pomalejší pokles jasnosti až na původní hladinu. Spolu s optickými vzplanutími jsou pozorována vzplanutí v rádiovém i rentgenovém oboru.

27 astronomů z 13 institucí se spojilo k simultánnímu sledování jedné z nejjasnějších hvězd typu UV Ceti — YZ CMA. Počínaje 30. 11. 1975 plných 72 hodin pozorovali tuto hvězdu ve vizuálním, rádiovém i rentgenovém oboru. Bylo zaznamenáno celkem 31 menších optických vzplanutí, 11 rádiových, z nichž 3 souhlasí s optickým zábleskem. Přístroje rentgenové družice SAS-3 nezaznamenaly ve sledované oblasti žádné zvýšení rentgenového toku. Pomocí této pozorovací kampaně bylo možné vyloučit tři z pěti navrhovaných modelů vzplanutí hvězd UV Ceti a navíc stanovit horní hranici toku, kterým tyto hvězdy přispívají k difúznímu rentgenovému pozadí, na 9%.

*Dvojhvězdy.* Průkopník skvrnkové interferometrie MCALISTER proměřil touto metodou 70 dvojhvězd. Měřené vzdálenosti složek ležely v intervalu 0,037" až 1,877", nově bylo přitom rozlišeno 7 soustav. Určení pozičních úhlů a vzdálenosti složek relativně těsných vizuálních dvojhvězd má převratný význam pro astrometrii podvojných soustav.

KOUBSKÝ studoval hvězdu typu Be HD 174 237 (MWC 608). Hvězda jeví světelné změny o amplitudě větší než 0,1 mag. a současně vykazuje změny radiální rychlosti. Radiální rychlost hvězdy byla určována podle polohy čar He I na 28 spektrogramech pořízených ondřejovským dalekohledem v letech 1975 a 1976. Z rozboru změn radiální rychlosti vyplývá,



že se radiální rychlost periodicky mění s periodou 6,691 dní. Vše nasvědčuje tomu, že Be hvězda MWC 608 je spektroskopickou dvojhvězdou.

HD 218 393 je hvězda Be typu se zřetelnými změnami ve spektru. KRÍŽ a HARMANEC zjistili, že jde o interagující spektroskopickou dvojhvězdu s periodou 38,873 dní. Toto zjištění potvrdil POLIDAN, který v infračerveném oboru spektra našel čáry sekundární složky — obra třídy K 1.

HARMANEC, HORN, KOUBSKÝ, KRÍŽ, IVANOVIĆ a PAVLOVSKI sledovali HD 218 393 fotometricky v systému UBV na observatoři na Hvaru v letech 1974 až 1976. V roce 1974 a 1975 byly zjištěny změny v barvě V a B o amplitudě 0,1 mag. a 0,3 mag. v barvě U. Minimum jasnosti hvězdy souhlasí s maximem křivky radiálních rychlostí. V roce 1976 došlo k prudkým změnám jasnosti, jejichž rozbor zatím nelze provést.

FRACASSINI, PASINETTI a PASTORI publikovali výsledky zpracování hranolových spekter hvězdy *o* And s disperzí 3,5 nm mm<sup>-1</sup> u H $\gamma$ , která získali v letech 1967 až 1976. Autoři zaznamenali prudký pokles radiální rychlosti po roce 1975 — pod -100 km s<sup>-1</sup>, zatímco ostatní hodnoty od roku 1900 leží v intervalu 0 až -30 km s<sup>-1</sup>. Z této skutečnosti usuzují na existenci 23,5leté periody ve změnách radiální rychlosti spojené s vymizením a znovu vytvořením úzkých absorpcí v čarách vodíku.

Na tuto práci okamžitě reagovala skupina pracovníků ondřejevského stelárního oddělení, kteří od roku 1975, kdy KOUBSKÝ objevili ve spektru *o* And úzké absorpce v čarách vodíku (tzv. shell čáry), získali rozsáhlou kolekci spektrogramů, z nichž některé byly pořízeny ve stejnou dobu jako spektrogramy FRACASSINIHO, PASSINETTI a PASTORIHO. HARMANEC, KOUBSKÝ, KRATA, ŽDÁRSKÝ a DOLENSKÁ změřili radiální rychlosti jader shell čar vodíku i křidel čáry H $\gamma$  vzhledem k jádru shell čar. Veškerá měření nepotvrzují vysoké záporné rychlosti zjištěné italskými astronomy — střední hodnota radiální rychlosti v období po roce 1975 činí  $-25 \pm 10$  km s<sup>-1</sup>. Při zpracování materiálu bylo navíc zjištěno, že centrální intezita čáry H $\gamma$  se mění s periodou 3,66 dní.

Ve spektru *o* And dochází v poslední době k velmi dramatickým změnám. V telegramu IAU oznámil HORN náhlé vymizení úzkých absorpčních složek ve vodíkových čarách počínaje čarou H $\beta$  až k Balmerovu skoku. Vzápětí pořízený spektrogram v červené oblasti spektra ukazuje, že v čáře H $\alpha$  se nachází úzké shell jádro, přičemž dříve výrazné emisní složky čáry jsou podstatně zeslabeny a leží pod úrovní spojitého spektra.

KOPAL rozpracoval novou originální metodu ke zjišťování geometrických prvků soustavy zákrytových dvojhvězd pomocí Fourierovy analýzy světelné křivky soustavy. Metoda umožňuje odstranit všechny fotometrické vlivy, které světelnou křivku deformují, v minimech i mezi nimi. Všechny předcházející metody umožňovaly tuto redukci jen v ome-

zené míře. Nová Kopalova metoda dává možnost najít geometrické prvky soustavy oprostěné od všech známých systematických chyb.

Těsnou zákrytovou soustavu SW Lyncis studoval VETŘEŠNÍK. Na základě 68 nízkodisperzních spektrogramů, které získal na observatoři v Asiagu, našel křivku radiálních rychlostí. Odvodil z ní periodu změn 0,644 dní, excentricitu 0,11 a amplitudu křivky radiálních rychlostí  $24 \text{ km s}^{-1}$ . Z funkce hmotnosti a za předpokladu, že primární složka je hvězdou hlavní posloupnosti, našel poloměry a hmotnosti složek:  $R_1 = 1,6 R_\odot$ ,  $R_2 = 1,0 R_\odot$ ,  $M_1 = 1,6 M_\odot$ ,  $M_2 = 0,5 M_\odot$ . Byla provedena též další fotometrická měření SW Lyn. Ukazuje se, že průběh světelné křivky zejména v okolí primárního minima nelze vysvětlit v rámci modelu koule-koule.

ŠÍMA ve své disertační práci diskutuje otázky profilů spektrálních čar těsných dvojhvězd. Problém studuje na modelu, v němž ze sekundární složky vytéká plynný proud směrem k hlavní složce, kolem níž se vytváří plynný prsteneček. V místě dotyku proudu s prstencem se vytváří horká skvrna. Rovnice přenosu záření řeší analyticky, zčásti i numericky. Model lze aplikovat na rentgenové zdroje HZ Her, DQ Her a rekurentní novy typu U Gem a WZ Sge. Ukazuje se, že se plynný proud spektroskopicky projeví, konkrétní srovnání modelových profilů s pozorováními nelze provést, protože dosud nemáme k dispozici spektra odpovídající kvality.

Těsná zákrytová soustava Algol byla ztotožněna s rentgenovým zdrojem o výkonu kolem  $2 \cdot 10^{24} \text{ W}$ . Další pozorování ukázala, že tento zdroj rentgenového záření je proměnný v intervalu  $10^{24}$  až  $10^{26} \text{ W}$ . HARNDEN se domnívá, že pozorované rentgenové záření souvisí s výměnou hmoty mezi složkami (cca  $10^{-10} M_\odot \text{ rok}^{-1}$ ) a že je lze vysvětlit bez pomoci akreačního disku či kompaktního objektu. Algol je zřejmě prototypem nového druhu rentgenových dvojhvězd, kde hmota vytékající z méně hmotné složky dopadá na primární složku rychlostí kolem  $500 \text{ km s}^{-1}$ . V místě dopadu vzniká oblast zvýšené teploty, která je zdrojem měkkého rentgenového záření. Při vzrůstu rychlosti přetoku roste výkon zdroje, současně však roste i absorpce, takže při přetoku  $10^{-8} M_\odot \text{ rok}^{-1}$  je rentgenový zdroj zcela zatačen.

Rychlé změny rádiového záření Algola byly objeveny již roku 1971. 15. 1. 1975 se spojily tři radioastronomické observatoře k pozorování rádiového záření Algola na frekvenci 7850 MHz metodou aperturní syntézy. Antény v rozích trojúhelníka o stranách 20, 95 a 100 miliónů vlnových délek zaznamenaly prudké rádiové vzplanutí a pomalý sestup intenzity rádiového záření hvězdy. Skupina astronomů vedená CLARKEM zjistila, že zdroj rádiového záření má rozměry  $0,0017'' \pm 0,0001''$ , což ve vzdálenosti Algola odpovídá  $11 R_\odot$ . Rádiový zdroj, jehož rozměry jsou tedy srovnatelné s rozměry hvězd v soustavě, vykazoval jasovou

teplotu  $10^{10}$  K, což jasně svědčí o netepečném původu rádiového záření.

CHOCHOŁ studoval zajímavou zákrytovou dvojhvězdu SZ Cam. Ve své disertační práci sestrojil nový model polodotykové soustavy SZ Cam a z převážně vlastního fotometrického a spektroskopického materiálu odvodil nové prvky soustavy. Srovnání s předchozími modely ukazuje, že dvojhvězda je ve stadiu rychlého vývoje. Během posledních 40 let se sekundární složka zvětšila o 30 %, přičemž k nejdramatičtějším změnám došlo v letech 1973–1977. Na základě rozboru profilů absorpčních čar byl sestrojen model plynných proudů v soustavě. Z prodlužování periody CHOCHOŁ odhadl i rychlost přetoku hmoty ze sekundární složky směrem k primární na  $7,5 \cdot 10^{-6} M_{\odot}$  rok<sup>-1</sup>.

MELSON a YOUNG oznámili objev zákrytového systému BD +16°516 (V 471 Tau), jež se skládá z bílého trpaslíka o hmotnosti  $0,72 M_{\odot}$  a poloměru  $0,012 R_{\odot}$  a hvězdy hlavní posloupnosti třídy K2 s hmotností  $0,7 M_{\odot}$  a poloměrem  $0,78 R_{\odot}$ . Vzdálenost složek činí  $3,02 R_{\odot}$ .

Velké množství prací se zabývá studiem novy V 1500 Cygni z roku 1975. Z těchto prací vyplývá, že objekt V 1500 Cyg řadíme mezi novy zcela právem, i když jisté náznaky, jako neobvykle velká amplituda světelné křivky — přes 19 magnitud — a rychlý pokles jasnosti po maximu, jsou spíše charakteristické pro supernovy. Ukazuje se, že V 1500 Cyg, podobně jako i ostatní kataklyzmatické proměnné, je dvojhvězdou sestávající z bílého trpaslíka a trpaslíka červené hvězdy. Stejně tak i průběh světelných změn a vývoj spektra byl naprosto běžný. Nova z roku 1975 je od nás vzdálena 1,4 kpc a před výbuchem byla její absolutní magnituda velmi nízká = +9 mag. Rychlost rozpínání hlavního absorpčního systému byla  $1400 \text{ km s}^{-1}$ , difúzní vzbuzený systém, který se ve spektru na krátkou dobu objevil, dosahoval rychlosti  $4000 \text{ km s}^{-1}$ . Nebulární čáry se objevily 9. den po maximu, koronální čáry vznikající ve velmi řídkém a horkém prostředí byly zjištěny 25. den po maximu. Zajímavý je průběh jasnosti novy v infračerveném oboru: maxima jasnosti zde nova dosáhla 3 dny po vizuálním maximu, celkově však byla nova v tomto oboru poměrně slabá, takže zřejmě nevytvořila kolem sebe rozsáhlejší prachovou obálku jako třeba nova FH Serpentis. Teprve po 300 dnech počala infračervená svítivost novy opět vzrůstat — v té době patrně narazila rázová vlna výbuchu na prachovou obálku, která je nejspíš pozůstatkem předcházejícího vzplanutí. Maximální poloměr fotosféry byl  $570 R_{\odot}$ , efektivní teplota novy stoupla z  $7000 \text{ K}$  na  $10\,000 \text{ K}$ . Maximální svítivost novy činila  $7 \cdot 10^5 L_{\odot}$ . Hmotnost obálky vyvržené novou se odhaduje na  $10^{-5}$  až  $10^{-4} M_{\odot}$ .

Nova Vulpeculae 1968 objevená americkým astronomem-amatérem Alcockem byla pozorována i na Ondřejově v období 28. 4. — 15. 10. 1968. SOBOTKA, ŠTEFL a GRYGAR zpracovali 13 spektrogramů pořízených

spektrografy dvoumetrového dalekohledu s diesperzí 1,6 až 7,5 nm mm<sup>-1</sup>. Ve spektrech bylo identifikováno celkem 90 emisí s čarami H, He, O, N, Fe, C, Ti, Cr a V. Byly nalezeny tři emisní systémy odpovídající radiálním rychlostem -780, -160 a 650 km s<sup>-1</sup>. Z pološířky emisních čar byla odvozena střední expanzní rychlost 1700 km s<sup>-1</sup>. Hmotnost obálky činí 10<sup>-5</sup> M<sub>☉</sub>. Obálka se rozpíná a v současné době dosahuje až 4", takže může být zachycena i fotograficky.

## 8. HVĚZDOKUPY A HVĚZDNÉ ASOCIACE

*Otevřené hvězdokupy.* Velmi často je jako nám nejbližší zkoumána hvězdokupa Hyády. Jelikož svou blízkostí má tato kupa obzvláštní význam jako kalibrační jednotka z různých hledisek, je jí věnována zvýšená pozornost i po stránce co nejpřesnějšího určení její vzdálenosti. HANSON určil dříve (viz Hvězd. roč. 1977, str. 202) modul vzdálenosti Hyád na  $3,42 \pm 0,22^m$  (tj.  $48,3 \pm 5,1$  pc). Tento výsledek se velmi lišil od výsledků jiných autorů. McALLISTER nyní ukázal, že na HANSENOVĚ výsledku se projeví systematické chyby určení zdánlivých velikostí hvězd. Vezme-li se tento vliv v úvahu, sníží se modul vzdálenosti Hyád na  $3,18 \pm 0,16^m$  (tj.  $43,3 \pm 3,3$  pc), což již souhlasí s výsledky jiných autorů.

LODĚN zkoumal některé chudé kupy v jižní Mléčné dráze. Na základě fotometrie UBV kolem 600 hvězd vytyčil 19 „quasiasociací“. Tento termín označuje zdánlivé shromažďování hvězd stejné spektrální třídy a zdánlivé velikosti. Z analýzy výsledků vyplynulo, že 7 „quasiasociací“ jsou obvyklé otevřené hvězdokupy, více či méně neurčité. 4 „quasiasociace“ jsou malé izolované fyzikální soustavy s typickými charakteristikami kup, avšak s podstatně větším počtem násobných soustav než u obyčejných hvězdokup. O ostatních osmi objektech nelze zatím učinit žádné určité závěry.

V řadě prací byla věnována pozornost strukturálním vlastnostem otevřených hvězdokup. LOHMANN zkoumal otevřenou hvězdokupu NGC 6067. Prostorová hustota hvězd v kupě odpovídá průběhu v Schusterově modelu kup s exponentem  $n = 4,42$ . Vzdálenost hvězdokupy od Slunce je 1820 pc, její průměr 11,8 pc, hustota ve středu je 8,93 hvězd/pc<sup>3</sup>, průměrná hmotnost hvězdy 3,47 M<sub>☉</sub>, průměrná rychlost hvězdy vzhledem ke středu kupy je 1,03 km/s.

McNAMARA a SANDERS vyšetřovali na základě 15 párů desek s rozdílem epoch 47–69 let vlastní pohyby hvězd v otevřené hvězdokupě M 11. Zjistili, že rozptyl rychlostí v jedné souřadnici činí  $1,7 \pm 0,4$  km/s. Hmotnost kupy, která byla zjišťována sčítáním hmotností všech pravděpodobných členů M 11, je kolem 3000 M<sub>☉</sub>, zatímco viriálová hmotnost, založená na totálním rozptylu rychlostí 2,9 km/s, je dvakrát větší. Je

ovšem třeba podotknout, že nepřesnosti a chyby hodnot, použitých ve větě o viriálu, jsou dosti velké a mohou vést ke změně viriálové hmotnosti 2—3násobně. V kupě lze zjistit husté centrální jádro a dosti rozsáhlou korónu, sestávající z hvězd poměrně malé hmotnosti. Zatímco v jádru je rozdělení rychlostí izotropní, v koróně se hvězdy pohybují zřejmě po excentrických drahách. Pozoruhodný je rychlý úbytek funkce zářivosti u absolutních magnitud větších než 5.

TINSLEYOVÁ a KING na základě pozorování upozornili, že v otevřené hvězdokupě M 67 mají jasné obří hvězdy protáhlejší radiální rozdělení, než hvězdy, které se vyskytují na hlavní posloupnosti u bodu obratu, a bílých trpaslíků je v jádře zřejmě příliš málo. TINSLEYOVÁ s KINGEM se snaží vysvětlit tyto zvláštnosti jako důsledek ztráty hmoty hvězd, které prodělaly vývoj, a následným přerozdělením hvězd v kupě v důsledku relaxace. Na základě sestavených rovnovážných dynamických modelů hvězdokup bylo zjištěno, že v centrální části kupy v soulase s pozorováním lze očekávat bezvýznamný počet bílých trpaslíků. Vysvětlení pozorovaného rozdělení obřích hvězd v oblasti o rozměrech několika poloměrů jádra se však setkává s obtížemi, proto není zcela vyloučena možnost náhodné statistické fluktuace vzhledem k malému počtu objektů.

BURKI a MAEDER ukázali, že rozměry velmi mladých hvězdokup (do  $15 \cdot 10^6$  let) se mění se vzdáleností od středu Galaxie. Průměrná hodnota průměru hvězdokup je  $4,7 \pm 0,9$  pc ve vzdálenosti 8,5 kpc od galaktického středu a  $9,9 \pm 1,6$  pc ve vzdálenosti 11,5 kpc. Tento rozdíl v rozměrech lze vysvětlit jednak jako důsledek snížení průměrné hustoty mezihvězdného prostředí a snížení stupně komprese plynu rázovou vlnou související se spirální strukturou. Starší hvězdokupy v různých vzdálenostech od galaktického středu mají v průměru stejně velké rozměry, což lze vysvětlit vyšší ztrátou hmotnosti hvězdokup vzdálenějších od galaktického středu v průběhu jejich dynamického vývoje.

BURKI dále sdělil, že u velmi mladých hvězdokup je relativní podíl hmotných hvězd tím větší, čím větší je rozměr hvězdokupy. Výpočty, které využívají pravděpodobnostního počtu teorie rozpadu, ukazují, že spektrum hmotnosti v oblasti velkých hodnot hmotnosti závisí na celkové hmotnosti (a tudíž i rozměru) oblaku, z něhož se hvězdokupa utvořila. Závislost podílu hmotných hvězd na rozměru oblaku se podobá pozorované skutečnosti. Bylo též zjištěno, že podíl hmotných hvězd u hvězdokup vzdálených od galaktického středu více než 11 kpc je vyšší než u hvězdokup, které jsou blíže středu. To je důležité pro chemický vývoj galaxie, protože právě hmotné hvězdy dodávají do mezihvězdného prostředí těžké prvky.

Dále si všimneme astrofyzikálních vyšetřování hvězdokup. WARNER,

S. E. STROM a K. M. STROM vyšetřovali na 66 hvězdách hvězdokupy NGC 2264 vliv obalů kolem hvězd na jejich polohu v Hertzsprungově-Russelově diagramu, jakož i fyzikální mechanismy, které způsobují přebytek nebo nedostatek záření v infračervené oblasti spektra. Ukázalo se, že objekty s infračervenými excesy se vyskytují častěji mezi hvězdami pozdních spektrálních tříd, které ještě nedospěly na hlavní posloupnost. Hvězdy typu T Tau v NGC 2264 se vyskytují mimo hranice temných prachových oblaků souvisejících s hvězdokupou; jejich výzkum poskytuje značné výhody při určování skutečného rozdělení energie ve spektrech. Na základě velkého rozptylu zářivosti hvězd jedné a téže barvy, které nevykazují infračervené excesy, byl rozdíl stáří jednotlivých hvězd v kupě odhadnut přibližně na  $10^7$  let. Je možné, že ke vzniku hvězd dochází v tomto komplexu i v současnosti.

Rovněž DLUŽNĚVSKAJA, MUZYLEV a PISKUNOV dospěli na základě studia individuálního stáří hvězd u 20 otevřených hvězdokup v H-R diagramu k závěru, že stáří hvězd se v určité hvězdokupě od sebe liší. Funkce rozdělení stáří hvězd mají maximum, o němž se předpokládá, že odpovídá stáří celé hvězdokupy.

HARRISOVÁ a DEUPREE vypočítali evoluční modely hvězd o různých hmotnostech (3,5; 4,5; 6,0; a 9,0  $M_{\odot}$ ) a podílem těžkých prvků pro hodnoty  $Z = 0,01$  a  $0,04$  při konstantním poměru helia k vodíku  $Y/X = 0,4$ . Na základě těchto výpočtů sestrojili diagram „barva-velikost“ pro umělé otevřené hvězdokupy různého stáří. Vyšetřovali též případy, kdy stáří jednotlivých hvězd tvořících hvězdokupu má rozptyl  $\pm 0,1$  v logaritmické stupnici. Porovnání teoretických diagramů s pozorováním ukázalo, že rozdíly mezi mladými kupami Galaxie a kupami Magellanových oblaků lze zčásti vysvětlit rozdíly v chemickém složení. Přitom bylo zaznamenáno, že ve všech případech modely hvězdokup s jistým rozptylem stáří hvězd lépe odpovídají pozorováním než modely sestávající z hvězd stejného stáří. Bylo zjištěno, že hvězdokupy NGC 2157 a NGC 2164 ve Velkém Magellanově oblaku (VMO) mají  $Z = 0,01$  a stáří přibližně  $3 \cdot 10^7$  let, kdežto u NGC 1866 je  $Z = 0,02$  až  $0,025$  a její stáří přesahuje  $5 \cdot 10^7$  let. Tyto výsledky svědčí o rozdílech v chemickém složení kup VMO.

McNAMARA zkoumal 51 hvězd ve hvězdokupě v souhvězdí Orionu. Vypočítal hmotnosti hvězd, které ještě nedospěly k hlavní posloupnosti, a porovnal je s hmotnostmi, které lze očekávat na základě evolučních úvah. Dospěl k uspokojujícímu souhlasu, avšak pro hmotnosti větší než  $2,2 M_{\odot}$  jsou pozorované hmotnosti v průměru 1,8krát větší než očekávané. Polohy hvězd na H-R diagramu svědčí o jejich stáří od  $10^6$  do  $10^7$  let. Podle McNAMAROVA názoru nelze celou hvězdokupu považovat za stejně starou; o tom svědčí vzhled H-R diagramu, kde smršťující se hvězdy dospívají právě na hlavní posloupnost nulového stáří. U devíti

hvězd hvězdokupy byly zjištěny infračervené excesy; tyto hvězdy patří mezi nehmotnější a nejmladší, ačkoliv se nacházejí ještě ve stadiu kontrakce před dosažením hlavní posloupnosti nulového stáří.

Jak je vidět, začíná tedy pronikat názor na déle trvající proces vznikání hvězd i v jednotlivé kupě do stále širšího okruhu astrofyziků. Podporu tohoto názoru nalezneme ostatně i dále v oddíle o Galaxii na str. 91.

DI PROSPERO zjistil, že existuje dobrá shoda mezi stářím určeným pro otevřenou hvězdokupu An(Lyngå 6) a pro cefeidu TW Nor, která se promítá do směru hvězdokupy. DI PROSPERO se proto domnívá, že TW Nor skutečně patří k této kupě a má tedy v tom případě nejdelší známou periodu (10,786 dne) mezi cefeidami patřícími do otevřených galaktických hvězdokup. Tato kupa je stará přibližně  $4 \cdot 10^7$  let.

*Hvězdné asociace.* DUBOŠIN, DOLGAČEV, KALININA, RYBAKOV a CHOLOPOV pomocí numerické integrace soustavy pohybových rovnic 102. řádu zkoumali možný dynamický vývoj subsystému 17 jasných členů asociace Per OB 2 za předpokladu, že tento subsystém je částí stacionární hvězdokupy. Ke stacionárnímu stavu vyšetřovaného subsystému by bylo třeba, aby hmotnost asociace dosahovala 500–600 tisíc  $M_{\odot}$ . Zdá se pravděpodobné, že alespoň část vyšetřovaných hvězd opustí asociaci rychlostmi přesahujícími rychlost únikovou.

RAJAMOCHAN se zabýval určením rotačních rychlostí a intenzitou vodíkových čar u 112 jasnějších členů hvězdné asociace Scorpius-Centarus. Rozdělení rotačních rychlostí u hvězd spektrálních tříd ranějších než B7, které patří k horní podskupině Centaurus-Lupus a Sco (část asociace Sco-Cen), se podobá rozdělení hvězd pole. Hvězdy se spektrálními třídami B7 a pozdnějšími, jež byly všechny zjištěny v horní oblasti souhvězdí Štíra, rotují značně rychleji než podobné hvězdy pole nebo členy hvězdokup Plejády a  $\alpha$  Per. Vzdálenost asociace je  $158 \pm 7$  pc. Intenzita vodíkových čar hvězd všech spektrálních tříd horní podskupiny Sco-Lup je systematicky slabší než u členů horní podskupiny Štíra. Jelikož podskupiny mají různé stáří, rozdíl intenzit lze vysvětlit jako vývojový účín.

I pozorované údaje o mohutných plyno-prachových komplexech (M 17, M 42, W 3 apod.) svědčí o *postupném* vytváření podskupin hvězd v asociacích OB, které s těmito komplexy souvisí. V souvislosti s tím ELMEGREEN a LADA navrhují tento model vzniku hvězd. V případě, kdy se poblíž plyno-prachového oblaku objeví horké hvězdy, vytvoří jejich záření jednak ionizační frontu, jednak frontu rázové vlny, která někdy předstihuje první frontu. V úzké vrstvě mezi těmito frontami se hustota jeví vyšší a teplota dosahuje 100 K. Zde se vyskytují maserové a infračervené zdroje. Tato vrstva je gravitačně nestabilní a v ní začne efektivní vznikání hvězd, přičemž vznikají převážně hmotné hvězdy OB.



Jejich záření proniká dále do hloubi oblaku a vyvolává vznik následující skupiny hvězd OB. Magnetické pole přispívá k šíření fronty podél něho, proto vznikání hvězd v oblacích musí probíhat podél galaktického magnetického pole. To ve skutečnosti též pozorujeme. Vyšetřovaný mechanismus vytváření hvězd může vysvětlit pouze vznik hvězd ranějších než B3. U méně hmotných hvězd je základním mechanismem vytváření hvězd pravděpodobně drobení a gravitační kontrakce oblaku.

Též ÖGELMANN a MARAN navrhli hypotézu vysvětlující vznik hvězd ve hvězdných asociacích jako důsledek komprese mezihvězdných oblaků v rázových vlnách několika generací supernov. Tato hypotéza vysvětluje rovněž kladnou totální energii asociací a existenci podskupin v asociaci, které jsou způsobeny kaskádovitým procesem vznikání hvězd. Snad i takové obří smyčky, jako je Severní polární ostruha, by se daly takto vysvětlit. Ze smyček lze očekávat šíření zvýšeného záření  $\gamma$  o vysoké energii.

*Kulové hvězdokupy.* HARRIS a HESSER určili znovu radiální rychlost a vzdálenost kulové hvězdokupy NGC 5694, aby mohla být zpřesněna její dráha. Vzdálenost kupy byla určena na  $32 \pm 5$  kpc, její galaktocentrická vzdálenost na  $26 \pm 5$  kpc a její radiální rychlost na  $-174 \pm \pm 28$  km/s. Na základě INNANENOVA modelu Galaxie byla vypočtena galaktocentrická rychlost  $V = -273 \pm 19$  km/s, která převyšuje v INNANENOVĚ modelu rychlost únikovou o více než 80 km/s. Předpoklad, že NGC 5694 setrvává na omezené dráze, by vedl k jiné potíži, že totiž v Galaxii existuje halo srovnatelné co do hmotnosti s diskem. Jestliže je však model Galaxie správný a NGC 5694 se pohybuje po hyperbolické dráze, pak vzniká alternativna: buď je tato hvězdokupa intergalaktický objekt procházející Galaxií, anebo je to normální galaktická kulová hvězdokupa, která byla nějakým způsobem vyvržena na vysokoenergetickou dráhu. HARRIS a HESSER považují druhou možnost za pravděpodobnější, protože NGC 5694 se svými charakteristikami liší od značně vzdálených objektů typu Palomarských hvězdokup a trpasličích sféroidálních soustav.

SHAPIRO a MARCHANT se zabývali problémem, proč kulové hvězdokupy jsou natolik kulovitého tvaru, jak je pozorujeme. V porovnání s eliptickými galaxiemi mají kulové hvězdokupy mnohem kratší relaxační dobu. Zatímco u kulových hvězdokup od doby jejich vzniku proběhlo již mnoho relaxačních dob, eliptické galaxie nedoznaly podstatných evolučních změn.

Další dvě práce jsou věnovány stejné problematice. FAULKNER a FREEMAN získali horní mez toku záření v čáře H $\alpha$  ze středu pěti kulových hvězdokup NGC 5904 (M 5), 6388, 6541, 6864 (M 75) a 7089 (M 2). Horní meze hmotnosti ionizovaného vodíku v uvedeném pořadí jsou: 0,5; 0,16; 0,10; 0,4; 0,7  $M_{\odot}$ . To je mnohonásobně méně, než před-

povídá teorie, která nebere v úvahu konstantní odtékání plynu z hvězdokup. Tito autoři detailně počítali modely stacionárního odtékání plynu z kupy o hmotnostech  $10^5$  a  $10^6 M_{\odot}$ . Předpokládali, že hvězdy na konci vývoje svrhují část hmoty, která se v důsledku srážek proudů od různých hvězd promíchává a zahřívá. Modely sestrojovali tak, aby udaly horní mez hmotnosti vodíku ve hvězdokupách. Detailně uvažovali radiační ochlazování plynu, ale předpokládali, že k ionizaci dochází pouze tepelnými elektrony. Chemické složení plynu (v poměru vodík ku heliu ke kovům) brali takto:  $X : Y : Z = 0,7 : 0,3 : 0,002$ . Zjistili, že stacionární tok plynu z kupy o hmotnosti  $10^5 M_{\odot}$  je možný již při vnitřní energii plynu svrhovaného hvězdami  $\beta$ , takové, že platí  $(2\beta)^{1/2} = 17$  km/s anebo při hmotnosti kupy  $10^6 M_{\odot}$  pro radiační ochlazování plynu jen při  $(2\beta)^{1/2} = 120$  km/s. Při ztrátě hmoty rudými obry může zřejmě docházet k postupnému nahromadování plynu. Ve stacionárních modelech odtékajícího plynu neodporuje množství plynu v kupách pozorovacím mezím pro neutrální plyn (podle čáry 21 cm) a pro ionizovaný plyn (podle čáry H $\alpha$  a podle tepelného rádiového záření). Nejsou-li v kupě přítomny zdroje fotoionizace plynu, pak by bylo nadějně u některých hvězdokup zjišťovat tok rádiového záření v čáře 21 cm.

FRANK a GISLER diskutovali problém existence mezihvězdného plynu v kulových hvězdokupách. Jeho nepřítomnost ve hvězdokupách vysvětlují tím, že plyn byl při pohybu hvězdokup ve zředěném prostředí galaktického halo z nich vymeten. Na základě pozorování má mezihvězdné prostředí hustotu, která je zřejmě dostatečně vysoká, aby vymetení probíhalo efektivně (řádově  $10^3$  atomů/cm $^3$ ). Za zmínku stojí, že 4 kulové hvězdokupy, které byly ztotožněny s rentgenovskými zdroji, patří k těm hvězdokupám, u nichž, jak lze očekávat, se ještě zachovalo určité množství plynu.

Problému rentgenovských zdrojů v kulových hvězdokupách byla věnována celá řada prací, z nichž vybíráme:

ULMER, MURRAY, GURSKY a BAHCALL prověřovali na základě pozorování během 125 dnů z umělé družice Uhuru 40 kulových hvězdokup Galaxie, zda vysílají rentgenové záření. Do výzkumu byly zahrnuty hvězdokupy s vysokou koncentrací, malou relaxační dobou, vysokou únikovou rychlostí apod., jejichž vzdálenost od Slunce nepřesahuje 11 kpc. Kromě pěti již známých (NGC 1851, 6440, 6441, 6624 a M 15) žádná další vyšetřovaná hvězdokupa nevykazuje patrné vyzařování paprsků X.

BAHCALLOVÁ, LASKER a WAMSTEKER zkoumali centrální oblast rentgenovské kulové hvězdokupy NGC 1851. Ve své práci popsali oblast kolem centra při expoziční době 3 $s$  4metrovým dalekohledem observatoře v Cerro-Tololo. Ve vzdálenosti 2" na jih od středu byla zjištěna jasná oblast o průměru 2". Rozdělení hvězd v centrální oblasti

souhlasí s KINGOVÝMI modely; hmotnost případné černé díry v centru by mohla dosahovat nejvýš  $10^4 M_{\odot}$ . Pro vzdálenosti do  $0,2'$  od středu kupy se projevuje vyšší hvězdná hustota, než by vyplývalo z dříve prováděného výzkumu plošné jasnosti. Parametry NGC 1851 se shodují s parametry některých jiných rentgenovských hvězdokup. Středová hustota přesahuje  $3 \cdot 10^5 M_{\odot}/\text{pc}^3$ , úniková rychlost z kupy je vysoká (více než  $30 \text{ km/s}$ ) a relaxační doba je malá (méně než  $10^4$  let).

Dále BAHCALLOVÁ a HAUSMAN na základě fotografií v červených a modrých paprscích získávaných malými expozicemi zkoumali optickou strukturu kulových hvězdokup NGC 6440 a 6441, o nichž bylo zjištěno, že jsou zdroji rentgenového záření. U obou hvězdokup byly zjištěny jasné centrální kondenzace o malých rozměrech. Dále byly určeny hodnoty slapového poloměru  $R_*$ , horní mez poloměru jádra  $R_c$ , hmotnost jádra, totální hmotnost, úniková rychlost a relaxační doba. Všechny parametry NGC 6440 a 6441 se shodují s parametry jiných rentgenovských kulových hvězdokup (malé  $R_c$ , vysoká středová hustota apod.).

NEWELL, DA COSTA a NORRIS se zabývali vysvětlením rentgenového zdroje záření v centru kulové hvězdokupy M 15. Tato hvězdokupa se liší od jiných kulových hvězdokup tím, že koncentrace záření směrem k centru v ní probíhá do oblasti bezprostředně u samého středu. Profily plošné jasnosti a hvězdné součty byly porovnány s teoretickou předpovědí pro homogenní a nehomogenní izotermické plynné koule. Příběhy obou rozdělení spolu nesouhlasí. Ze spektrálního výzkumu bezprostředně kolem středu hvězdokupy vyplynulo, že značná koncentrace jasnosti u samého středu hvězdokupy nemůže být způsobena náhodnou projekcí nějaké jasné hvězdy galaktického pole. NEWELL se spoluautory se proto domnívá, že uprostřed M 15 je objekt, jehož hmotnost odhaduje na  $800 M_{\odot}$ .

Rovněž LEROY, AURIÈRE a LAQUES na základě elektronografických a fotovizuálních desek zkoumali rozdělení jasnosti poblíž středu kulové hvězdokupy M 15, který souvisí se zdrojem rentgenového záření. Tito autoři určili izofoty centrální oblasti v soustředných prstencích o šířce  $1''$  ve vzdálenostech  $1'', 2'', \dots, 13''$  od středu. Zjištěné rozdělení jasnosti poblíž středu se podle nich liší od příslušných výsledků jiných autorů a ukazuje vyšší koncentraci ke středu než u izotermického modelu.

Poslední citovaná práce v tomto oddíle je věnována obecnější problematice týkající se kulových hvězdokup. WILKENS zkoumal zdánlivé průměry 66 kulových hvězdokup na základě rozdělení proměnných hvězd v kupě a na základě závislosti zdánlivé a skutečné velikosti hvězdokup na jejich zdánlivém a skutečném průměru. Zkoumal též počty proměnných v různých zónách v závislosti na jejich vzdálenosti od středu kupy a určil hodnoty  $P_r$ , které jsou poměrem počtu proměnných v mezích jádra k celkovému počtu proměnných zjištěných v kupě

a jejím okolí. Na diagramu „absolutní integrální velikost M—P“ se projevují dvě větve: větev kompaktních hvězdokup (vzestupná větev) a větev zředěných hvězdokup (sestupná větev). WILKENS navrhuje takovéto schéma vývoje kulových hvězdokup. Kulová hvězdokupa má při svém vzniku malé rozměry a zářivost. Později v průběhu vývoje po vzestupné větvi se ve středové oblasti kupy objeví proměnné hvězdy, které se postupně rozptylují do koróny a za hranice hvězdokupy. Poblíž středu přitom ještě po jistou dobu nadále vznikají proměnné, a proto u kompaktní hvězdokupy je  $P_r < 0,7$ . Konec vzestupné větve odpovídá stavbě hvězdokupy  $\omega$  Cen, později přejde kupa na sestupnou větev a začne se rozpadat. Konec této větve odpovídá hvězdokupě NGC 6366, v níž bylo objeveno pouze 6 proměnných, přičemž jen jedna z nich se vyskytuje v oblasti jádra.

## 9. MEZIHVĚZDNÁ LÁTKA

Významným přínosem minulého roku bylo zpracování dat získaných mimo atmosféru. Pozorování ze satelitů D2A a Copernicus pomohla vytvořit mapu oblohy ve světle čáry L $\alpha$  mezihvězdného vodíku. Z paluby stanice Apollo-Sojuz byla provedena pozorování neutrálního hélia He I na čáře 58,4 nm, z nichž plyne překvapivě nízká hustota hélia  $0,004 \pm 0,0022 \text{ cm}^{-3}$  v okolí sluneční soustavy.

Z družice Copernicus jsou sledovány *planetární mlhoviny* (PM) (NGC 7027, 7662) v ultrafialovém oboru (UV) až do 100 nm. Na Sojuzu 13 byla studována IC 2149 a 30 dalších PM pozorovala holandská astronomická družice ANS. V UV oboru spektra se projevují výrazné čáry dvakrát a třikrát ionizovaného uhlíku (C III-190,9 nm, C IV-155 nm) a ionizovaného hélia (He II-164 nm). V infračerveném oboru (IR) se pozoruje hlavně tepelné záření prachových zrn přítomných v PM. Rozbor spektra mezi 2 a 75  $\mu\text{m}$  nasvědčuje pravděpodobnému složení prachu ze silikátů, případně grafitu. V rádiové oblasti byly pořízeny mapy PM s rozlišením do 2" (BALICK, BIGNELL).

Závěry z mezinárodní konference o planetárních mlhovinách (červen 1977) shrnul TERZIAN. V naší Galaxii je nyní asi 20 až 50 tis. PM, a další PM byly nalezeny ve Velkém a Malém Magellanově mračnu a v galaxiích M 31, M 32, NGC 185, 205 a 147. Nynější teoretický model PM vysvětluje uspokojivě mechanismus vyzařování — velmi žhavá centrální hvězda (100 000 K) poskytuje dostatek UV fotonů k ionizaci svého plynného obalu, který pak svítí fluorescenčním spektrem při rekombinacích a postupných deexcitacích. Vrstvy látky v těsném okolí hvězdy dovolují unikat UV záření jen v některých směrech, takže vznikají charakteristické tvary PM. Mechanismus rozpínání obálky však dosud zůstává v podrobnostech nejasný, příčinou je zřejmě únik

látky z hvězdy v konečných vývojových stádiích. Úkaz PM trvá řádově  $10^4$  až  $10^5$  let.

Předposlední stadium hvězd, z nichž se rodí PM, jsou asi polopravidelné proměnné (případně uhlíkové hvězdy) s únikem látky  $0,00001 M_{\odot}$  ročně a vysokým IR excesem svědčícím o expandující prachové obálce. Příkladem je objekt IRC+10216 ve Lvu, který má rovněž silnou rádiovou emisi cirkumstelárních molekul CO. Posledním stádiem je hvězda s efektivní teplotou asi 20 000 K, vysílající UV záření a vytvářející kolem sebe kompaktní oblast H II. V této etapě začne být nápadná, jako objekt CRL 618. Příkladem následné mladé PM je NGC 7027 v Labuti.

O nové objevy PM se zasloužili KOHOUTEK (10) na Jižní evropské observatoři v Chile (ESO), LONGMORE (17) Schmidtovou komorou 1,2 m (Británie), R. M. WEST (3) a další. Pozornost se zasluhují objevy podvojnosti centrálních hvězd u NGC 6853 (CUDWORTH) a u NGC 3132 (KOHOUTEK, LAUSTSEN). V prvním případě byl nalezen červený průvodce horké hvězdy, ve druhém byla naopak známa pouze hvězda spektrálního typu AO a nově objeven její horký průvodce s  $T \simeq 100\,000$  K, svítivostí  $110 L_{\odot}$  a poloměrem  $0,035 R_{\odot}$ .

Protože PM jsou nejvydatnějším zásobitelem mezihvězdné látky, je důležitá znalost jejich chemického složení. Poměr hmotnosti plynné a prachové složky se liší u jednotlivých PM až o 2 řády, průměrně je okolo 1% (KÖPPEN). Variabilní je též složení plynu; DUFOUR, KILLEN a OSMER studovali složení PM v Magellanových mračnecích a našli  $He/H \simeq 0,10$  až  $0,18$  a  $N/O$  vyšší než v mezihvězdných oblacích. BOESHAAR a H. BOND objevili novou PM v halové složce Galaxie a zjistili zastoupení He shodné jako u PM v kulových hvězdokupách.

Podrobná pozorování *zbytků supernov* (SNR) v naší i v jiných galaxiích ukazují, že bude třeba poněkud zvýšit dosavadní odhad počtu vybuchujících supernov ze 3 (v Galaxii za století) na řádově desítky. Pro toto tvrzení argumentuje studium rozmístění pulsarů v Galaxii (DAVIES, LYNE, SEIRADAKIS), dále práce D. H. CLARKA a F. R. STEPHENSONA a další. Podle posledních autorů asi 1/5 výbuchů supernov zanechává pozorovatelný SNR, ale všechny zanechávají neutronovou hvězdu — pulsar. Ze statistického zpracování VETTOLANIHO a ZAMORANIHO souboru 132 supernov ve 37 spirálních galaxiích plyne, že asi 1/3 vybuchujících supernov je zastíněna mezihvězdným prachem, zejména v galaxiích pozorovaných „z boku“.

Další argumenty přineslo pozorování z družice Copernicus, a to zejména UV čar pětikrát ionizovaného kyslíku (O VI — 103,2 nm, 103,8 nm) a uhlíku C IV (COX, B. SMITH) a pozadí měkkého X-záření (JENKINS, SILK, WALLERSTEIN, YORK). Podle nich je asi 20% objemu galaktického disku zaplněno starými SNR, které jsou zde rozptýleny jako bubliny

a jsou naplněny horkým a řídkým plynem ( $T \simeq 10^6$  K,  $\rho \simeq 10^{-3}$  cm $^{-3}$ ). Důsledky objevu této horké složky mezihvězdného plynu zkoumali FIELD a SHAPIRO.

Vývojem SNR se teoreticky zabývali MCKEE, COWIE, REES, OSTRIKER, dále ŠKLOVSKIJ, R. A. CHEVALIER a další. SNR představuje zpočátku expandující oblak vodivého plazmatu, který snižuje svou energii vyzařováním z vnitřku, vyzařováním z rázové vlny na povrchu, kde se střetává s chladnějším mezihvězdným prostředím a „vypařováním“ chladnějšího okolního plynu dovnitř SNR. Ochlazování trvá řádově  $10^8$  let, během nichž dosáhne SNR poloměru řádově 100 pc.

Na základě modelů vývoje SNR sestrojili MCKEE a OSTRIKER tzv. *tříslučkový model mezihvězdného prostředí*: asi 70 % objemu Galaxie je zaplněno starými SNR ( $T \simeq 10^6$  K,  $\rho \simeq 10^{-3}$  cm $^{-3}$ ), asi 20 % ionizovanými a neutrálními obaly chladných oblaků (8000 K, 1 cm $^{-3}$ ) a méně než 4 % chladnými jádry oblaků (80 až 15 K,  $10^3$  až  $10^6$  cm $^{-3}$ ). Sledujeme-li určitou skupinu částic mezihvězdné látky, zaznamenané její „fázový přechod“ mezi jednotlivými složkami (HILL J. K.) za dobu řádově  $10^8$  let, a za řádově stejnou dobu se změní „fáze“ mezihvězdné látky v určitém místě galaktického prostoru. Nové pojetí nahrazuje dvojsložkový model FIELDA a SPITZERA z r. 1968–9, ale není dosud v souladu s pozorováním rozsáhlých oblastí neutrálního vodíku H I. Nesporný je však vliv SNR na utváření „ementálové“ topologie mezihvězdného prostředí.

Na sympoziu Mezinárodní astronomické unie (1976) o supernovách byly předneseny též teorie vývoje SNR (DICKEL et al.), nová statistika četnosti supernov (TAMMANN) a odhad přínosu supernov k obohacování mezihvězdné látky těžšími prvky (TRURAN). Třídou neobvyklých SNR s filamentární strukturou, podobných Krabí mlhovině, postulovali WEILER, A. S. WILSON a LOCKHART et al. Příkladem je SNR G 292,0 + 1,8.

Byly objeveny nové SNR, např. G 84,2–0,8 v Labuti. Některé SNR (IC 443 a další) obsahují chladné husté oblaky s emisemi molekul CO (CORNETT et al.). Zajímavý je návrh předložený W. KUNDEM o podvojnosti centrální hvězdy SNR Cas A v Kasiopeji (neutronová + normální hvězda).

Počet objevených *mezihvězdných molekul* překročil v r. 1977 číslo 50. V rádiové oblasti byly detekovány molekula HC $_7$ N, radikál C $_3$ N, nitroxyl HNO, sulfid dusíku NS; v mikrovlnné oblasti keten H $_2$ C=C=O, v oblasti IR acetylén C $_2$ H $_2$  a ve vizuální C $_2$ . Po identifikaci X-ogenu jako H $^{13}$ CO $^+$  (1976), pozorovaného na 89,189 MHz, přibyla detekce DCO $^+$  na 72,039 MHz. V hustých oblacích byl zjištěn metan. Neúspěšně zatím proběhlo hledání fluorinu a složitějších organických molekul na vývojové cestě k živým organismům, předpovězených HOYLEM a WICKRAMASINGHEM. Nalezeny byly též molekuly s izotopy – metylamin D (CH $_3$ NHD), isokyanid s deuteriem, DNC a další. COMBES et al. a RICKARD

et al. detekovali emise molekuly CO v galaxiích M 31, M 51, M 81, M 82, NGC 253, 5236, 1068. Rychlosti a prostorové rozložení molekulárních zdrojů CO jsou shodné jako u neutrálního vodíku, OH a  $H_2CO$  (formaldehydu). V galaxiích M 82 a NGC 253 byla nalezena též molekula HCN.

Neutrální molekuly bez dipólového momentu se neprojevují v rádiové oblasti emisí ani absorpcí. HERBST, S. GREEN, KLEMPERER, THADEUS, B. E. TURNER hledali chemické reakce a nepřímé evidence prozrazující tyto molekuly. Např. z pozorování  $N_2H^+$  odvodili zastoupení  $N_2$  v hustých oblacích. Podobně zkoumali  $O_2$ ,  $C_2$ ,  $CO_2$ ,  $C_2H_2$ ,  $CH_4$ ,  $HCO^+$ , HCN a CN a spočítali frekvence, na kterých je možno hledat  $HCO_2^+$  a  $C_2H_3^+$ . Otázku mateřských molekul v mezihvězdném prostředí a kometách studovali RAHE a VANÝSEK.

V pracích WICKRAMASINGHA, VANÝSKA (a dalších) o optických vlastnostech polymerovaného formaldehydu pokračovali oba autoři a dále COOKE výzkumem jeho vlastností v IR oboru spektra. Polyformaldehydová pokrývka mezihvězdných prachových zrn dává shodnou závislost extinkce na vlnové délce jako silikáty, nejčastěji předpokládaný materiál zrn. Formaldehyd byl již dříve nalezen v galaktických rádiových zdrojích a nyní též ve Velkém Magellanově mračnu (GARDNER, WHITEOAK). Předpověď výskytu dalšího polymeru — polyacetyleny — vyslovil T. OHNISHI; optické vlastnosti polyoxymetyleny zkoumal laboratorně B. THOMAS et al.

Těžiště prací o molekulách se přesouvá na teoretický a laboratorní výzkum možných chemických reakcí v mezihvězdném prostoru. Na 600 reakcí sestavili M. ALLEN a G. W. ROBINSON a stanovili podle nich pravděpodobné zastoupení 372 chemických sloučenin očekávaných v hustých mezihvězdných oblacích, a to v závislosti na stáří oblaku. Největší množství sloučenin lze čekat po  $10^5$  letech. Již dříve bylo známo, že k reakcím dochází patrně mezi molekulami, ionty či atomy usazenými na povrchu mezihvězdných pevných zrn. Ukazuje se, že pravděpodobnější jsou reakce mezi elektricky nabitými ionty než mezi neutrálními molekulami.

Problémy kolem izotopů prvků C, N, O řešilo v r. 1976 symposium Mezinárodní astronomické unie. AUDOUZE, TYSLEYOVÁ a mnoho dalších se zabývalo hlavně zastoupením jednotlivých izotopů. Izotopy v molekulách ovlivňují také pravděpodobnost chemických reakcí, a tak dochází k frakcionizaci — odchýlkám v zastoupení izotopů v různých sloučeninách. Protože prvky CNO jsou podstatné pro průběh jaderných reakcí ve hvězdách, byla studována také závislost jejich zastoupení na čase, čili v podstatě chemický vývoj galaxií. Vzhledem k frakcionizaci a dalším jevům ztrácí přesvědčivost dosud uznávané důkazy o izotopovém složení mezihvězdné látky. Opět se proto otevírá otázka správné interpretace pozorovaného zastoupení D/H pro kosmologické úvahy



o zavřenosti Vesmíru, ještě před rokem zodpovězená ve prospěch Vesmíru otevřeného (PENZIAS, WAGONER).

VANÝSEK a RAHE stanovili znovu poměrné zastoupení izotopů  $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$  v různých složkách mezihvězdné a meziplanetární látky. V planetách sluneční soustavy, kometách a meteoritech činí tento poměr zhruba 100 a souhlasí s teoretickou hodnotou zjištěnou pro objekty staré cca  $5 \cdot 10^9$  let. Nižší poměr 40 v mezihvězdné látce svědčí o průběžném přítoku látky obohacené o  $^{13}\text{C}$  při jejím pobytu v nitrech hvězd s probíhajícími jadernými reakcemi.

Po deseti letech od objevu *maserové emise* molekul OH v mezihvězdných oblacích (1966) se začíná mluvit o maserech v jiných galaxiích. CHURCHWELL et al. referují o zachycení emise na 22 GHz maseru  $\text{H}_2\text{O}$ , přicházející z oblasti H II v M 33. V Galaxii je dosud známo asi po 100 maserových zdrojů OH a  $\text{H}_2\text{O}$  a několik zdrojů SiO a metylalkoholu  $\text{CH}_3\text{OH}$ . Asi polovina z nich jsou protohvězdy, ostatní jsou staré hvězdy s rozsáhlými obálkami. Malé rozměry maserů potvrzují interferometrická měření s velmi dlouhou základnou (VLBI), která dosáhla nyní přesnosti až 0,0008" (JOHNSTON et al.)! Měření byly  $\text{H}_2\text{O}$  zdroje v W3C, W3(OH), Ori A, M17, W49N a W75S. V každém zdroji jsou jednotlivé masery rozptýleny v oblaku o poloměru cca  $10^4$  AU, přičemž průměry samotných maserů se pohybují mezi 0,5 a 5 AU. Táž skupina vedená MORANEM pozorovala také OH masery na 1612 MHz v IR zdrojích VY CMa, VX Sgr, W43A a NML Cyg. E. SCALISE Jr. et al. objevili v oblasti RCW48-49 nový silný  $\text{H}_2\text{O}$  maser. Časovou proměnnost emise maserů dokumentuje náhlé vzplanutí zdroje OH v objektu W3.

Ve spektru rozptýleného mezihvězdného plynu byly objeveny ve vizuální oblasti slabé emisní čáry. R. J. REYNOLDS et al. provedli přehlídku oblohy v čárách  $\text{H}\alpha$ , [N II] 658,4 nm, [N I] 520,1 nm a [O III] 500,7 nm ve směru ke galaktickému anticentru. Odvodili teplotu emitujícího plynu  $T \simeq 9600 \pm 2000$  K a usoudili, že jeho vysokou ionizaci způsobuje UV záření hvězd typů O, B až do vzdálenosti asi 100 pc.

Původ *mezihvězdných difúzních absorpčních pásů* není dosud rozřešen s konečnou platností. WELTY, YORK, SNOW vydali jejich nový obšírný katalog. Podrobné měření profilů pásů 637,9 nm a 661,4 nm provedli SAVAGE a WELTER. Otázkou korelace mezi výskytem jednotlivých pásů se zabývali SVATOŠ, ŠOLC a VANÝSEK (1976). Nalezli souhlas mezi polohou mezihvězdných pásů a pásů působených některými barevnými centry příměsí v krystalickém nebo taveném křemenu a skle. Absorbující barevná centra tohoto typu vznikají ozářením UV nebo X fotony, kterých je dostatek v místě vzniku a pobytu mezihvězdných zrn. Korelaci intenzit pásů 443, 578 a 579,7 nm s nejsilnějším pásem 217,5 nm studovali DORSCHNER, FRIEDEMANN a GÜRTLER s užitím UV údajů z družice OAO-2. Model silikátových zrn s příměšovými centry navrhl

PURCELL a SHAPIRO, zatímco W. DULEY přičítá difúzní pásy na vrub molekul a iontů adsorbovaných na povrchu zrn. VANÝSEK upozornil, že barevná centra indukovaná UV ozářením mohou vznikat i v prachových zrnech obálek hvězd typu T Tauri.

LINGENFELTER a RAMATY teoreticky odvodili energie fotonů, které vyletují z jader atomů při určitých jaderných reakcích. Ukázali, že některé jaderné reakce mohou probíhat i na povrchu mezihvězdných prachových zrn. V tom případě by bylo možno pozorovat v  $\gamma$  oblasti spektra zejména úzkou emisní čáru s energií fotonů 6,129 MeV, pocházející z jádra  $^{16}\text{O}$ . Mapování oblohy v této dosud neobjevené čáře by přineslo informace o chemickém složení, rozměrech zrn a prostorovém rozložení mezihvězdného prachu.

SANDQUIST sestavil z materiálů ESO katalog 97 prachových oblaků na jižní obloze. I v tomto roce objevil Bok novou prachovou globuli, a to v „Jižním uhelném pytlí“.

Progresivní teoretické a pozorovatelské práce o mezihvězdné látce, např. zmíněný tříslóžkový model mezihvězdného prostředí, směřují k vytvoření představy o koloběhu a vývoji hmoty v galaxiích, kdy mezihvězdná látka slouží jako rezervoár materiálu pro tvoření hvězd, do něhož se hmota „po použití“ na konci vývoje hvězd zase navrácí.

## 10. RÁDIOVÉ PULSARY

Od objevu rádiových pulsarů uplynulo již celé desetiletí, během něhož se potvrdilo, že úsilí o vysvětlení jejich podstaty přineslo snad vůbec nejzávažnější podněty pro rozvoj soudobé astrofyziky. Přehled současných údajů o pulsarech shrnul HELFAND. Dnes je známo na 150 pulsarů s periodami v intervalu od 0,03 s do 3,75 s. Většina period však pokrývá užší rozmezí od 0,5 s do 1,0 s. Pulsary jeví výraznou koncentraci ke galaktické rovině: 80% známých pulsarů má galaktickou šířku do  $\pm 10^\circ$ . Jejich předchůdci jsou zřejmě svítivé mladé hvězdy třídy OB, jež náležejí k I. populaci.

Charakteristickým rysem všech pulsarů jsou rádiové impulsy trvající od 3% do 10% pulsní periody. Intenzita jednotlivých impulsů je silně proměnná, ale výsledný střední profil impulsu je pro daný pulsar neobvykle stálý — je doslova „vizitkou“ pulsaru. Jen v ojedinělých případech byly zjištěny dvojí různé střední profily; pulsar pak čas od času jakoby „přeskakuje“ z jednoho profilu do druhého. To lze patrně vysvětlit přeskoky mezi dvěma stabilními konfiguracemi magnetického pole neutronové hvězdy. Při podrobnějším studiu profilů impulsů byly dále zjištěny subpulsy o trvání několika milisekund, jež často „putují“ napříč profilem hlavního pulsu, a dále mikropulsy s trváním desítek mikrosekund.

U všech pulsních period pozorujeme jejich sekulární prodlužování. Největší zjištěné zpomalení periody vykazuje pulsar v Krabí mlhovině, a to 35 ns za den. Nejmenší změřené zpomalení činí 0,15 ps za den. Díky disperzi rádiových signálů v mezihvězdném prostředí a díky Faradayově rotaci polarizační roviny pulsního záření v magnetoionickém mezihvězdném prostředí lze určit průměrnou hodnotu magnetické indukce v mezihvězdném prostoru. Naměřené údaje se pohybují kolem  $3 \cdot 10^{-1}$  T. Periody pulsarů v Krabí mlhovině a v souhvězdí Plachet se čas od času skokem zkracují až o stomilióntinu, resp. milióntinu základní periody. Tyto skoky jsou pozorovány v průměru vždy jednou za dva až tři roky a vysvětlují se nyní změnami v tření mezi kúrou rotující neutronové hvězdy a jejím suprakapalným nitrem.

Je třeba si uvědomit, že pozorování nám určují jen zdánlivou periodu pulsaru, kterou je třeba opravit o vliv pohybu pozorovatele na Zemi vůči barycentru sluneční soustavy. Nicméně i po této opravě byly u některých pulsarů zjištěny sinusoidální variace periody s rostoucí amplitudou. Tento jev je zřejmě způsoben vlastním pohybem pulsaru, takže z několikaletých průběžných pozorování délky periody lze odtud velikost vlastního pohybu s přesností vyšší než při běžném interferometrickém měření polohy pulsaru.

Výsledky pro 12 takto změřených vlastních pohybů pulsarů uveřejnili HELFAND a TADEMARU. Nejvyšší vlastní pohyb má pulsar PSR 1133 + 16, a to  $0,32'' \pm 0,10''$  (viz též Hvězd. roč. 1978, str. 214). Jelikož z disperze rádiových pulsů lze dosti dobře odhadnout vzdálenost pulsaru, můžeme odtud dále počítat tangenciální a případně i prostorovou rychlost pulsaru. Zmínění autoři dospívají k závěru, že pulsary patří k extrémně plochému subsystému I. populace a že prostorové rychlosti pulsarů souvisejí s počáteční hodnotou magnetické indukce jednotlivých neutronových hvězd. Podle těchto vlastností lze pulsary rozřadit do dvou typů: A — pulsary s nízkými prostorovými rychlostmi, malou změnou periody a malou škálovou výškou (tj. prostorová hustota pulsarů klesá zvolna s rostoucí vzdáleností od galaktické roviny); B — pulsary s prostorovými rychlostmi od  $550 \text{ km s}^{-1}$  až do  $1000 \text{ km s}^{-1}$ , velkou škálovou výškou a velkou změnou periody.

Toto rozdělení zřejmě odráží podmínky vzniku pulsarů: A — ze zhroutené složky dvojhvězdy, která se při výbuchu supernovy nerozpadla na „přehající“ hvězdy; B — z osamělé zhroutené hvězdy, případně ze slabě vázané složky dvojhvězdy, jež se při explozi supernovy rozpadla na přehající hvězdy. Rychlosti kolem  $1000 \text{ km s}^{-1}$  však nelze vysvětlit pouhým odstředivým „úprkem“ ze soustavy, která ztratila vzájemnou gravitační vazbu (Blaauwův mechanismus); zřejmě se zde více uplatňuje asymetrický charakter exploze supernovy. DAVIES aj. zjistili z rozboru statisticky homogenního vzorku 51 pulsarů, že pravděpodobný počet

pulsarů v Galaxii je vyšší, než by odpovídalo představě o vzniku všech pulsarů při explozích supernov. V Galaxii vybuchují nanejvýš tři supernovy za století, zatímco nový pulsar vzniká každých 18 let. Při ustáleném stavu je nyní v Galaxii v činnosti více než 250 000 pulsarů.

Největší zájem astronomů se i v uplynulém období soustředil na výzkum známého pulsaru v Krabí mlhovině. GULLAHAM aj. publikovali rádiová měření pulsů uskutečněná na observatoři v Arecibu v období od května 1969 do září 1976 na frekvenci 430 MHz. LEVENTHAL aj. oznámili objev emise záření gama o energii 400 keV při balónovém výstupu aparatury pro detekci vysoce energetického záření. Předpokládáme-li hmotnost neutronové hvězdy v jádře Krabí mlhoviny v rozmezí  $1,3-1,94 M_{\odot}$ , pak lze tuto čáru vysvětlit anihilací párů pozitron-elektron v silném gravitačním poli neutronové hvězdy. Klidová energie vznikajícího záření gama je však 510 keV, takže pozorovanou hodnotu lze podle BOWERSE objasnit gravitačním rudým posuvem  $z_g = 0,28$ . Podle CHERYHO a RUDERMANA tvoří se páry pozitron-elektron v magnetosféře neutronové hvězdy, zhruba ve výšce 300 km nad povrchem hvězdy. Tento mechanismus je pak příčinou vzniku impulsů v celém rozsahu vlnových délek záření pulsaru. Ve srovnání s rádiovým zářením přicházejí impulsy záření gama opožděně. To podle HARDEEHO znamená, že rádiové impulsy vznikají ve větších výškách nad povrchem neutronové hvězdy. Zatím jde samozřejmě pouze o předběžné kvalitativní úvahy, neboť chybějí dostatečně spolehlivá pozorovací data. Podle LINGA aj. je dokonce sama existence zmíněné emise záření gama nejistá, neboť emisi vůbec nenašli při prohlídce svých záznamů z balónového výstupu v r. 1974.

Jelikož pulsar v Krabí mlhovině je pozorovatelný rovněž v optickém oboru spektra, lze jeho polohu měřit na archívních snímcích a odtud rovněž určit vlastní pohyb. Výsledky měření na fotografických deskách z let 1899 až 1976 publikovali WYCKOFF a MURRAY. Vlastní pohyb pulsaru v Krabí mlhovině činí  $0,013'' \pm 0,004''$  v pozičním úhlu  $293^{\circ}$ . Při vzdálenosti 2 kpc tomu odpovídá tangenciální rychlost  $123 \text{ km s}^{-1}$ , resp. rychlost  $105 \text{ km s}^{-1}$  vůči středu rozpínání Krabí mlhoviny.

Za velký pozorovací úspěch lze bezesporu označit optickou identifikaci pulsaru PSR 0833-45 v souhvězdí Plachet. Rádiový pulsar je znám již od r. 1968. Jeho poloha odpovídá pozici pozůstatku supernovy, která vzplanula zhruba před 10 000 lety. WALLACE aj. nyní ukázali na základě fotoelektrických měření pomocí 3,9 m anglo-australského teleskopu, že tzv. LASKEROVA hvězda opticky pulsuje s periodou shodnou s rádiovou (0,089 s). Hvězda je  $24,2^m$  v barvě V a optický impuls dvojitý; 22 ms před hlavním impulsem se pozoruje tzv. předchůdce.

Naproti tomu se dosud nezdařilo opticky identifikovat binární pulsar PSR 1913 + 16 — horní mez jeho optické jasnosti byla určena na  $26,2^m$  (!). WILL a EARDLEY se zabývali ověřováním důsledků Rosenovy

gravitační teorie v systému binárního pulsaru. Vzhledem ke značným hmotám, malému poloměru a velké výstřednosti oběžné dráhy je totiž binární pulsar ideální kosmickou laboratoří pro ověřování platnosti různých gravitačních teorií. Pozorování binárního pulsaru jsou však v rozporu s Rosenovou teorií, takže i nadále zůstává Einsteinova obecná teorie relativity jedinou hypotézou, která je plně v souladu s astronomickými pozorováními.

## 11. RENTGENOVÉ ZDROJE A ZÁŘENÍ GAMA

Rentgenová astronomie prodělává v přítomné době tak rychlý a všestranný rozvoj, že lze stěží postihnout byť i jen nejvýznamnější práce z posledního období. Koncem r. 1977 vyšlo 6. číslo 20. ročníku časopisu *Space Science Reviews*, jež je celé věnováno přehledovým článkům o rentgenové astronomii. Tam lze proto nalézt podrobnější informace k uvedené problematice (BLEEKER, MATSUOKA, MIYAMOTO, ODA, TANAKA).

Přibližně 50 galaktických zdrojů rentgenového záření je dnes všeobecně považováno za těsné dvojhvězdy se zhroutilou sekundární složkou, která získává hmotu akrecí. Během akrece proudí plyn v okolí zhroutilé složky vysokou rychlostí, dochází ke srážkám a následnému vyzáření rentgenových paprsků. Tento základní mechanismus má, jak se ukazuje, dvě modifikace. Pokud je primární složka hmotným a velmi svítivým veleobrem, stačí k akreci hmota obsažená v intenzivním hvězdném větru primární složky. Pokud je primární složka trpaslíkem na hlavní posloupnosti, pak musí její poloměr dosahovat Rocheovy meze, aby docházelo k přetoku hmoty přes Lagrangeův bod  $L_1$  do akrečního disku zhroutilé kompaktní složky.

Typickým představitelem masivních rentgenových dvojhvězd je systém Cygnus X-1, který je rovněž rentgenovým a optickým pulsarem s periodou 84 ms. Krátkotrvající rentgenová zjasnění zdroje objevili CANIZARES a ODA. KEMP určil rozbořem pozorování z let 1974–77 novou oběžnou periodu soustavy 5,6000 dne a nižší hodnotu sklonu  $i = 70^\circ$ . Tím se obecně zmenšují hmotnosti obou složek a znovu se rozvíjuje kardinální otázka, zda je hmotnost sekundární složky tak vysoká, aby mohlo jít jednoznačně o černou díru.

Rozbořem pulsní periody a dráhových elementů soustavy Centaurus X-3 se zabývali FABBIANO a SCHREIER. Ukázali, že za 4 roky poklesla pulsní perioda  $P = 4,8$  s rychlostí  $-2,8 \cdot 10^{-4} P/\text{rok}$ , a orbitální perioda  $P_o = 2,09$  dne rychlostí  $-8 \cdot 10^{-6} P_o/\text{rok}$ . Dráha je prakticky kruhová díky slapovému působení obou složek. Nové elementy odvodili dále VAN PARADIJS aj. pro systém 3U 0900-40 (HD 77581); VAN PARADIJS, ZUIDERWIJK, VAN GENDEREN a PRIMINI aj. pro zdroj SMC X-1 a ko-

nečně HENRICHs a VAN DEN HEUVEL pro systém X Per. Tento zdroj se během r. 1977 opticky zjasnil zhruba o  $0,2^m$ .

Z rentgenových zdrojů, jež byly ztotožněny s málo hmotnými dvojhvězdami, bylo jako obvykle věnováno nejvíce pozornosti objektu Hercules X-1 (HZ Her). TRÜMPER aj. zjistili pomocí balónových měření, že spektrum zdroje obsahuje emisní čáru o energii 53 keV. Čára vzniká cyklotronovým vyzařováním elektronů, které dopadají velkou rychlostí na magnetické póly neutronové hvězdy. Indukce magnetického pole na povrchu této hvězdy je vůbec nejvyšší v přírodě zjištěná hodnota  $4,6 \cdot 10^8$  T. Další spektroskopická a fotometrická pozorování objektu uveřejnili BAHCALL, BECKER aj., HUDEC, JOSS aj. a CHESTER.

Známa zákrytová dvojhvězda Algol byla pozorována v oboru měkkého rentgenového záření HARNDENEM aj. a v pásmu 2–6 keV SCHNOPPEREM aj. Pozorovaná rentgenová svítivost odpovídá přetoku hmoty rychlostí  $10^{-8} M_{\odot}/rok$ .

Zcela unikátním rentgenovým zdrojem je bezpochyby těsná dvojhvězda AM Her (3U 1809 + 50), složená ze dvou trpasličích hvězd. Hlavní složka je chladným červeným trpaslíkem o hmotnosti  $0,5 M_{\odot}$ . Její povrch je protažen ve vejčitý tvar díky slapové deformaci sekundární složkou — bílým trpaslíkem o hmotnosti  $1 M_{\odot}$ . TAPIA zjistil periodické změny lineární polarizace během 3,1 hod., což je zároveň oběžná perioda systému. Také optická jasnost soustavy kolísá s toutéž periodou. Nejde však o běžnou zákrytovou dvojhvězdu, nýbrž o efekt nestejného ohřátí obou polokoulí červeného trpaslíka. Rentgenové záření vzniká ve špičce kuželovitého víru přetékaající hmoty těsně nad povrchem bílého trpaslíka. Toto záření výrazně ohřívá přivracenou polokouli červeného trpaslíka, který díky slapům rotuje synchronně. Magnetické pole na povrchu bílého trpaslíka, odvozené z velikosti optické polarizace, dosahuje indukce  $10^8$  T. Na vypracování právě uvedeného modelu se podíleli zejména COWLEYOVÁ aj., CRAMPTON, CHAMNUGAM a WAGNER. Pro tento typ rentgenových dvojhvězd se někdy užívá názvu polar. Zdá se, že k polarům rovněž patří těsné dvojhvězdy VV Pup a AN UMa.

Rovněž přechodné rentgenové zdroje (transient sources) lze nejspíše považovat za těsné dvojhvězdy, jež se svými projevy podobají optickým novám. Na rozdíl od optických nov je však zhroucená složka patrně neutronovou hvězdou (WHELAN aj.). Nejlépe studovaným přechodným zdrojem je objekt A 0620-00 (V 616 Mon), který vzplanul v srpnu 1975. Podrobné údaje o průběhu sestupné části světelné křivky zdroje publikovali MATILSKY aj. a TSUNEMI aj. Nalezli periodické změny optické i rentgenové jasnosti s periodou 7,4, resp. 7,8 dne. Sekulární pokles optické jasnosti činil průměrně  $0,011^m/den$ ; pokles o  $3^m$  od maxima trval 230 dní. Fotografickou světelnou křivku V 616 Mon sestrojil HUDEC na základě snímků observatoře v Sonnebergu.

Bezpochyby nejvíce zásadních teoretických prací i nových pozorování přineslo v uplynulém období studium zábleskových rentgenových zdrojů (bursters). HODGINSON, JOSS aj. a LEWIN uveřejnili během této doby postupně tři rozsáhlé přehledové referáty, věnované pozorovaným charakteristikám zábleskových zdrojů, jejich galaktickému rozložení a teoretické interpretaci. Zábleskové zdroje byly rovněž hlavním tématem 8. „Texaského“ symposia o relativistické astrofyzice, jež se konalo koncem srpna r. 1976 v Bostonu.

Zábleskové zdroje byly poprvé pozorovány počátkem r. 1975. Vyznačují se nepravidelně se opakujícími záblesky rentgenového záření, jež během 1 sekundy dosáhne maxima (až 30násobku klidového stavu) a poté během řádově 10 s opět poklesne na původní úroveň. Amplituda záblesku statisticky souvisí s délkou intervalu, jež záblesku předchází. První zábleskové zdroje byly zjištěny v jádrech kulových hvězdokup NGC 6624 a NGC 1851 a dále v oblasti galaktického centra. Proto se zpočátku objevovaly početné teorie, snažící se objasnit původ zábleskového záření existencí masivních černých děr v jádrech kulových hvězdokup (viz Hvězd. roč. 1978, str. 218).

Novější pozorování však přinesla nečekaný zvrat v řešení tohoto nejvýše pozoruhodného problému. Dnes je totiž známo již kolem 30 zábleskových zdrojů, jež jeví podle LEWINA aj. výraznou koncentraci ke galaktické rovině, zcela v protikladu ke galaktickému rozdělení kulových hvězdokup. Kromě toho pro celou řadu zábleskových zdrojů se nezdařilo najít příslušnou kulovou hvězdokupu. Zábleskový zdroj ve hvězdokupě NGC 1851 ztotožnili BOLTON a MALLIU s modrou hvězdou, jež je zřejmě rovněž dvojhvězdou s intenzivním přenosem hmoty mezi dvěma nestejně vyvinutými složkami. Také pro zábleskový zdroj MXB 1636-53 (Norma X-1) dokázali HOFFMAN aj., že jde o projev přerušované akrece hmoty na zhroucenou neutronovou hvězdu. BYRNE a WAYMAN uveřejnili zajímavou informaci o svých starších pokusech pozorovat optické záblesky z kosmických zdrojů. Během r. 1971 našli pomocí speciální celooblohové aparatury několik takových záblesků pravděpodobně kosmického původu, jež přicházejí převážně ze směru od galaktického centra. Objev zábleskových rentgenových zdrojů je přivedl na myšlenku, že by mohlo jít o průvodní jev při záblescích záření X, a skutečně se jim podařilo nalézt korelaci mezi pozorovanými optickými záblesky a činností zábleskového rentgenového zdroje MXB 1743-293. Uvedená souvislost nebyla ovšem dosud nikým potvrzena.

Naprosto výjimečným zábleskovým zdrojem je zřejmě objekt MXB 1730-335, nacházející se poblíž galaktického centra a vysílající až 5000 záblesků za den. ULMER aj. pozorovali anomální záblesky přicházející ze zdroje s prodlouženou náběžnou dobou až 3 s; pro tento zdroj neexistuje zatím žádné teoretické objasnění.



Ostatní zábleskové zdroje se dnes převážně vysvětlují tak, že přenos hmoty v těsné dvojhvězdě, v níž sekundární složka je zhroutená neutronová hvězda, se děje přerušovaně. BAAN, LAMB aj., TSYGAN a WHEELER aj. zveřejnili hypotézu, podle níž je přetékající hmota nejprve zadržena v akrečním disku ve výšce několika tisíc kilometrů nad povrchem neutronové hvězdy. Ionizovaný materiál nemůže proniknout přímo na povrch neutronové hvězdy, neboť tomu brání intenzivní magnetické pole v jejím okolí. Při příznivé souhře fyzikálních parametrů, tj. indukce magnetického pole, teploty plynu v akrečním disku a hustoty disku dochází však opakovaně k „protržení“ magnetické přehrady, takže po krátkou dobu zlomků sekundy může plyn z akrečního disku zasahovat přímo povrch neutronové hvězdy, a to vyvolá rentgenový záblesk. Výron rentgenového záření však způsobí opětne uzavření magnetické přehrady. Tím je zaručeno kvaziperiodické opakování záblesků.

Přítom rentgenové záření zábleskového zdroje může vznikat trojím pochodem: brzděním ionizovaného materiálu v magnetickém poli (magnetické brzděné záření), urychlováním elektronů podél siločar magnetického pole (cyklotronové nebo synchrotronové záření) a konečně srážkovým ohřevem (tepelné záření). Ve skutečnosti se převážná část energie rentgenového záření vysílá v relativně dlouhém období mezi záblesky; energie vysílaná v záblescích představuje pouze 1 % zářivé energie zdroje. Zářivý výkon v záblesku je úctyhodný; činí řádově miliónnásobek úhrnného zářivého výkonu Slunce. BRECHER aj. upozornili na příbuznost zábleskových rentgenových zdrojů a trpasličích nov typu SS Cygni. Průběh jejich světelné křivky totiž nápadně připomíná — odhlédneme-li od rozdílného časového měřítka — průběh změn rentgenového záření zábleskových zdrojů.

Podle některých autorů mohou dokonce zábleskové zdroje částečně souviset s proslulými vzplanutími gama, jež jsou pozorována řádově desetkrát do roka v pásmu energií nad 500 keV. KANE a SHARE ukázali, že zdroje vzplanutí gama jsou rozhodně uvnitř Galaxie a pravděpodobně ve vzdálenosti do 100 pc od Slunce. PIRAN a SHAHAM přišli s domněnkou, podle níž by ke vzplanutím gama docházelo při Comptonově rozptylu fotonů záření  $\gamma$  v okolí rychle rotující černé díry. MANCHANDA a RAMSDEN zveřejnili katalog pozorovaných vzplanutí gama za léta 1967 až 1974 a soudí, že jde o projev zániku chladných neutronových hvězd. Konečně OXFORD upozornil na souvislost galaktického rozložení vzplanutí gama a rozložení pozůstatků supernov. Navrhuje přitom poměrně drastickou hypotézu o rozbití pozůstalé neutronové hvězdy černou dírou.

Všechny citované (a četné další) domněnky se potýkají s problémem nedostatečně přesné lokalizace zdrojů záblesků gama. První nadějí v tomto směru jsou rádiová pozorování úkazu ze 16. srpna 1976, jež podle MANDOLESIO aj. souvisí se vzplanutím gama. Pokud by se podob-

né koincidence opakovaly i v budoucnosti, umožnilo by to v principu určit souřadnice zdroje běžnými metodami rádiové astronomie.

Přehledový referát o současném stavu astronomie záření gama uveřejnil FICHTEL. Ke studiu zdrojů záření gama slouží dnes zejména družice COS-B, pomocí níž se dosud podařilo identifikovat 13 diskrétních zdrojů. Kromě zdrojů jako je Krabí mlhovina (BENNET aj.) a pozůstatek supernovy v souhvězdí Plachet (Vela X), u nichž se výskyt záření gama očekával, byl tak dále identifikován objekt CG 195 + 4, jež podle MARESCHIO a TREVESE je patrně pomalu rotující neutronovou hvězdou. Konečně LAMB aj. dokázali přítomnost složky záření gama u rentgenové dvojhvězdy Cyg X-3. Záření je proměnné v periodě 4,8 hod., což je ve shodě s oběžnou periodou systému, odvozenou z rentgenových měření.

Jestliže nová pozorovací technika umožnila rozšířit pásmo pozorovaného záření z kosmu na jedné straně do oblastí nad 500 keV, pak obdobný vývoj lze zaznamenat také pro pásmo energií nižších, než je energie tvrdého a měkkého záření X. Tento obor od 10 do 100 nm se v poslední době obvykle označuje jako extrémní ultrafialová oblast (EUV). Během společného letu kosmických lodí Sojuz a Apollo byla vykonána první úspěšná pozorování objektů v této nově přístupné oblasti vlnových délek. Tak byly zjištěny zdroje EUV-záření, označené HZ 43 a Feige 24 (BOWYER aj., HOLM, LAMPTON aj. a MARGONI aj.). V obou případech jde o těsné dvojhvězdy složené z červeného trpaslíka třídy Me a bílého trpaslíka typu DA. EUV-záření přichází zřejmě z povrchu žhavých bílých trpaslíků o extrémně vysoké povrchové teplotě mezi 60 000 až 110 000 K. Objekty jsou vzdáleny 60 a 90 parseků a mají poloměry srovnatelné s poloměrem Země. Jejich svítivost je zhruba  $7 L_{\odot}$ . Celkový počet zdrojů EUV-záření v Galaxii se odhaduje na  $10^3$ .

Pro úplnost je třeba ještě uvést, že v pásmu rentgenového záření byly již identifikovány některé extragalaktické zdroje. Vzhledem k relativně nízkým zářivým tokům jsou údaje o těchto zdrojích přirozeně velmi omezené. Poslední katalog pořízený na základě přehlídky z družice UHURU obsahuje celkem 339 zdrojů (katalog 4U). Přehlídka zahrnuje mimo jiné ty části oblohy, v nichž se nalézají 12 galaktických nadkup (superclusters).

Tři nadkupy jsou zdrojem detekovatelného rentgenového záření, což značí, že jejich zářivý výkon v rentgenové oblasti dosahuje  $10^{38}$  W. Pravděpodobným zářivým mechanismem je proudění extrémně žhavého intergalaktického plynu o teplotě kolem  $10^9$  K, což současně znamená, že hustota intergalaktického plynu v nadkupách je podstatně vyšší, než se dosud soudilo. Celková hmotnost jedné nadkupy by pak byla blízká hodnotě  $2 \cdot 10^{16} M_{\odot}$ . To by ovšem znamenalo, že v intergalaktickém prostoru uvnitř nadkupy se nachází  $5 \times$  až  $10 \times$  více, hmoty než

v galaxiích, které tvoří nadkupu. I když odtud ihned vyplývají závažné důsledky pro kosmologii, je zatím zřejmě předčasné vyvozovat odtud jednoznačné závěry.

## 12. GALAXIE

Při studiu naší mnohotvárné hvězdné soustavy si všimněme nejprve několik prací popisného charakteru.

ANTALOVÁ se zabývala fotografickou fotometrií hvězd v oblasti rektascenze  $17^{\text{h}}03^{\text{m}} - 17^{\text{h}}41^{\text{m}}$  a deklinace  $-28,8^{\circ}$  až  $-33,4^{\circ}$  (tj. kolem galaktické délky  $355^{\circ}$ ). Stanovila spektra, mezihvězdnou absorpci a fotometrické vzdálenosti 2460 hvězd. Dále určila přesné ekvatoriální a galaktické souřadnice pro 250 hvězd OB.

CHARADZE a BARTAJOVÁ vyšetřovali prostorové rozdělení 49 hvězd spektrální třídy Ap a 105 hvězd třídy Am. Hvězdy Ap činí 6 % hvězd spektrálních tříd B8-A0, hvězdy Am pak 17 % hvězd spektrálních tříd A2-A5. Ukazuje se, že hvězdy spektrálních tříd Ap a Am vykazují v porovnání s obyčejnými hvězdami slabší tendenci soustředovat se kolem roviny Galaxie. Hvězdy spektrální třídy Am jsou pozorovány až do  $z = 400$  pc.

TAMMANN podal přehled o našich současných znalostech o statistice supernov v naší i v jiných galaxiích. Po zaregistrování oprav o různé efekty vychází skutečný průměrný interval mezi výbuchy supernov v Galaxii na 13 let a nikoliv, jak se dříve předpokládalo, 200 let. Nově určená hodnota souhlasí s výsledkem intervalu 10–30 let, který byl získán pro galaxie typů Sb a Sc. Výzkum rozdělení supernov v Galaxii vede k závěru, že v okolí Slunce vybuchuje jedna supernova za 200 let v mezích do 4 kpc. V průběhu celé životní doby Galaxie ( $1,5 \cdot 10^{10}$  let) vybuchuje jedna supernova v mezích 3,2 pc od Slunce. Byl zkoumán vliv sklonu i rovinné roviny galaxie k projekční rovině na pozorovanou frekvenci výbuchů supernov. Byla potvrzena již dříve známá, avšak nevysvětlená skutečnost, že frekvence výbuchů v mírně nakloněných galaxiích typu Sc ( $30^{\circ} < i < 60^{\circ}$ ) je menší než v galaxiích tohoto typu viditelných zblou ( $i > 60^{\circ}$ ). Byla též potvrzena korelace mezi frekvencí výbuchů supernov a barvou galaxie: v modřejších galaxiích vybuchují supernovy častěji. Průměrná absolutní velikost v maximu se u supernov typu I a II téměř neliší a je rovna  $-19^{\text{m}}$ . Charakteristiky supernov jednoho typu mají podstatný rozptyl a tento rozptyl přibližně odpovídá rozdílu mezi typy I a II. Koncentrace supernov k pozorovaným velkým osám galaxií svědčí o tom, že supernovy patří k diskové populaci. Typ II souvisí s mladou diskovou populací a vzniká v důsledku výbuchů hmotných mladých hvězd, supernovy typu I jsou pozorovány mezi rameny a patrně souvisí se starší diskovou populací.

CONTI, LEEP a LORRE informovali o hodnotách radiálních rychlostí asi 200 hvězd spektrální třídy O. Zjistili, že kolem 58 % všech vyšetřovaných hvězd jsou jisté nebo pravděpodobné dvojhvězdné soustavy. 22 hvězd patří k hvězdám Of, z toho 9 hvězd je zřejmě dvojhvězdné podstaty. U jednotlivých hvězd je člen  $K$  roven  $+0,6 \pm 1$  km/s, u dvojhvězdných soustav je člen  $K$  roven  $+8,5 \pm 1$  km/s. Hvězdy Of mají velkou zápornou hodnotu  $K$ :  $-29 \pm 3$  km/s. Tento výsledek lze vysvětlit pomocí hvězdného větru, který má rychlost několika desítek km/s v oblasti vzniku absorpčních čar. To potvrzuje zjištěná kladná korelace mezi intenzitou emisní čáry  $\lambda$  4686 HII a mezi hodnotou záporné rychlosti. Nová měření radiálních rychlostí hvězd O ve hvězdokupách, které v r. 1935 měřil TRUMPLER, nepotvrdila jeho výsledky a nesouhlasí s TRUMPLEROVÝM závěrem o značném gravitačním rudém posuvu, způsobeném velkou hmotností těchto hvězd.

BALAKIREV při vyšetřování diferenciálního pole rychlostí hvězd spektrální třídy B v okolí Slunce zjistil, že vektor okamžité úhlové rychlosti, určený podle 218 hvězd bližších než 1,5 kpc, má složky  $30 \pm 10$ ,  $0 \pm 10$ ,  $-17 \pm 5$  km/s/kpc. Tento vektor se výrazně liší od vektoru očekávaného při ryzí diferenciální galaktické rotaci (0, 0,  $B$ , kde  $B$  je Oortova konstanta). BALAKIREV předpokládá, že zjištěná okamžitá úhlová rychlost rotace hvězd B ve směru galaktického středu je odrazem pohybu, vyvolaného ze strany Magellanových oblaků při jejich blízkém průchodu kolem Galaxie.

FEINZINGER uvedl přehled představ o efektu  $K$ , o němž předpokládá, že je výslednicí průchodu hustotní vlny okolím Slunce. Vznikající odchylky pohybu plynu od ryze kruhových drah přebírají pak i mladé hvězdy. Vysvětlení podstatně souvisí s tím, že jsou vyšetřovány právě mladé hvězdy a že bod pozorování je právě mezi spirálními větvemi. V principu plyn stlačený hustotní vlnou se musí šířit rovněž ve směru osy  $z$ , avšak na hvězdných pohybech se to odráží málo.

Dále citované práce se dotýkají dynamických problémů Galaxie.

U nás ANDRLE pokračoval ve studiu třetího pohybového integrálu ve hvězdné soustavě reprezentované potenciálem 4. stupně (viz Hvězd. roč. 1976, str. 234). Nyní se zabýval numerickým výpočtem takových koeficientů ve výrazu pro potenciál, které by zapezpečovaly rezonanční řešení.

SIGHT a GRAYZECK zkoumali možnost vysvětlit pozorované zakřivení galaktické roviny, o němž svědčí rozdělení neutrálního vodíku, blízkým průchodem Velkého Magellanova oblaku (VMO). Gravitační interakce mezi Galaxií a VMO byla zkoumána numerickými metodami za různých počátečních podmínek. Spojité rozdělení hmoty v galaktickém disku bylo při tom aproximováno rozdělením 12 000 bodů o nekonečně malé hmotnosti pohybujících se po kruhových drahách o poloměrech

5–16 kpc. Výpočty ukázaly, že nejlepšího souhlasu mezi rozdělením bodů ve směru z a pozorovaným rozdělením neutrálního vodíku je dosaženo při hmotnosti Galaxie  $1,62 \cdot 10^{11}$  a hmotnosti VMO  $3 \cdot 10^{10} M_{\odot}$ , jejich vzdálenosti v pericentru 20 kpc, směru průchodu VMO opačném ke galaktické rotaci a momentu průchodu VMO pericentrem před  $4,03 \cdot 10^8$  lety. Souhlas s velikostí a polohou posuvu severní části galaktické roviny je při tom velmi dobrý, kdežto zakřivení jižního okraje modelu je poněkud posunuté na stranu narůstajících galaktických délek. Je však třeba poznamenat, že pozorování neutrálního vodíku na jižní obloze z poslední doby svědčí o značné souměrnosti galaktické roviny, což model též předpovídá.

SOFUE, FUJIMOTO a TOSA poukazují na to, že ve vnitřních oblastech Galaxie se vrcholky rádiových výběžků odchylní o  $20$ – $30^{\circ}$  od směru anticentra. Musí tedy existovat nějaká síla, která působí na vyzařující oblasti ve směru rovnoběžném s galaktickou rovinou. Tato síla by mohla být způsobena dynamickým tlakem horizontálního toku plynu. Působící tlak byl odhadnut na 10 kPa a rychlost plynu na 60–80 km/s ve vzdálenosti 1 kpc od galaktické roviny. Je možné, že horizontální tok souvisí s galaktickým větrem, vznikajícím v centrálním tělese Galaxie nebo se stacionárním tokem plynu, který patří k halo a uvádí se do pohybu vzájemným působením mezi galaktickým halo a diskem.

V poslední době je velmi aktuální řešení problému časové změny polohy a vývoje spirální struktury Galaxie. Tomu bylo věnováno několik prací, o nichž referujeme.

YUAN rozvinul představu o pohybech tzv. pohybových grup, definovaných EGGENEM a WOOLLEYM. Ukázal, že zahrnutí nelineárních členů do pohybových rovnic za velmi širokých podmínek zachovává efektivnost fokuzace pohybu jednotlivých členů grupy, která by byla přesná v lineárním přiblížení alespoň po dobu několika otoček. Fokuzace je ovšem splněna jen částečně v případě, že dochází k poruchám od gravitačního pole hustotní vlny. Jestliže sledujeme zpětně do minulosti trajektorie členů pohybových grup, nalezneme v místě jejich konvergence možnou oblast společného vzniku hvězd, přičemž souběžně s tím se určí i kinematický věk grupy. Za přítomnosti spirální struktury je fokuzace drah efektivnější u takových grup, v nichž reziduální rychlosti směřují převážně k epicentru a jsou opačného směru než galaktická rotace. YUAN a WAXMAN pak sledovali pro všechny EGGENEM zahrnuté členy pohybové grupy Plejád historii jejich pohybu v gravitačním poli Galaxie. Na základě konvergence a relativně ostrém ohnisku bylo určeno kinematické stáří této grupy na  $1,5 \cdot 10^8$  let. Místo vzniku je střed jižního pokračování spirálního ramene v souhvězdí Střelce. Počáteční rychlosti se jeví jako typické pro mezihvězdná oblaka po průchodu rázové vlny. Oblast, z níž vycházejí trajektorie, má plochu přibližně

108 800 pc<sup>2</sup>. To je ve shodě s předpokladem, že období procesu vznikání hvězd se protáhlo přibližně na 10<sup>7</sup> let po vstupu oblaku do rázové vlny. Obdobný postup pro pohybovou grupu Hyády poskytl kinematický věk 7,15 · 10<sup>8</sup> let rovněž v souladu s fyzikálními názory.

FORTE a MUZZIO určili pro 10 otevřených hvězdokup o známé vzdálenosti, vlastních pohybech, radiálních rychlostech a stáří numerickou integraci pohybových rovnic trajektorie pohybu v galaktickém poli. Stáří kupy a pozorovaná poloha na dráze pak určuje místo jejího vzniku. Rozdělení poloh otevřených hvězdokup nulového stáří souhlasí s průběhem pozorovaných spirálních ramen a spirálních ramen odvozených z vlnové teorie spirální struktury LINA a SHU.

V rámci spolupráce akademií věd socialistických zemí „Fyzika vývoj hvězd“ vznikla dále citovaná práce pracovníků Astronomického ústavu ČSAV a Astrosvětu AV SSSR. PALOŮŠ, RUPRECHT, DLUŽNĚVSKAJA a PRISKUNOV získali na základě vlastní metodou určeném stáří 24 otevřených hvězdokup a na základě jejich známých současných pohybových vlastností zpětnou integraci místa jejich zrodu v Galaxii. Pro Galaxii byl přijat model logaritmické spirály s úhlem stoupání větví 6,2° a krokem 8,26 kpc, což je v souladu s pozorovacími údaji na vlně 21 cm. Tito autoři vyšetřovali různé rychlosti úhlové rotace spirálních ramen. Ukázalo se, že místa vzniku otevřených hvězdokup se ztotožňují se spirálními rameny Galaxie při rychlosti úhlové rotace spirálních ramen 13,5 km/s/kpc a 20 km/s/kpc. Místa zrodu otevřených hvězdokup mladších než 6 · 10<sup>7</sup> let (průměrné stáří 2,7 · 10<sup>7</sup> let) se soustřeďují v místním spirálním rameni v okolí Slunce. Starší hvězdokupy (průměrné stáří 2,25 · 10<sup>8</sup> let) vznikly ve spirálních ramenech ve Střelci a v Perseu; ještě starší kupy (starší než 700 milionů let) vznikly mimo spirální ramena. Poslední výsledek je však patrně ovlivněn chybami ve vlastních pohybech hvězdokup anebo složitějším působením iregulárních sil na pohyb hvězdokup v delším časovém úseku.

WIELEN uvádí, že pozorované zvyšování rozptylu prostorových rychlostí hvězd v závislosti na stáří může být nejlépe vysvětleno lokálními fluktuacemi gravitačního pole Galaxie. Toto iregulární pole vyvolává difúzi hvězdných drah ve fázovém prostoru. Hodnota koeficientu difúze může být získána empiricky z pozorovaného zvyšování rychlostí hvězd se stářím. Za dobu řádově periody rotace Galaxie (2 · 10<sup>8</sup> let) se rychlosti hvězd disku změní náhodným způsobem o hodnotu přibližně 10 km/s. Za stejnou dobu činí difúze v poloze téměř 1,5 kpc. To podle WIELENOVA názoru znemožňuje určovat místa zrodu hvězd ve vzdálenější minulosti. Difúze hvězdných drah zesiluje rozpad hvězdných grup a zvyšuje vnitřní rozptyl rychlostí uvnitř grupy.

Závěrem tohoto oddílu uvádíme informaci týkající se bezprostředního galaktického středu.

KELLERMANN, SHAFFER, CLARK a GELDZAHLER provedli interferometrická pozorování na supradlouhé základně rádiového zdroje ve středu Galaxie na frekvenci 8 GHz. Zjistili, že kompaktní rádiový zdroj má halo o rozměru kolem 0,017" (200 UA) a že 25% záření přichází od jádra, které má rozměr pouhé 0,001" (10 UA), přičemž je to horní mez rozměru jádra, neboť charakterizuje rozměry viditelného rozptýleného záření. Rádiová zářivost kompaktního galaktického středu je řádu  $10^{26}$  J/s. Podstata zdroje v galaktickém středu není jasná. Jestliže tam předpokládáme existenci černé díry, pak změřený rozměr rádiového zdroje odpovídá Schwarzschildovu poloměru černé díry o hmotnosti kolem  $10^8 M_{\odot}$ .

### 13. EXTRAGALAKTICKÉ OBJEKTY

*Magellanova oblaka.* Nejprve informujeme o některých zjištěných vlastnostech Velkého Magellanova oblaku (VMO). ISSERSTEDT a REINHARDT analyzovali strukturu magnetického pole ve VMO na základě nových fotometrických a spektrofotometrických pozorování veleobrů a za použití polarizačních údajů katalogu MATHEWSONA a FORDA. Dospěli k těmto výsledkům: 1. vztah stupně polarizace k absorpci je stejný jako v naší Galaxii; 2. byla potvrzena existence složky homogenního pole směrem k Malému Magellanovu oblaku (MMO); pole je přibližně kolmé na směr centrálních oblastí VMO a MMO; 3. magnetické pole se nesoustřeďuje k mladým spirálními ramenům, zjištěným SCHMIDT-KALEREM a ISSERSTEDTEM; 4. byla zaregistrována složka magnetického pole směřující radiálně vzhledem k jasnému komplexu 30 Dor. Toto radiální pole určuje polarizaci v okolí 30 Dor až do úhlové vzdálenosti přibližně  $1^{\circ}$ ; 5. pozorované radiální pole je interpretováno jako dipól s osou kolmou na směr roviny souměrnosti VMO; 6. byla posuzována prostorová orientace a směr rotace VMO. Zdá se, že VMO rotuje ve směru rozvíjení větví. Východní strana Oblaku je od nás vzdálenější.

SCHMIDT-KALER zkoumal rozložení indikátorů spirální struktury ve VMO: oblastí H II, veleobrů hvězd tříd O a B o různém stáří, mezihvězdného prachu a hvězd typu WR. Na základě současného vyšetřování všech těchto objektů zjistil celkový obraz spirální struktury. Dospěl k závěru, že VMO lze klasifikovat jako asymetrickou galaxii typu Sc(-c<sup>+</sup>) III—IV, přičemž za jádro je třeba považovat mlhovinu 30 Dor. Magnetické pole v této galaxii je vcelku orientováno podél úseček spirálních ramen. Zjistil, že šířka  $w$  spirálního ramene dobře koreluje se stářím objektů, které ji tvoří, podle vztahu  $w = 180 \text{ pc} + 45 t$  (v miliónech let). Z tohoto vztahu byly zjištěny odhady průměrných hodnot stáří hvězd typu WR ( $3 \cdot 10^6$  let) a zbytků supernov ( $5,5 \cdot 10^6$  let). SCHMIDT-KALER se domnívá, že ve VMO proběhly dvě exploze vzniku hvězd. K jedné, se středem v 30 Dor, došlo přibližně



před  $8 \cdot 10^6$  lety, ke druhé pak, se středem v přičce, došlo již před  $60 \cdot 10^6$  lety.

Dvě dále citované práce byly věnovány tzv. Magellanovu proudu. WRIGHT se zabýval dynamikou tohoto útvaru. Magellanův proud lze v prvním přiblížení popsat v rámci výlučně gravitačního působení jako stopu plynu, ztraceného Magellanovými oblaky v průběhu jejich kondenzace z nějakého prapůvodního tělesa. Optimální hodnoty parametrů dráhy Magellanových oblaků (MO) jsou tyto: perigalaktická vzdálenost 30 kpc, sklon ke galaktické rovině  $70^\circ$ , výstřednost 0,6. Model se shoduje s pozorovanými radiálními rychlostmi Magellanova proudu, až na několik míst, s přesností  $\pm 20$  km/s.

DAVIES a A. E. WRIGHT zkoumali metodou numerického experimentu vliv těsného přiblížení MO ke Galaxii na strukturu MO. Galaxie byla předpokládána jako bod o veliké hmotnosti, MO jako disk, v němž centrální bodová hmotnost je obklopena náhodně rozloženými zkušebními částicemi, které se v počátečním okamžiku pohybují po kruhových drahách kolem středu MO. Vzájemné působení částic se neuvazuje. Bylo zjištěno, že za určitých počátečních podmínek průchodu MO kolem Galaxie může se mezi nimi vytvořit proud částic, které jsou z MO vyvrženy slapovými silami; tento vypočtený proud se co do hustoty, velikosti a směru rychlosti pohybu částic shoduje s pozorovacími údaji pro Magellanův proud. Souhlas číselných výsledků s pozorovanými charakteristikami je nejlepší za těchto podmínek: 1. poměr hmotnosti MO ke Galaxii je  $1 : 20$ ; 2. sklon rovin jejich drah je  $70^\circ$ ; 3. výstřednost relativní dráhy je 0,6; 4. poměr perigalaktika MO k průměrnému orbitálnímu poloměru částic vzhledem k MO je 3,5. K přiblížení Galaxie a MO došlo před  $(2 \div 3) \cdot 10^8$  lety.

EINASTO, HAUD, JÔEVEER a KAASIK shrnuli důkazy k tomu, že sate-  
lity Galaxie a oblaka o vysokých rychlostech, včetně Magellanova  
proudu, tvoří spolu s naší Galaxií fyzikálně izolovanou soustavu,  
„naši hypergalaxii“. Zjistili, že rozptyl rychlostí zmíněných oblaků se  
neliší příliš od rozptylu rychlostí satelitních galaxií a činí 85 km/s. Tato  
hodnota byla použita k odhadu hmotnosti koróny hypergalaxie na základe  
dě věty o viriálu. Řada modelů rozdělení hmotnosti v koróně byla sestrojena  
pro různé hodnoty strukturálních parametrů v modifikovaném  
izotermickém modelu. Ve všech případech byla celková hmotnost  
hypergalaxie vyšší než všeobecně přijímaná hmotnost Galaxie. Základní  
charakteristiky Magellanova proudu (změna rychlosti, hustoty a úhlo-  
vého rozměru podél proudu) se shodují s předpokladem, že oblaka proudu  
obíhají kolem Galaxie po eliptických drahách. Při tom pozorování se  
nejlépe shodují s teoretickými drahami, při nichž  $R_{\min} = 14$  kpc,  
 $R_{\max} = 100$  kpc a které byly zjištěny pro model o hmotnosti  $1,2 \cdot 10^{12} M_{\odot}$ . Tato hodnota je proto považována za nejpravděpodobnější

odhad celkové hmotnosti naší hypergalaxie. Podle názoru uvedených autorů potvrzuje tento výsledek závěr o existenci velkého množství skryté hmotnosti v soustavách galaxií.

*Pozorování dalších galaxií.* BIGNAMI, MACCACCARO a PAIZIS navazují na nedávnou informaci SIMONSONA (viz Hvězd. roč. 1978, str. 212), že byla objevena blízká nepravidelná trpasličí galaxie, u níž galaktické souřadnice jejího středu jsou  $l = 197^\circ$  a  $b = 2^\circ$ . Hmotnost galaxie je  $(1 \pm 0,2) \cdot 10^8 M_\odot$ , její úhlové rozměry jsou  $7^\circ \times 2^\circ$  a je vzdálena jen  $17 \pm 4$  kpc. Podle názoru BIGNAMIHO a spol. může tato galaxie být zdrojem záření  $\gamma$ .

STARK se pokusil sestrojít trojosý model vydutiny kolem středu M 31. Klade si otázku o prostorovém rozdělení jasnosti, které může v projekci (bez absorpce) poskytnout izofoty ve tvaru navzájem podobných elips. Popsal řešení, představující soustavu tříosých elipsoidů. Pro oblast do 2 kpc od středu M 31 byla sestrojena množina takových modelů, záviselých jen na jednom, zatím neznámém, parametru. Byl přijat předpoklad, že jedna z os elipsoidu musí být kolmá na diskovou rovinu galaxie. Za neznámý byl považován úhel sklonu disku k zornému paprsku a bylo předpokládáno, že osa izofot do disku se neztotožňuje s osou vydutiny. Poměr délek os vydutiny v rovníkové rovině činí 1,5 nebo více. Bylo definováno gravitační pole. V rovníkové rovině činí pro hvězdy ve vzdálenosti 5 kpc od galaktického středu transversální složka přitažlivosti galaxie v průměru 5% radiální složky.

DAWE a DICKENS upozornili, že poblíž galaxií NGC 1374, 1379 a 1399 kupy Fornax I zjistili pozoruhodné zvýšení počtu slabých objektů. Lineární rozměry nejslabších z nich nedosahují ani 260 pc a jejich absolutní velikost je kolem  $-10$ . Dá se předpokládat, že tyto objekty jsou kulové hvězdokupy, které se zatím nepodařilo rozlišit na jednotlivé hvězdy.

SANCIOI zkoumal rádiovým teleskopem řadu blízkých galaxií viditelných z boku ve vodíkové čáře o úhlovém rozlišení  $51'' \times 61''$ . V galaxiích NGC 5907, 4565, 4244 a 4631 se projevuje narušení tvaru plynné vrstvy. Nejsilnější narušení lze pozorovat na okraji NGC 5907, kde odklon vrstvy H I od roviny galaxie dosahuje 8 kpc ve vzdálenosti 40 kpc od středu. Celkový rozměr disku H I této galaxie činí 100 kpc (za předpokladu Hubbleovy konstanty  $H = 50$  km/s/Mpc). Tři ze čtyř galaxií nemají blízké jasné satelity, které by mohly způsobit slapové narušení plynné vrstvy.

WILLIAMS zkoumal populaci jader 10 blízkých galaxií. Zjistil, že pouze 2 galaxie zřejmě obsahují hvězdy s obsahem kovů vyšším než hvězdy v okolí Slunce. Většina jader sestává přibližně ze 70 % z hvězd typu slunečního okolí s vysokým obsahem kovů a ze 30 % z normálních hvězd. K celkovému záření přispívají ve značné míře obří hvězdy třídy M a hvězdy chudé na kovy.

O galaxii M 82 se již delší čas předpokládá, že v jejím středu došlo k výbuchu a ve směru pólů byla vyvržena hmota. Existence rozptylu světla na prachu obklopujícím galaxii vyplývá z polarizačních pozorování. Podle názoru SOLINGERA, MORRISONA a MARKERTA však porovnání těchto polarizačních měření s rychlostním polem nepotvrzuje hypotézu výbuchu. Tito autoři se domnívají, že celý komplex pozorovacích údajů se dá nejlépe vysvětlit předpokladem, že galaxie M 82 se náhodou dostala do skupiny M 81 a pohybuje se intergalaktickým prachovým oblakem, který souvisí s touto skupinou galaxií.

DISNEY a POTTASCH informovali o spektrálních a fotometrických pozorováních jižní eliptické galaxie NGC 1510, jejíž zdánlivá velikost je  $12,95^m$  a absolutní  $-17,05^m$ . Galaxie má absorpční spektrum třídy A s překryvnými emisními čarami. Barva galaxie je extrémně modrá. Rozdělení jasnosti je typické pro eliptickou galaxii. Z rádiových pozorování vyplývá existence velkého množství neutrálního vodíku ( $3,2 \cdot 10^9 M_{\odot}$ ) v oblasti zahrnující NGC 1510 a jasnější galaxii NGC 1512, jež je od ní vzdálena  $4,6'$ . Analýza emisního spektra svědčí o normálním obsahu helia, avšak o desetkrát nižším obsahu těžkých prvků. Spektrum, barva a chemické složení galaxie nám dovolují předpokládat, že vytváření hvězd v ní začalo před méně než miliardou let. Galaxie mohla vzniknout z intergalaktického plynu, který se ve velkém množství ještě v současné době vyskytuje v jejím okolí.

*Pekuliární galaxie.* Zvýšená pozornost je trvale věnována tzv. Seyfertovým galaxiím. Jsou to galaxie s jasným jádrem hvězdného vzhledu, jehož spektrum má řadu charakteristických příznaků (jsou v něm silné, velmi široké čáry vodíku, jednou ionizovaného kyslíku i iontů vyšší excitace podobně jako v planetárních mlhovinách).

ADAMS podal přehled o 60 Seyfertových galaxiích na základě snímků ve velkém měřítku ( $7,5''/\text{mm}$ ). Většina těchto Seyfertových galaxií patří k různým podtřídám spirálních galaxií s příčkou nebo bez ní. Nejvýš 5–10 % Seyfertových galaxií by bylo možné vybrat jako eliptické objekty. To je méně, než je normální relativní obsah eliptických galaxií v nejbližším okolí prostoru. Není však vyloučeno, že mezi Seyfertovy galaxie vůbec žádné eliptické galaxie nepatří. Jistý nadbytek Seyfertových jader existuje v narušených a navzájem na sebe působících soustavách. Přímé příznaky, že by existovala souvislost mezi spektrálními charakteristikami jader a morfologickými zvláštnostmi galaxií, nebyly zjištěny.

MARTIN, ANGEL a MAZA informovali o výsledcích měření lineární polarizace záření jádra Seyfertovy galaxie NGC 1275 zjišťované 4.—7. ledna 1976 pomocí 2,3metrového dalekohledu Stewardovy observatoře. Vlastní polarizace jádra spadala do rozmezí 1,5–2,5 % a poziční úhel polarizační roviny se měnil o více než  $20^{\circ}$ . Kruhová polarizace prakticky

neexistovala. Pozorování ukázala proměnlivost lineární polarizace od noci k noci, což svědčí o malém rozměru optického jádra, které je zdrojem netepečného záření.

Různí autoři upozorňovali na možnou souvislost mezi pekulární eliptickou galaxií NGC 5128 a silným zdrojem rádiového záření Cen A. VAN DEN BERGH získal pomocí 4metrového dalekohledu v Cerro-Tololo přímé snímky této galaxie a fotometroval ji v systému BV. Na 1,5metrovém dalekohledu byla galaxie fotometrována v systému UBV. Z analýzy rozdělení jasnosti a barev došel VAN DEN BERGH k těmto závěrům: 1. Před  $25 \cdot 10^6$  lety došlo v NGC 5128 k mohutnému výbuchu; 2. rozdělení staré červené populace je charakteristické pro normální obří eliptické galaxie. Barva jádra odpovídá hvězdnému složení s věkem řádu  $3 \cdot 10^6$  let. Jestliže zdroj rádiového záření Centarus A vznikl výbuchem v NGC 5128, pak rychlost výbuchu by odpovídala 4400 km/s.

*Dynamika a vývoj galaxií.* HUNTER a TREMAINE zkoumali, za jakých podmínek může jako celek stabilně rotovat soustava, sestávající z hmotnějšího centrálního tělesa a dvou diametrálně protilehlých satelitů. Je známo, že v bodovém přiblížení musí vždy nastávat nestabilita. Situace se však změní, jestliže centrální těleso je dostatečně protáhlé slapovým působením satelitů. Při výpočtech byla předpokládána velká setrvačnost slapového působení, tj. vzhledem k možným kmitům se centrální hmota chová jako tuhé těleso. Obdobné prodlužování samotných satelitů bylo zanedbáno. V aplikaci na galaxie existuje ještě jiný stabilizující faktor. Je to únik části hmoty centrální hvězdné soustavy za polohu satelitů. Formálně se tento efekt projevuje ve zmenšené gravitační hmotnosti soustavy v porovnání s její hmotností setrvačnou. HUNTER s TREMAINEM pak posuzovali aplikace na rozdělení hmotnosti v galaxiích SB a na vývoj trojitých soustav. Za příklad stabilní trojité soustavy může sloužit Galaxie, VMO a galaxie v souhvězdí Draka, ačkoliv údaje o ní nejsou ještě postačující ke konečnému závěru.

BASU, ROY a ANUVA se zabývali určením hmotnosti diskovitých galaxií. Hustotní vlny na základě řešení dvourozměrných rovnic aerodynamiky v cylindrických souřadnicích poskytují plošné rozdělení hustoty hmoty v závislosti na některých galaktických parametrech. Známe-li číselné hodnoty těchto parametrů, můžeme zjistit plošnou hustotu podél celého poloměru galaktického disku s výjimkou oblasti poblíž jádra. Hustoty zjištěné tímto způsobem mohou být podle jistých zákonitostí vyrovnávány pro různé oblasti galaxie. Poté byly vypočteny hmotnosti. Byly zjištěny tyto odhady hmotnosti galaxií: NGC 2903 —  $1,24 \cdot 10^{11}$ , NGC 5005 —  $2,21 \cdot 10^{11}$  a NGC 5055 —  $1,59 \cdot 10^{11} M_{\odot}$ . Zjištěné hmotnosti jsou vyšší než hmotnosti obvykle zjišťované na základě rotačních křivek, které bývají určovány v menších vzdálenostech od galaktických středů.

KRUMM a SALPETER pozorovali na vlně 21 cm šest spirálních galaxií, které vidíme téměř z boku, a to NGC 672, 925, 4559, 4565, 4631 a 4656. U všech vyšetřovaných galaxií bylo zaznamenáno záření vodíku ve vzdálenostech od středu převyšujících  $10'$ . Na základě rotačních křivek byly zjištěny minimální odhady totálních hmotností galaxií. Mezi vyšetřovanými soustavami má nejvyšší hmotnost galaxie NGC 4565 (přibližně  $8 \cdot 10^{11} M_{\odot}$  za předpokladu Hubbleovy konstanty  $H_0 = 60$  km/s/Mpc). U všech vyšetřovaných galaxií rotační rychlosti ve vzdálenostech přesahujících 10 kpc téměř nezávisí na  $r$ . Z toho vyplývá, že diferenciální vztah hmotnosti k zářivosti ve velkých vzdálenostech musí ubývat velmi rychle.

WAKAMATSU se pokusil klasifikovat zploštělé galaxie na ryze dynamickým základě. Porovnal navzájem 22 rotačních křivek různých galaxií. Tyto křivky charakterizuje dvěma parametry:  $k = V_{\max}^2/r_{\max}$  a  $M$  (hmotnost galaxie), kde  $r_{\max}$  je vzdálenost, při níž lineární rotační rychlost dosahuje své maximální hodnoty  $V_{\max}$ , takže  $k$  je gravitační zrychlení v oné vzdálenosti. WAKAMATSU zjistil, že hodnota  $k$  dobře koreluje s morfologickým typem, a rovněž svědčí o vztahu hmotnosti kulové a ploché složky. Naproti tomu  $M$  je třeba považovat za parametr nezávislý na  $k$ . Poměr  $\beta$  optického Holmbergova poloměru k  $r_{\max}$  úzce souvisí s  $k$  nebo s morfologickým typem. Souvislost  $\beta$  s  $k$  lze doložit vyšetřováním modelů rozdělení hmoty ve tvaru jistých nehomogenních sféroidů. Při fixovaném morfologickém tvaru je závislost hodnoty totálního rotačního momentu úměrná hmotnosti podle  $M^{7/4}$  a totální rotační energie je úměrná podle  $M^{3/2}$ . Při konstantní hmotnosti mají galaxie poměrně pozdního typu větší momenty rotace, avšak menší rotační energie.

BINNEY se zabýval otázkou, zda zploštění eliptických galaxií musí nezbytně být důsledkem jejich rotace. Podle současných představ vznikají předpoklady k osamostatnění protogalaxie jako gravitační soustavy tehdy, kdy se metagalaktický plyn smrští v rázové vlně. Při tom je ovšem těžko předpokládat, že by soustava byla od samého počátku symetrická. Tendence k symetrickému tvaru a nastolení izotropního rozdělení reziduálních rychlostí uvnitř soustavy má univerzální charakter; o tom, zda však tohoto logického vyvrcholení bude dosaženo, můžeme být přesvědčeni jen při takovém průběhu vývoje, kdy soustava zůstává dostatečně dlouho ve stadiu plynných zhuštění. Tehdy hvězdná soustava jednoduše zachovává hydrodynamický rovnovážný stav protogalaxie. Podobný průběh událostí se může však uskutečnit jen za zvláštních předpokladů o momentu fragmentace metagalaktického prostředí, což vyvolává pochybnosti. BINNEY proto podnikl numerický experiment modelování soustavy, která sestává z hvězd už dlouho před dosažením dynamické rovnováhy. Sledoval prostorové pohyby 100 nebo

200 gravitačních částic, které v počátečním okamžiku vyplňovaly např. protáhlý sféroid bez rotace nebo jen se slabou systematickou rotací. Účinek sblížení párů, který nemůže hrát podstatnou roli ve větších soustavách, byl při výpočtu uměle potlačován. Po dvou třech pulsačních se vývoj prakticky zastavil a nedospěl k úplnému kulovému tvaru. Až na jisté potíže analytického popisu bylo dosaženo uspokojivého souhlasu konečného stavu s empirickým zákonem Hubbleovy plošné jasnosti. Problém relativní role rotace a reziduální anizotropie rychlostí při pozorovaném zploštění galaxií typu E je dosti složitý a nemůže zatím být jednoznačně řešen podstatnými změnami radiálních rychlostí.

SØRENSEN, MATSUDA a FUJIMOTO se zabývali vznikem rázových vln ve velkém měřítku v galaxiích s příčkou. K číselným experimentům sestrojili model rotující jako tuhé těleso. Gravitační pole je tvořeno příčkou ve tvaru nehomogenního protáhlého sféroidu rotujícího kolem malé osy a rovněž jistým symetrickým rozdělením hmoty. Rovňková rovina je vyplněna plynem relativně nízkého tlaku s konstantní teplotou. V počátečním okamžiku je též jeho hustota pokládána za konstantní. Parametry soustavy byly voleny tak, aby došlo k určité shodě s NGC 1313. Rázové vlny vznikají ve vedoucích kvadrantech příčky, kde u reálných galaxií SB bývají viditelné temné pásy. Rázová vlna se šíří dále, což je doprovázeno spirálovitým zhušťováním plynu. Čáry toku mohou frontou vlny procházet pod velkým úhlem, což snižuje rozptylování a napomáhá v některých případech rekurentnímu vytváření obdobných spirál. Vznik prstencovitých struktur nebyl zaznamenán.

JURA vypočítal hmotnosti plynoprachových oblaků v eliptických galaxiích. O oblacích předpokládal, že je v nich poměr obsahu prachu stejný jako v oblacích v naší Galaxii v okolí Slunce. Zjistil, že vzhledem k nižším teplotám oblaků v důsledku slabšího ultrafialového záření může docházet k vytváření prahvězdných oblaků z molekulárního vodíku o hmotnostech  $10 M_{\odot}$ , které se v průběhu své kontrakce a rozpadání přeměňují na hvězdy s malou hmotností. Touto skutečností lze vysvětlit nepřítomnost horkých hvězd v eliptických galaxiích.

ICKE upřesnil příčiny vzniku anomálních větví v galaxii NGC 4258, o nichž jsme referovali ve Hvězd. roč. 1975, str. 224—225. Spolu s VAN DER KRUITEM a spol. předpokládá ICKE, že vzhled této větve souvisí s výronem plynné látky v mezích jistého kužele a jejím pozdějším pádem ke galaktické rovině. Vzhledem k tomu, že rychlost rotačního pohybu vyvrženého plynu je nulová, vzniká při jeho interakci s plynem disku před kuzelem zředění a za ním vzniká rázová vlna, která v malých vzdálenostech od jádra dostihuje plochu kužele a vyvolává rozvětvení ramene.

THEYS a SPIEGEL navrhli klasifikační schéma, podle něhož se prstencovité galaxie (tzv. galaxie R) rozdělují na 3 pododdíly: RE — galaxie ve tvaru výrazně dutého prstence; RN — galaxie podobné RE, u nichž



se však vyskytuje doplňující centrální jádro; RK — galaxie s výraznými uzly nebo kondenzacemi v jejich prstencích. Na základě fotometrických a spektroskopických pozorování byly pak odhadnuty základní parametry galaxií R. Hmotnost galaxií R je řádově  $10^{11} M_{\odot}$  a jejich kinematičké stáří řádu  $10^8$  let. Za nejpravděpodobnější vysvětlení vlastností galaxií R lze považovat případ, kdy do normální spirální galaxie narazí jiná galaxie procházející poblíž jejího středu.

Podle pozorování je značná část hmoty v modrých kompaktních galaxiích ve formě plynu a modrých hvězd. To svědčí buď o skutečném mládí modrých kompaktních galaxií, nebo o tom, že v nich poměrně nedávno došlo k intenzivnímu procesu vznikání hvězd. TAYLER navrhl schematický model vývoje galaxií tohoto typu, přičemž vzal v úvahu druhý předpoklad. Jestliže jsou modré kompaktní galaxie normálně staré, pak musí u nich existovat koróny, které jsou značně hmotnější než pozorovaná kompaktní jádra. Předpokládá se, že v určitém stadiu vývoje je galaxie téměř bez plynu. Potom plyn, který se objeví v důsledku ztráty hmoty hvězdami první generace, se nahromadí ve středové oblasti galaxie. Při hustotě plynu srovnatelné s hustotou hvězd v tomto objemu, se vyvíjí proces gravitační nestability, který vede k rychlému rozpadávání plynu na hvězdy a ke vzniku modrého kompaktního jádra. Toto jádro se asociuje s modrou kompaktní galaxií. Značně hmotnější koróna soustavy sestává, jak se předpokládá, z hvězd pozdních tříd o nízké zářivosti a zbytků hmotných hvězd, a proto ji lze pozorováním těžko zjistit.

LARSON se zabýval problémem vzniku galaxií. Většina problémů souvisejících se vznikem galaxií je ještě příliš daleko od rozřešení, zejména proto, že do současné doby není jasné, v které fázi vzniku galaxie začíná aktivní vytváření hvězd. Proto by bylo neobyčejně důležité nalézt a zkoumat galaxie, které jsou ve stadiu vzniku. Z výpočtů vyplývá, že by bylo třeba hledat mezi objekty, pro něž hodnota rudého posuvu  $z$  spadá do rozmezí 2–16 a zdánlivá velikost  $m$  do intervalu 21–29. Při tak obrovských vzdálenostech by se však galaxie jevíly jako objekty podobné hvězdám a bylo by obtížné je identifikovat. Proto je třeba zaměřit pozornost na blízké galaxie, které již prošly dalším vývojem, v nichž se však vyskytují procesy analogické procesům při vzniku galaxií. Např. v celé řadě případů existují příznaky o pádu hmoty na galaxii, které vedou k narušení jejího klasického tvaru. ARPův Atlas pekuliárních galaxií poskytuje mnoho takových příkladů. Řada galaxií zasluhuje zvláštní pozornosti. Jsou to pekuliární galaxie NGC 5253, 185, 205, eliptické galaxie bohaté na prach NGC 3077, 1275 a 5128 a rovněž extrémně pekuliární galaxie NGC 2685 a M 82. V poslední jmenované galaxii možná dochází k interakci látky padající na galaxii s galaktickým hvězdným větrem, který je důsledkem bouřlivého vzniku hvězd v centrálních oblastech galaxie.



## 14. KVASARY

Přehledové referáty o čárovém spektru kvazistelárních rádiových zdrojů a o genetické souvislosti kvasarů s mladými galaxiemi uveřejnili REES, STRITTMATTER a WILLIAMS. BURBIDGE aj. připravili katalog opticky identifikovaných kvasarů, jenž měl uzávěrku v srpnu 1976. Katalog obsahuje přesné souřadnice, vizuální hvězdnou velikost, barevné indexy U-B a B-V, jakož i hodnoty emisního a absorpčních rudých posuvů z pro 633 kvasarů a pro 4 zdroje typu BL Lacertae.

Celá řada dalších prací byla věnována problému vztahu emisního a absorpčních rudých posuvů kvasarů. WEYMANN aj. se zabývali případy, v nichž je absorpční rudý posuv pro daný kvasar větší než emisní. Ukázali, že pokud je rozdíl rychlostí emisního objektu a absorpčního systému menší než  $3000 \text{ km s}^{-1}$ , jde o projekci intergalaktického mračna do zorného paprsku procházejícího kvasarem. Pro větší rozdíl rychlostí musí jít o plynné kondenzace vyvržené přímo z kvasaru, což samozřejmě vyžaduje značně umělé kinematické modely systému. Naproti tomu PENSTON tvrdí, že všeobecně jde o zdánlivý efekt, vyvolaný asymetrií emisních čar kvasarů. Pak by ovšem změřené absorpční rudé posuvy větší než emisní byly fiktivní. Penston se domnívá, že ve skutečnosti neexistuje případ, kdy by oproštěný absorpční rudý posuv byl větší než emisní.

Z rozložení rudých posuvů kvasarů vyplývá podle OSMERA a SMITHE, že prostorová hustota kvasarů (za předpokladu kosmologického původu rudého posuvu) je konstantní či dokonce stoupá pro větší hodnoty  $z$ . Pro  $z$  větší než 3,25 však pravděpodobně počíná prostorová hustota kvasarů opět klesat. QUIGLEY a LONG se zabývali korelací mezi optickou resp. rádiovou proměnností kvasarů a rudým posuvem. Pro 33 kvasarů, jejichž časová proměnnost byla sledována v letech 1966 až 1975, našli vskutku vysokou korelaci těchto veličin s korelačním koeficientem 0,88. To podporuje představu o kosmologickém původu rudých posuvů kvasarů.

PREUSS aj. studovali jemnou strukturu extragalaktických rádiových zdrojů interferometricky na velmi dlouhé základně (VLBI): Bonn (100m radioteleskop) — Green Bank (43m radioteleskop), tj. 6335 km ( $106 \cdot 10^6$  násobek použité vlnové délky). V jádrech kvasarů našli malé kompaktní útvary, které by při kosmologických vzdálenostech nebyly větší než 0,1 až 10 parseků a jejich zářivý výkon by byl  $10^{30}$ – $10^{38}$  W. SPINRAD při přehlídce slabých kvasarů s magnitudou  $V$  větší než 20<sup>m</sup> objevil novou třídu slabých vysoce zčervenalých kvasarů. GRAHAM-SMITH odvodil z měření polarizace světla kvasarů, že magnetické pole v jejich okolí je poměrně slabé a činí  $10^{-6}$  T.

Celá řada prací byla jako vždy věnována pokusům o objasnění fyzi-

kální podstaty kvasarů. GINZBURG a OZERNOJ uvádějí dva základní modely, a to supermasívního rotujícího magnetoidu, resp. masívní černé díry, která přibírá hmotu. Dosavadní pozorování bohužel nemohou rozhodnout, který z modelů je bližší skutečnosti. REES se přiklání k názoru, že kvasary jsou obří normální galaxie s mimořádnou aktivitou jader. Nevylučuje možnost, že je v jádru galaxie masívní černá díra s hmotností nad milión Sluncí, která občas „polyká“ hvězdy z oblasti galaktického centra. Tím lze vysvětlit výrazná krátkodobá zjasnění některých kvasarů. Podobně GRIBBIN předpokládá, že kvasary jsou vlastně velmi vzdálené Seyfertovy galaxie, takže slabší vnější části objektu zanikají na pozadí oblohy. Tomu též odpovídá zjištění WESTA aj., že v jádře interagující galaxie Seyfertova typu ESO 113-IG 45 se nalézá kvasar s emisním rudým posuvem  $z = 0,045$ . Velmi ucelenou práci o genetické souvislosti kvasarů, rádiogalaxií, Seyfertových galaxií a galaxií typu N uveřejnil ROWAN-ROBINSON.

Pro další zlepšení dosavadních modelů kvasarů má nepochybně zcela zásadní důležitost pozorování DAVIDSENA aj., kteří pomocí aparatury ve výškové raketě pozorovali po dobu skoro 4 minut ultrafialové spektrum kvasaru 3C-273. Aparatura umožnila studovat spektrální oblast 129—168 nm. Při rudém posuvu kvasaru  $z = 0,16$  tomu odpovídá oblast klidových vlnových délek od 108 do 146 nm. Tak se poprvé podařilo změřit polohu a intenzitu čáry Lyman-alfa pro blízký kvasar a navíc prozkoumat oblast vlnových délek kratších, než je Lyman-alfa. Jelikož při tom nebyly nalezeny žádné absorpční systémy, znamená to, že většina absorpcí ve spektrech vzdálených kvasarů vzniká projekcí bližších galaxií, resp. intergalaktických oblaků do zorného paprsku, který prochází kvasarem. Tím se zdá být definitivně prokázán kosmologický původ rudých posuvů kvasarů.

ЛУТЪВJ měřil fotoelektricky jasnost kvasaru 3C-273 v letech 1963 až 1976. Našel variace s amplitudou  $0,35^m$ , krátkodobá zjasnění s trváním desítek dnů a pomalé kolísání s periodou 3—5 let. Současně ukázal, že dřívější zprávy o velkých variacích jasnosti kvasaru, založené na studiu archívních fotografických snímků, nelze považovat za věrohodné, neboť jde nejspíš o pozorovací efekty spojené s kalibrací různých typů emulzí apod.

OSMER a SMITH objevili při přehlídce na observatoři Cerro Tololo čtyři kvasary s rudými posuvy  $z$  většími než 3. Mezi nimi se nachází kvasar Q 0420-388 s rudým posuvem  $z = 3,12$  a zdánlivou hvězdnou velikostí  $16,9^m$ , což je v současné době nejsvětivější objekt ve vesmíru vůbec.

Také kvasar Q 0000-398 patří podle měření GEARHARTA a PACHTA k nejbzdálenějším, neboť má emisní rudý posuv  $z_e = 2,827$ . Vzhledem k tomu je však jeho úhlový průměr neuvěřitelně velký ( $134''$ ), čímž se naprosto odlišuje od ostatních, v podstatě bodových, kvasarů. Vysvětlení podstaty tohoto objektu je zajisté závažným problémem.

Podobně je stále otevřená otázka tzv. nadsvětelných rychlostí, jež se pozorují při expanzi podvojných rádiových zdrojů v některých kvasarech a kompaktních galaxiích. WITTELS aj. dostali rychlost expanze ( $2,5 \pm 0,8$ ) násobek rychlosti světla  $c$  pro kvasar 3C-345 a SHAPIRO aj. dokonce  $25 c$  pro kvasar 3C-279! Nové modely rozpinání kvasarů, jež jsou v souladu s teorií relativity, a celkem uspokojivě vysvětlují pozorované nadsvětelné rychlosti, uveřejnili CHRISTIANSEN, SCOTT, MURDOCH a konečně DISHON a WEBER. V této posledně citované práci se uvažuje vliv transversálního Dopplerova efektu, jenž vyplývá z obecné teorie relativity a jenž může případně podstatně snížit skutečné hodnoty vzdálenosti kvasarů, aniž by to zásadně narušilo hypotézu o kosmologické povaze jejich rudých posuvů.

## 15. KUPY GALAXIÍ

McGILLIVRAY a spol. zkoumal pomocí automatického měřicího přístroje COSMOS, instalovaného v Edinburghské observatoři a schopného odlišit na desce galaxie od hvězd, 6 bohatých jižních kup galaxií. Snímky byly pořízeny 48palcovou Schmidtovou komorou. Rozdělení galaxií svědčí o protáhlosti všech šesti kup. V řadě kup byla zjištěna segregace galaxií podle zářivosti. Při tom jasnější galaxie tvoří zploštělejší subsystém. Bylo též konstatováno, že segregace vzrůstá se zvýšením koncentrace. U jedné kupy bylo porovnáno rozdělení galaxií na deskách snímaných v červených a modrých paprscích; v modrých paprscích tvoří galaxie zploštělejší seskupení. To souhlasí s představou o kupě jako soustavě, v níž tvoří modré galaxie zploštělé a červené galaxie kulovitější halo.

HICKSON, RICHSTONE a TURNER na základě výběru 18 hustých kup galaxií zjistili, že rozměr největší galaxie koreluje s velikostí průměrné vzdálenosti mezi galaxiemi. Omezení rozměrů galaxií a závislosti jejich rozměrů na rozptylu rychlostí ve skupině lze v obecných rysech vysvětlit teorií slapového rozpadu. Pozorované rozměry galaxií jsou v souladu s Rocheovou aproximací pro skupiny galaxií o nízkém rozptylu rychlostí. V těch skupinách, kde je třeba očekávat nejčastější srážky, lze pozorovat značný nedostatek galaxií s oblastmi H II a pásy prachové látky. To svědčí ve prospěch mechanismu, při němž je mezihvězdné prostředí vymeteno v důsledku srážek spirálních galaxií. V některých skupinách je však přítomno více galaxií s patrnou mezihvězdnou látkou, než by se dalo očekávat při známém tempu srážek.

Simon WHITE se zabýval dynamikou bohatých kup galaxií reprezentovaných 700 částicemi, které byly rozděleny podle hmotností způsobem charakteristickým pro kupy galaxií. V počátečním okamžiku se o částicích předpokládá, že jsou rozděleny náhodným způsobem v kulovitém

objemu a dochází k rozpínání soustavy rychlostmi úměrnými jejich vzdálenosti od středu soustavy. Počáteční rychlosti částic mají též malé náhodné složky. K momentu maximální expanze je většina částic soustředěna v několika velkých kondenzacích, podobných seskupením galaxií v místní nadkupě. Poté se soustava smrští a dosáhne viriálové rovnováhy. Při tom se stane souměrnější a dojde k segregaci částic podle hmotností. Rozdělení hustoty v raných stadiích vývoje soustavy může vysvětlit stavbu kup galaxií, podobných kupě v souhvězdí Panny a v pozdních stadiích v kupě galaxií v Coma Berenices, kde podle WHITEOVA názoru se rozdělení hustoty liší od izotermického.

NOONAN zkoumal kupy galaxií, blízko nichž se vyskytují jiné kupy a poukázal na to, že na Hubbleově diagramu jsou takovéto kupy více rozptýleny. Tuto tendenci vysvětluje jako narušení rudého posuvu kup galaxií ze strany sousedních kup, což umožňuje odhadnout jejich průměrnou hmotnost. Při vyšetřování kup z ABELLOVA katalogu, jakožto kup rušících, bylo zjištěno, že jejich průměrná hmotnost činí  $(5 \pm 8) \cdot 10^{15} M_{\odot}$  za předpokladu Hubbleovy konstanty  $H = 100$  km/s/Mpc.

THOMPSON se zabýval charakteristikou celkem asi 150 úhlových momentů největších galaxií v 8 bohatých kupách galaxií. Došel k těmto výsledkům: 1. galaxie v kupě A2197 jsou zřejmě orientovány v jednom směru; 2. eliptické galaxie A1656 (Coma Berenices) jsou orientovány pravděpodobně ve směru k jádru kupy; 3. kupy galaxií a místní galaxie „pole“ mají podobné rozdělení co do elipticity; 4. galaxie S0 jsou snad celkem složeným ze dvou objektů o skutečných elipticitách 3,5 a 7. THOMPSON zjistil, že vnitřní úhlový moment galaxií, které nejsou v jádře bohaté kupy, se zachovává. Nové výsledky zřejmě souhlasí s modely vzniku galaxií, které předpokládají smrštění a následující rozpad hmotných oblaků plynu o rozměrech řádu kup.

V bohatých kupách galaxií je průměrná hodnota poměru viriálové hmotnosti k viditelné hmotnosti galaxií v průměru kolem 30, přičemž v některých případech dosahuje až hodnoty 100. Tak velký poměr lze těžko vysvětlovat existencí skryté hmoty. WESSON a LERMANN vyšetřovali hypotézu, podle níž skrytá hmota v bohatých kupách neexistuje a viriálový paradox je v plné míře vysvětlen existencí nezaregistrované vazebné energie v subsystémech o menších rozměrech, z nichž se kupa skládá. Možnost existence takových subsystémů vyplývá ze zobecnění výsledku numerického řešení problému  $n$  těles. V případě kupy v Coma Berenices může být nutná gravitační vazebná energie získána v takovémto modelu: všechny galaxie tvoří dvojité soustavy, jež se rovněž seskupují do párů a vytvářejí čtyřnásobné soustavy, ty se pak seskupují do osminásobných soustav atd.

SHANKARA a ALLADIN se zabývali klasifikací srážek galaxií. Na základě změny energie a hmotnosti každé ze srazivších se galaxií zavádějí

klasifikaci výsledků dvojité srážky. Typ A: změna rozměrů i hmotnosti každé z obou galaxií jsou zanedbatelně malé. Typ B: podstatné zvětšení rozměru (alespoň o 10 %) nebo zmenšení hmotnosti (alespoň o 1 %) u jedné nebo u obou galaxií. Typ C: vzájemné zachycení na účet slapových sil. Typ D: narušení galaxie slapovým působením. Autoři ukázali závislost typu srážky na vzdálenosti a rychlosti v okamžiku největšího přiblížení, přičemž byly brány v úvahu dvě možné varianty rozdělení hustoty uvnitř galaxií. Takové srážky, kdy nedojde ke vzájemnému průniku obou galaxií, patří obvykle k typu A, zatímco slabé vzájemné proniknutí obvykle odpovídá typu B. Typy C a D se vyskytují při čelních nebo téměř čelních srážkách, jestliže relativní rychlost galaxií je dostatečně malá, typu C při tom napomáhá blízká podobnost charakteristik obou galaxií. Jestliže jedna z galaxií je mnohem méně hmotná nebo méně koncentrovaná ke středu než druhá, pak se v průběhu pomalého a těsného přiblížení rozpadne.

CHERNIN, SILBERGLEIT a TROPP se zabývali otázkou vzniku galaxií z metagalaktického prostředí. K tomu bylo zřejmě zapotřebí, aby se hmota v metagalaktickém prostoru dostala v podstatné míře do stavu vírového pohybu. Současné odhady izotropie reliktního záření však podstatně snížily horní mez zdroje vírového pohybu přímo v epoše vytváření galaxií. V té době zřejmě vzrůstá vliv nelineárních procesů a zákonitě vznikajících rázových vln. Při přechodu rázové vlny přes frontu přestane věta o zachování cirkulace působit. V modelu, kde hmota vytvářející později kupu galaxií se stlačuje rázovými vlnami přicházejícími z různých stran, je podle hrubého odhadu uvedený mechanismus dostatečný ke vzniku pozorovaných rotačních momentů galaxií. V méně symetrických schématech vede křivka fronty rázové vlny rovněž k vytvoření víru. Zároveň s vírovými poruchami dochází zpravidla k entropním poruchám.

V závěru této kapitoly si všimneme několika prací, které se dotýkají stanovení Hubbleovy konstanty  $H$  rozpínání vesmíru.

TEERIKORPI upozornil, že ve skupinách galaxií jsou zjišťovány vzdálenosti slabých galaxií od nás systematicky menší než vzdálenosti jasných galaxií. TEERIKORPI použil SANDAGEOVY a TAMMANNOVY údaje a revidoval jejich závěry, přičemž bral v úvahu tento efekt vlivu zářivosti na vzdálenost, a tudíž i na určení hodnoty Hubbleovy konstanty  $H$ . U galaxií o rychlostech menších než 2000 km/s byla určena hodnota  $H = 41 \pm 3$  km/s.

NOONAN na základě údajů různých autorů o rotačních křivkách 60 galaxií se pokusil odvodit Hubbleovu konstantu za předpokladu, že u všech galaxií jsou si rovny lineární poloměry maximální rotační rychlosti jako v naší Galaxii, pro niž byla přijata hodnota  $8,0 \pm 1,0$  kpc. Zjištěná hodnota  $H = 54$  km/s/Mpc.

TULLY a FISHER se zabývali novou metodou určování vzdáleností galaxií. Ukázali, že mezi šířkami čar neutrálního vodíku, které nezávisěji na vzdálenosti a absolutními velikostmi (nebo průměry) spirálních galaxií existuje dobře charakterizovaná závislost, která může být využita k novému způsobu určování vzdáleností v mimogalaktickém výzkumu. K absolutní kalibraci závislosti byly využity blízké soustavy s dobře definovanými vzdálenostmi (galaxie Místní skupiny a skupin M 81 a M 101). Na základě odvozených závislostí byla určena vzdálenost kupy galaxií v Panně ( $13,2 \pm 1,3$  Mpc) a ve Velkém medvědu ( $12,6 \pm 2,2$  Mpc). Hodnota vzdálenosti pro kupu v Panně je nižší než hodnota odvozená SANDAGEM a TAMMANNEM, kteří na jejím základě odvodili Hubbleovu konstantu  $H_0 = 57$  km/s/Mpc. Nová hodnota vzdálenosti pro kupu v Panně vede k odhadu  $H_0 = 80$  km/s/Mpc.

## 16. VZNIK A VÝVOJ HVĚZD

Téměř polovina nových prací o mezihvězdném prostředí se týká hustých prachoplynných oblaků a záření, které z nich vychází. Gravitáční smršťování oblaků může být zahájeno při jejich průchodu rázovou vlnou ve spirálních rameni galaxie, případně též rázovou vlnou od supernovy. HERBST uvádí objekt R 1 v Malém psu jako příklad druhého mechanismu. R. D. SCHWARTZ našel dokonce dva prachové objekty typu Herbig-Haro a dvě mladé hvězdy s emisními čarami H $\alpha$ , související s kompaktními tmavými oblaky v Gumově mlhovině — zbytku po výbuchu supernovy.

Proměření profilů spektrálních čar molekul CO („self-reversed“) oblaků Mon R 2, W 3, NGC 1333 a  $\rho$  Oph prozrazuje probíhající nehomologické gravitační smršťování, jak uvádějí SNEL a LOREN. Emisi molekul CO v pomalu rotující prachové globuli B 361 o poloměru 1,2 pc (s hustším jádrem 0,4 pc) pozoroval S. MILMAN.

Fragmentaci oblaku na zárodky protohvězd studoval SILK. Za předpokladu opravených hodnot opacity a zářivosti mezihvězdného prachu našel minimální hmotnost fragmentu 0,01 až 0,1  $M_{\odot}$ . Odhadem vyzařování a tepelných poměrů ve fragmentu odvodil zjednodušenou závislost počtu rodičích se hvězd na jejich hmotnosti. MOUSCHOVIAS zkoumal vznik hvězd v rotujícím oblaku s magnetickým polem. Ze statistiky period dvojhvězd (100 let až 10 hod) vyvodil nejmenší hodnotu hustoty ( $10^4$  až  $10^6$  atomů vodíku v  $\text{cm}^3$ ), při které magnetické pole již není „zamrzlé“ v látce a přestává tedy brzdit rotaci fragmentu.

Základní teoretickou práci o dynamice, vyzařování a vývoji fragmentu od začátku jeho kolapsu až k vytvoření kompaktní H II oblasti vykonalí YORKE a KRÜGEL. Provedli výpočet kolapsu a infračerveného spektra pro hmotnosti fragmentu 50  $M_{\odot}$  a 150  $M_{\odot}$ . Zastávce teorie dvojiho

mechanismu tvoření hvězd EGGEN studoval hvězdy ranější než typu A2 s absolutní magnitudou mezi  $-1^m$  a  $0,5^m$ , většinou starší než  $10^7$  let. Jejich hmotnosti jsou vyšší a vznikly proto asi způsobem B ( $M > 5 M_{\odot}$ ).

Pokroku bylo dosaženo ve výzkumu vzniku hvězd původní (starší) galaktické generace. Teorii fragmentace aplikoval SILK na oblaka, z nichž se tvořily galaxie. Mechanismus ochlazování původního plynu pomocí molekul  $H_2$  a emise  $L\alpha$  vede k charakteristické hodnotě hmotnosti starších hvězd  $20 M_{\odot}$  a její dolní hranici  $0,3 M_{\odot}$ . VARŠALOVIČ a CHERZONSKIJ zkoumali úlohu molekuly HD při chlazení. Jak ukázal JURA, chlazení molekulami  $H_2$  umožňuje vznik hvězd v eliptických galaxiích i v současné době, jenže kolabovat v nich mohou jen málo hmotná oblaka a tvořící se hvězdy s malou hmotností jsou málo svítivé a pro nás zatím nepozorovatelné.

O tvoření hvězd jednalo sympozium Mezinárodní astronomické unie (1976). Aktuální témata plynou z jeho obsahu: molekulární oblaka (THADDEUS), kinematika a dynamika hustých oblaků (LEQUEUX), infračervená (WYNN-WILLIAMS) a rádiová (MEZGER, SMITH) pozorování oblastí tvoření hvězd, raná stadia hvězdného vývoje (S. E. STROM), teoretické procesy při tvoření hvězd (MESTEL) a dynamika a modely kolapsu (LARSON). HERBIG a LYNDEN-BELL charakterizovali stav výzkumu tak, že nová pozorování vyžadují nové modely a nové modely potřebují nová pozorování. Naději vkládají do infračervené spektroskopie a do podrobného měření rychlostí uvnitř rádiových zdrojů. V oblasti teorií ocenili komplexní model kolapsu oblaku WOODWARDA a práce ELMEGREENA a LADY o sekvenčním tvoření hvězd.

Spektroskopické a fotometrické vlastnosti hvězd v raných fázích vývoje lze interpretovat expanzí obálky rozpínající se hypersonickou rychlostí a její interakcí s okolním mezihvězdným materiálem. Důvodem úniku hmoty z hvězdy může být působení tlaku světla, velká neprůhlednost materiálu obálky způsobená přítomností částic prachu, netepelný ohřev vyvolaný konvektivními proudy a rotace hvězdy. BISNOVATYJ-KOGAN a LAMZIN rozlišují celkem čtyři vývojové fáze hvězd v raných stadiích vývoje. Nejmladší jsou hvězdy typu TT Ori, kde dochází k akreci zbytků protohvězdy na jádro rodící se hvězdy. Po této fázi trvající  $10^5$  let nastupuje fáze Harových-Herbigových objektů, kdy se akrece zaměňuje „hvězdnou vichřicí“. Po 2 až  $5 \cdot 10^5$  letech začíná milión let dlouhé období hvězd typu T Tauri, kde hvězdný vítr pomalu zkomírá a přechází ve hvězdný vítr slunečního typu.

Sovětský astronom UUS se zabýval otázkou přenosu produktů jaderných reakcí z nitra na povrch hvězdy prostřednictvím hluboké konvekce. K přenosu může docházet u obřích hvězd o hmotnostech 4 až  $8 M_{\odot}$  ve stadiu růstu degenerovaného uhlíko-kyslíkového jádra. Zasahuje-li konvektivní obálka i do oblasti hoření vodíku ve slupce, projeví se to



v jiném zastoupení izotopů uhlíku, dusíku a kyslíku odpovídajícímu rovnovážnému zastoupení těchto prvků v CNO cyklu, které je úměrné střední životní době příslušného izotopu při hoření vodíku v cyklu CNO. Zastoupení jednotlivých izotopů je možné zjistit pozorováním molekulárních pásů ve spektru těchto obřích hvězd.

BERNAT studoval fyzikální strukturu plynného obalu 4 známých veleobrů třídy M: Betelgeuze, Antara,  $\alpha$  Her,  $\mu$  Cep. Řadou nezávislých postupů zjistil, že všichni tito červení veleobrů ztrácejí hmotu, a to rychlostí  $7 \cdot 10^{-7}$  až  $4 \cdot 10^{-4} M_{\odot}$  rok<sup>-1</sup>. Z tak silné ztráty hmoty vyplývají některé důležité závěry: 1) Vývoj těchto hvězd se dosti silně odlišuje od vývoje hvězd s konstantní hmotností. 2) Silnou ztrátou hmoty lze vysvětlit paradox cefeid, které vykazují hmotnosti odvozené z pulsací o 30 % menší, než vyplývá z vývoje teorie. 3) Červení obrů vracejí do mezihvězdného prostoru v průměru  $4 \cdot 10^{-10} M_{\odot}$  rok<sup>-1</sup> pc<sup>-3</sup>, což je 2 až 4krát více než planetární mlhoviny. 4) Významně se tak ovlivňuje chemické složení mezihvězdné látky.

THORNE a ZYTKOWA sestavili modely kulových nerotujících hvězd s hmotnostmi v intervalu 1,5 až 12  $M_{\odot}$  s degenerovanými neutronovými jádry o hmotnosti 1  $M_{\odot}$  a poloměru 10 km. Ve hvězdách se vyrábí energie jak jadernými reakcemi, tak i akrecí látky hvězdy na neutronové jádro. Vnějšíkově se takovéto modely příliš neliší od běžných červených veleobrů s rozsáhlými konvektivními obálkami. Svítivosti modelů leží v intervalu  $3 \cdot 10^4$  —  $1,3 \cdot 10^5 L_{\odot}$ , povrchové teploty činí 2600 až 3100 K, poloměr dosahuje 1000  $R_{\odot}$ . Samozřejmě vzniká otázka, zda takovéto hypotetické hvězdy mohou nějakým reálným způsobem vzniknout.

BOWERS, GLESON a PEDIGO vyšetřovali stabilitu modelu hvězdy tvořené látkou sestávající z kvarků oddělených od běžných baryonů fázovým přechodem. Ukazuje se, že nezávisle na parametrech modelu je řešení nestabilní. Hvězdy složené z větší části kvarků nebo obecně partonů (tj. částí baryonů) jsou nestacionární a hroutí se v černou díru.

CAHN a WYATT se zabývali četností planetárních mlhovin v širokém okolí Slunce a zjistili, že na 1 kpc<sup>3</sup> připadá asi 80 planetárních mlhovin. Za předpokladu, že se tyto mlhoviny rozpínají stálou rychlostí 20 km s<sup>-1</sup>, musí v Galaxii každým rokem vzniknout dvě až tři nové planetární mlhoviny. Tento odhad srovnali s odhadem počtu hvězd, které ročně opouštějí hlavní posloupnost a počtem nově vzniklých bílých trpaslíků. Z porovnání vyplývá, že valná většina hvězd hlavní posloupnosti prochází stadiem planetární mlhoviny a končí jako bílý trpaslík. Tato skutečnost vcelku dobře souhlasí s dnešními představami o vývoji hvězd, podle nichž se hvězdy s hmotností do 4  $M_{\odot}$ , které představují převážnou část hvězdné populace, v závěru svého života zbavují podstatné části své hmoty odvržením planetární mlhoviny a končí jako chládnoucí bílí trpaslíci.

Podobné úvahy prováděli LANDE a STEPHENS, kteří studovali rychlost vzniku pulsarů, které jsou podle současných názorů předposledním stadiem vývoje hmotné hvězdy, jež končí jako neaktivní neutronová hvězda. Autoři práce odhadli prostorovou hustotu pulsarů na 100 pulsarů na 1 kpc<sup>3</sup>. Z modelu pulsarů vyplývá, že jejich životnost je kolem 3 · 10<sup>6</sup> let. Pozorujeme-li v Galaxii ustálený stav vzniku a zániku pulsaru, pak vzniká v Galaxii jeden pulsar průměrně jednou za 4 roky. Větší část hvězd tedy končí jako bílí trpaslíci a zřejmě jen nepatrný zlomek procenta hvězd se zhroutí na černou díru.

Pulsary jsou všeobecně považovány za zbytky po výbuchu supernovy. K vysvětlení jevu supernovy bylo vypracováno několik mechanismů: a) rychlé jaderné hoření v závěru vývoje, b) kolaps v důsledku endotermických jaderných reakcí, c) gravitační kolaps. Všechny teorie se potýkají se značnými potížemi při vysvětlování příčiny odvržení obálky při výbuchu. OSTRIKER a GUNN v roce 1971 vytvořili domněnku, podle níž je obálka vypuzena tlakem záření vysílaného pulsarem, který je v centru hvězdy. Jisté neshody mezi vypočteným a pozorovaným průběhem svítivosti supernov odstranil GOFFET zavedením interakce silných rázových vln vznikající tepelnou disipací elektromagnetického záření pulsaru s obálkou hvězdy. Vypočtené světelné křivky jsou nyní v dobré shodě s pozorovanými světelnými křivkami supernov II. typu, byly tak uspokojivě vysvětleny i teploty supernov v okolí maxima.

Při vývoji kontaktních dvojhvězd může dojít k vytvoření společné obálky, do níž jsou ponořeny obě hvězdy. Vede to k postupnému přibližování jader složek soustavy doprovázenému ztrátou hmoty obálky, která s sebou odnáší převážnou část momentu hybnosti systému. Podle PACZYŃSKÉHO tak mohou vznikat soustavy s konečnou periodou až o řád menší než na počátku fáze kontaktní dvojhvězdy. Takto zřejmě vznikla i zákrytová dvojhvězda V 471 Tau sestávající z bílého trpaslíka a červené trpasličí hvězdy. Výsledkem vývoje takovýchto soustav jsou kataklyzmatické proměnné.

Vliv ztráty energie vyzařováním gravitačních vln na vývoj těsných dvojhvězd studovali CLARK a EARDLEY na modelu dvojice neutronových hvězd. Hrubý model ukazuje, že se neutronové hvězdy budou k sobě přibližovat tak dlouho, až lehčí z nich vyplní Rocheův lalok. V dalším vývoji je tato složka slapovými silami buď zcela roztrhána, nebo loupána po vrstvách. „Loupání“ rovněž končí slapovým roztrháním po několika sekundách od začátku procesu. Těsná dvojhvězda skládající se ze dvou neutronových hvězd může vzniknout rozpadem rychle rotujícího hrotícího se degenerovaného jádra hvězdy.

CHAN a LAUTERBORN provedli výpočet vývoje těsné dvojhvězdy sestávající z původně homogenní vodíkové hvězdy populace I a II jako primární složky a degenerované sekundární složky se započítáním vlivu

vyzařování gravitačních vln. Výpočty ukazují, že gravitační záření silně ovlivňuje vývoj takovéto soustavy, a to zejména ve dvou ohledech: 1) k přetoku látky z hlavní složky na sekundární dojde mnohem dříve, 2) systém setrvává velmi dlouhou dobu ve fázi přetoku s nepatrnou rychlostí výměny hmoty. Tím dojde k prodloužení života primární složky, která se při přetoku chová spíše jako hvězda hlavní posloupnosti nežli obr. Je-li degenerovanou složkou bílý trpaslík, vzniká kataklyzmatická proměnná, je-li neutronovou hvězdou nebo černou dírou, stává se rentgenovým zdrojem. Velmi pomalý přetok  $5 \cdot 10^{-11} M_{\odot} \text{ rok}^{-1}$  trvající po dobu řádově  $10^{10}$  let (!) zajistí rentgenový výkon  $10^{29} \text{ W}$ . Tímto mechanismem je snad možné objasnit existenci slabých rentgenových zdrojů v kulových hvězdokupách.

## 17. KOSMOLOGIE

V současné době existuje vcelku shoda názorů v tom, že vesmír je homogenní a izotropní ve velkých měřítcích, Hubbleův zákon posuvu spektrálních čar má původ v Dopplerově jevu v důsledku expanze vesmíru a že Einsteinova teorie gravitace (obecná teorie relativity) je spolehlivým základem ke studiu dynamiky vesmíru. V Einsteinových rovnicích se obvykle neuvažuje kosmologický člen, ačkoliv empiricky nelze jeho nenulovou hodnotu vyloučit. Rovněž se rámcově přijímá scénář předkládaný teorií horkého vesmíru, chladnoucího s postupující expanzí. Převážná část v současné době pozorovaného helia a deuteria se pokládá za pozůstatek z raného horkého údobí, kdy vznikalo za teploty  $10^9 \text{ K}$  jadernou syntézu z rovnovážného rozdělení protonů a neutronů. Nejistota stále zůstává v otázce, je-li vesmír globálně uzavřený či otevřený, čemuž odpovídá dynamické dilema mezi vesmírem, který se počne opět smršťovat po dosažení maximálního rozepnutí a vesmírem stále expandujícím. Při znalosti Hubbleovy konstanty (jejíž hodnota se klade mezi 50 až 60 km/s · Mpc) a za předpokladu nulového kosmologického členu postačilo by k rozhodnutí, zda je vesmír uzavřený nebo otevřený, určení jedné z následujících veličin: současné hustoty hmotnosti, změny rychlosti expanze a věku vesmíru od počátku expanze. Měření poslední veličiny z radioaktivního rozpadu a věku nejstarších hvězd připouští obě možnosti. Hustota hmotnosti se obvykle vystihuje bezrozměrným parametrem  $\Omega_0$ , tj. poměrem skutečné hustoty k hustotě, která by způsobila uzavření vesmíru; vesmír je otevřený pro  $\Omega_0 < 1$ , uzavřený pro  $\Omega_0 \geq 1$ . Zpomalování expanze se charakterizuje deceleracním parametrem  $q$ ; vesmír je otevřený pro  $0 < q < 1/2$ , uzavřený pro  $q > 1/2$ . Pro svítící hmotu vedou pozorování k hodnotě  $\Omega_0$  téměř o dva řády menší než 1, což by mluvilo ve prospěch otevřeného vesmíru. Nejistota však zůstává vzhledem k tomu, že některé dynamické argu-

menty, jmenovitě požadavek, aby kupy galaxií představovaly gravitačně vázané systémy, vedou k předpokladu existence značného množství nesvítící hmoty v galaxiích i mezigalaktickém prostoru. Nadto, měření deceleračního parametru, která jsou ovšem velmi nespolehlivá, svědčí pro uzavřený vesmír. Z následujícího přehledu prací vyplývá, že hodnotu  $\Omega_0$  odpovídající otevřenému vesmíru je třeba pokládat za pravděpodobnější; otázka však zůstává stále nevyjasněná. Souvisí těsně s problémem kondenzace galaxií z předpokládaného původního homogenního rozložení hmoty.

Pod heslo kosmologie by náležel širší okruh prací, jmenovitě teoretických, než je zahrnuto v následujícím přehledu.

SMOOT, GORENSTEIN a MULLER naměřili anizotropii reliktového záření na vlnové délce 0,9 cm. Reliktové záření se pokládá za pozůstatek horkého počátečního období vývoje vesmíru, kdy záření bylo v rovnováze s látkou. Když teplota poklesla na  $10^4$  K, záření se tepelně odtrhlo od látky. Při následující adiabatické expanzi se ochladilo na dnešní teplotu 2,7 K, zachovalo si však planckovský charakter spektra.

V homogenním izotropním vesmíru by toto záření mělo být izotropní v základním vztažném systému, v němž se jeví jako izotropní i expanze vesmíru. Vysoký stupeň izotropie pozorovaného záření svědčí o izotropii vesmíru již v době, kdy se záření odtrhlo od látky. Vzhledem k pohybu Země v rámci Galaxie i pohybu Galaxie v lokální skupině lze předpokládat, že se Země vůči základnímu systému pohybuje. Dopplerův jev vznikající tímto pohybem by měl způsobit malou anizotropii v intenzitě záření, což lze chápat jako anizotropii v teplotě oblohy. Autoři došli k výsledku, že přes průměrnou teplotu se překládá proměnná složka, nabývající maxima  $T_1 = 3,2 \pm 0,6$  mK ve směru  $\alpha = 10,8^h \pm 0,5$  a  $\delta = 5^\circ \pm 10^\circ$  a mění se v závislosti na úhlu  $\vartheta$  sevřeném s tímto směrem jako  $T_1 \cos \vartheta$ . Tyto hodnoty odpovídají pohybu Země ve směru souhvězdí Lva rychlostí  $v = 390 \pm 60$  km/s. Pohyb směřuje proti rotaci Galaxie, takže dostáváme poměrně velkou rychlost Galaxie proti základnímu kosmologickému systému,  $v \simeq 600$  km/s. Kosmologický význam má i skutečnost, že k vystižení anizotropie stačí prostý kosinový zákon, to znamená, že Dopplerovým jevem lze vyložit veškerou anizotropii. Je tím vyloučena např. větší turbulence „vesmírné kapaliny“.

DUBE, WICKE a WILKINSON měřili příspěvek mimogalaktického světla k celkovému jasů oblohy. Měření na vlnové délce 510 nm dalo pro logaritmickou intenzitu mimogalaktického světla  $1,0 \pm 1,2 S_{10}$  (ve srovnání s hodnotami  $60 S_{10}$  pro zodiakální světlo a  $6 S_{10}$  pro integrální světlo hvězd).

Skutečnost, že mimogalaktické světlo přispívá jen malou částí k jasů nočního nebe je v historii kosmologie známa jako Olbersův paradox a představuje silný argument pro expanzi vesmíru. V homogenním

statickém vesmíru jak otevřeném, tak uzavřeném by měl jas noční oblohy právě díky extragalaktickému příspěvku dosahovat veliké hodnoty. Rozpínání posunuje spektrum do nižších frekvencí, to znamená snižuje energii záření a světlo vzdálených objektů posunuje z viditelné oblasti. Sama intenzita mimogalaktického světla je však málo citlivá na volbu kosmologického modelu a nemůže sloužit jako bezprostřední kosmologický test. Její určení má však zprostředkovaně význam při určování střední hustoty hmotnosti, tj. určování  $\Omega_0$ . Klade též omezení na dobu vzniku galaxií. Uvedené výsledky jsou v dobré shodě se staršími měřeními (ROACH a SMITH, LILLIE) a teoretickými odhady, (PEEBLES), vylučují však desetinasobnou hodnotu nalezenou MATTELOU v předchozím roce.

TURNER a OSTRIKER studovali poměr hmota/zářivost pro binární galaxie. Jejich výsledky podporují předpoklad existence temných hal galaxií a dávají hodnotu  $\Omega_0 \simeq 0,08$ .

IPSER studoval observační efekty, ke kterým by vedla akrece na pregalaktických černých dírách v galaktických halech. Existenci těchto černých děr o hmotnostech  $10^5 M$  a celkové hmotnosti dostačující k dosažení souladu s viriálovým teorémem, mají-li kupy galaxií představovat gravitačně vázané systémy, či dokonce i k uzavření vesmíru, uvažovali OSTRIKER PEEBLES a YAIHI. Ipserova práce tuto možnost vylučuje, akrece na černých dírách by vedla k pozorovatelným efektům, objektu by se jevil jako O hvězda či Wolf-Rayetova hvězda.

TRINH THUAN a GOTT III rozpracovali teorii navrženou původně HOYLEM a PEEBLESEM, vysvětlující vznik momentu hybnosti galaxií slapovými silami mezi protogalaxiemi. Kosmologické důsledky tohoto mechanismu vzniku rotace galaxií spočívají jednak v tom, že není třeba předpokládat ve vesmíru počáteční turbulence, jednak ve výsledku, že hlavní hmotnost musí být soustředěna v galaxiích a jejich halech, ne však v podstatné míře v mezigalaktickém prostoru. Je to tedy další argument proti možnosti, že mezigalaktická hmota může uzavřít vesmír.

SILK a McCLELAND studovali vznik galaxií v rámci lineární teorie perturbací. Docházejí k závěru, že malé adiabatické perturbace s rozměry pod Jeansovu délku v expandujícím vesmíru zanikají. Pokud galaxie vznikly v důsledku adiabatických perturbací v původním homogenním rozložení, musely vzniknout rozdrobením původních objektů o hmotnosti kup galaxií, tzv. protokup.

HARTQUIST studoval hypotézu, že tyto protokupy jsou zdrojem pozorovaného pozadí X-paprsků. Ukázal, že tyto zárodky galaxií, resp. kup galaxií se mohou prostřednictvím rázové vlny dostatečně zahřát, aby skutečně mohli emitovat rentgenovské záření. Pokud jsou skutečně zdrojem pozorovaného rentgenovského pozadí, musely kondenzovat v době odpovídající  $z \leq 2,5$ , to znamená, z odpovídajícím kvasarům.

BINNEY klade mez pro tvoření galaxií výše,  $z \leq 10$ , to znamená do doby, kdy byla průměrná hustota hmotnosti o jeden až dva řády vyšší.

DAVIS a PEEBLES provedli výpočet třibodových korelačních funkcí pro galaxie v expandujícím vesmíru. Sledovali silně nelineární efekty při tvoření shluků; lokální gravitační interakce dávají látce ve vesmíru vlastnosti silně neideálního plynu. Korelační funkce jsou určeny pravděpodobností najít částice v určité vzdálenosti od libovolně zvolené částice. Pro rozložení galaxií představují měřitelné veličiny a autoři sledovali, je-li možné dostat pozorované hodnoty z počátečních podmínek daných jako gaussovský náhodný proces.

## E. UMĚLÉ DRUŽICE A KOSMICKÉ SONDY VYPUŠTĚNÉ V R. 1977

Označení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_{\pi}$	$H_{\alpha}$	$M$	$t$	
			°	m	km	km	kg		
1A*	Kosmos 888	6. 1.	65,0	89,4	170	325	4000?	13 d.	
B	raketa		65,0	89,3	168	312	2500?	5 d.	
D	motor		dráha podobná jako 1A					17 d.	
2A*	Meteor 2-02	6. 1.	81,3	103,0	890	906	2750?	500 r.	
B	raketa		81,3	103,0	862	942	1440	400 r.	
3A*	Kosmos 889	20. 1.	71,4	89,8	202	329	4000?	12 d.	
B	raketa		71,4	89,6	203	300	2500?	12 d.	
4A	Kosmos 890	20. 1.	83,0	105,2	983	1020	700?	1200 r.	
B	raketa		83,0	105,0	982	1009	2200?	600 r.	
5A*	NATO 3B	28. 1.	2,6	1436,2	35777	35797	340	>10 <sup>6</sup> r.	
B	2. stupeň		28,0	104,1	618	1301	350?	200 r.	
C	3. stupeň		26,9	627,1	145	35637	66	3 r. ?	
6A	Kosmos 891	2. 2.	65,8	94,5	473	516		10 r.	
B	raketa		65,8	94,4	464	516	2200?	10 r.	
7A*	EWS	6. 2.	0,5	1433,3	35620	35860		>10 <sup>6</sup> r.	
B	2. stupeň		28,6	90,4	151	453	1900	< 1 d.	
C	Transtage		dráha podobná jako 7A					1500?	>10 <sup>6</sup> r.
8A*	Sojuz 24	7. 2.	51,6	89,5	251	258	6570?	18 d.	
B	raketa		51,6	89,2	168	312	2500?	5 d.	
9A*	Kosmos 892	9. 2.	72,9	90,4	159	427	4000?	13 d.	
B	raketa		72,9	90,2	156	412	2500?	6 d.	
D*	motor		72,9	89,4	166	322		17 d.	
10A*	Molniya 2S	11. 2.	62,8	735,4	464	40756	1250?	10 r. ?	
B	start. plošina		62,8	91,0	206	445		30 d.	
C	start. raketa		62,8	91,0	184	468	2500?	19 d.	
E	raketa		62,8	731,2	493	40525	440	10 r. ?	
11A*	Kosmos 893	15. 2.	74,0	105,2	332	1680	2750 ?	5 r.	
12A*	Tansei 3	19. 2.	65,8	134,3	796	3821	134	2000 r.	
B	raketa		65,5	95,9	329	793	230?	5 r.	
13A	Kosmos 894	21. 2.	82,9	105,0	972	1014	700?	1200 r.	
B	raketa		82,9	104,9	971	1004	2200?	600 r.	



Označení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_{\pi}$	$H_{\alpha}$	$M$	$t$
			°	m	km	km	kg	
14A* B	Kiku 2 (ETS-2) raketa	23. 2.	0,5 24,0	1390,8 627	34035 186	35756 35576	130	>10 <sup>6</sup> r. 3 r. ?
15A B	Kosmos 895 raketa	26. 2.	81,2 81,2	97,2 97,3	611 574	635 680	2500? 1440	60 r. 60 r.
16A* B C	Kosmos 896 raketa motor	3. 3.	72,9 72,9 72,9	89,7 88,2 89,5	177 169 160	343 203 338	4000? 2500? —	19 d. 1 d. 22 d.
17A* B C	Kosmos 897 raketa pouzdro	10. 3.	72,8 72,8 72,8	89,6 89,4 90,2	171 169 172	340 320 393	4000? 2500? —	13 d. 5 d. 21 d.
18A* C B	Palapa 2 2. stupeň 3. stupeň	10. 3.	0,1 28,7 24,6	1436,1 117,5 640,6	35764 188 247	35809 2953 36256	300? 350? 66	>10 <sup>6</sup> r. 282 d. 20 r. ?
19A* D	Titan 3B-Agena D	13. 3.	96,4	89,2	124	348	3000?	74 d.
20A* B D	Kosmos 898 raketa pouzdro	17. 3.	81,4 81,4 81,3	89,0 88,9 88,8	216 214 210	230 220 217	4000? 2500? —	13 d. 5 d. 17 d.
21A* B C D	Molniya 1AM start. plošina start. raketa raketa	24. 3.	62,9 62,8 62,8 62,8	717,5 91,0 91,1 732,9	465 211 192 440	39879 439 464 40659	1000? — 2500? 440	10 r. ? 26 d. 19 d. 10 r. ?
22A B	Kosmos 899 raketa	24. 3.	74,0 74,0	95,2 95,0	503 493	547 545	900? 2200?	10 r. 10 r.
23A* B	Kosmos 900 raketa	24. 3.	83,0 83,0	94,4 94,3	457 448	522 519	900? 2200?	8 r. 8 r.
24A* B	Meteor 27 raketa	5. 4.	81,2 81,3	102,5 102,6	854 842	897 923	2200? 1440	500 r. 400 r.
25A B	Kosmos 901 raketa	5. 4.	71,0 71,0	95,5 95,4	269 273	820 800	400? 1500?	17 m. 354 d.
26A* B E*	Kosmos 902 raketa motor	7. 4.	81,4 81,4 81,4	89,1 88,8 89,0	172 167 159	287 258 283	4000? 2500? —	13 d. 2 d. 16 d.

Označení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_{\pi}$	$H_{\alpha}$	$M$	$t$
			°	m	km	km	kg	
27A	Kosmos 903	11. 4.	62,8	717,9	597	39763	1250?	10 r. ?
B	start. plošina		62,8	92,4	213	573	—	56 d.
C	start. raketa		62,9	92,5	176	617	2500?	20 d.
D	raketa		62,8	724,0	610	40053	440	10 r. ?
28A*	Kosmos 904	20. 4.	71,4	89,8	203	328	4000?	14 d.
B	raketa		71,4	89,7	198	316	2500?	9 d.
29A*	ESA-GEOS	20. 4.	26,2	720,1	2110	38357	260?	10 <sup>5</sup> r.
B	2. stupeň		28,7	88,5	165	234	350?	< 0,6 d.
C	3. stupeň		26,0	226,8	238	11683	66	10 r. ?
30A*	Kosmos 905	26. 4.	67,1	90,3	170	413	4000?	30 d.
B	raketa		67,1	89,5	168	336	2500?	5 d.
D	motor		dráha podobná jako 30A					30 d.
31A*	Kosmos 906	27. 4.	50,6	94,3	463	515	2750?	6 r.
32A*	Molniya 3G	28. 4.	62,8	736,0	436	40817	1500?	12 r. ?
B	start. plošina		62,8	90,5	210	384	—	17 d.
C	start. raketa		62,8	90,8	190	442	2500?	17 d.
D	raketa		dráha podobná jako 32A				440	12 r. ?
33A*	Kosmos 907	5. 5.	62,8	89,9	181	364	4000?	11 d.
B	raketa		62,8	89,8	179	349	2500?	8 d.
G*	motor		dráha podobná jako 33A					19 d.
34A*	DSCS 7	12. 5.	2,4	1426,7	35438	35762	565?	> 10 <sup>6</sup> r.
B*	DSCS 8		2,4	1436,1	35781	35792	565?	> 10 <sup>6</sup> r.
C	Transtage		2,4	1507,1	35762	38572	1500?	> 10 <sup>6</sup> r.
D	2. stupeň		28,6	88,4	149	260	1900	2 d.
35A*	Kosmos 908	17. 5.	51,8	89,1	174	288	4000?	14 d.
B	raketa		51,8	89,0	174	284	2500?	4 d.
36A	Kosmos 909	19. 5.	65,9	117,1	990	2109	—	4000 r.
B	raketa		65,9	116,9	987	2100	2200?	2000 r.
37A*	Kosmos 910	23. 5.	65,9?	99,6?	-300?	1774?	—	0,05 d.
B	raketa		65,1	90,6	141	465	1500?	4 d.
38A*	Atlas-Agena D	23. 5.	0,2	1435,1	35679	35855	350?	> 10 <sup>6</sup> r.
B	raketa		28	733	190	41000	700	10 r. ?
39A	Kosmos 911	25. 5.	83,0	104,9	970	1004	700?	1200 r.
B	raketa		83,0	104,7	966	994	2200?	600 r.

Označení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_{\pi}$	$H_{\alpha}$	$M$	$t$
40A*	Kosmos 912	26. 5.	81,3	89,0	217	231	4000?	13 d.
B	raketa		81,4	88,9	210	227	2500?	5 d.
E	pouzdro		dráha podobná jako 40A					23 d.
41A*	Intelsat 4A (F-3)	26. 5.	0,3	1424,2	35346	35755	795	>10 <sup>6</sup> r.
B	raketa		21,8	651,5	563	36472	1815	6000 r.
42A	Kosmos 913	30. 5.	74,0	94,6	472	520	550?	6 r.
B	raketa		74,0	94,4	462	516	2200?	6 r.
43A*	Kosmos 914	31. 5.	65,0	89,6	203	306	4000?	13 d.
B	raketa		65,0	89,6	167	342	2500?	11 d.
E	pouzdro		dráha podobná jako 43A					32 d.
44A	AMS-2	5. 6.	99,2	101,7	811	869	450	80 r.
B	raketa		99,2	101,6	799	863	66	60 r.
45A*	Kosmos 915	8. 6.	62,8	89,3	177	307	4000?	13 d.
B	raketa		62,8	89,0	173	281	2500?	3 d.
C*	motor		62,8	89,1	172	292	—	17 d.
46A	Kosmos 916	10. 6.	62,8	89,9	246	298	4000?	12 d.
B	raketa		62,8	89,9	241	295	2500?	21 d.
G*	pouzdro		62,8	89,8	247	286	—	21 d.
47A*	Kosmos 917	16. 6.	62,9	718,7	586	39818	1250?	10 r. ?
B	start. plošina		62,8	92,4	216	569	—	62 d.
C	start. raketa		62,9	92,2	184	588	2500?	29 d.
D	raketa		62,9	722,5	587	40001	440	10 r. ?
48A*	GOES 2	16. 6.	23,9	0,9	1436,0	35266	36304	>10 <sup>6</sup> r.
B	2. stupeň		28,4	108,8	572	1786	350?	200 r.
F	3. stupeň		23,8	655,9	185	37073	66	2 r. ?
G	apogeový motor		dráha podobná jako 48A				384	>10 <sup>6</sup> r.
49A*	Signe 3	17. 6.	50,7	94,3	459	519	103	6 r.
B	raketa		50,7	94,2	452	518	2200?	5 r.
50A*	Kosmos 918	17. 6.	65,1	88,2	128	243	—	1 d.
B	raketa		65,1	87,7	124	199	1500?	1 d.
51A	Kosmos 919	18. 6.	71,0	96,6	269	822	400?	13 m.
B	raketa		71,0	95,5	270	814	1500?	11 m.

Označení	Název	T	$i$	P	$H_{\pi}$	$H_{\alpha}$	M	t
			°	m	km	km	kg	
52A*	Kosmos 920	22. 6.	65,0	89,7	173	342	4000?	13 d.
B	raketa		65,0	89,5	167	335	2600?	5 d.
C*	motor		65,0	89,1	168	290	—	18 d.
53A*	NTS 2	23. 6.	63,3	705,2	19545	20187	431	10 <sup>6</sup> r.
B	raketa		63,2	351,9	160	20106	163?	3 r. ?
C	apogeový motor		63,3	704,9	19550	20168	—	10 <sup>6</sup> r.
54A*	Molnija IAN	24. 6.	62,9	699,7	447	39011	1000?	12 r. ?
B	start. plošina		62,9	91,6	235	472	—	61 d.
C	start. raketa		63,0	91,5	214	482	2500?	41 d.
D	raketa		63,0	695,5	459	38789	440	12 r. ?
55A	Kosmos 921	24. 6.	75,8	98,0	620	700	825?	75 r.
B	raketa		75,8	97,9	618	700	2200?	70 r.
56A*	Titan 3D?	27. 6.	97,0	88,5	155	239	13300?	179 d.
B	raketa		97,0	88,3	153	221	1900	2 d.
57A*	Meteor 28	29. 6.	97,9	97,5	601	670	2200?	60 r.
B	raketa		97,9	97,5	627	652	1440	60 r.
58A*	Kosmos 922	30. 6.	62,8	89,5	205	299	4000?	13 d.
B	raketa		62,8	89,5	203	294	2500?	8 d.
59A	Kosmos 923	1. 7.	74,0	101,0	799	817	750?	120 r.
B	raketa		74,1	100,9	788	816	2200?	100 r.
60A	Kosmos 924	4. 7.	74,0	95,3	513	550	900?	10 r.
B	raketa		74,0	95,2	502	549	2200?	10 r.
61A	Kosmos 925	7. 7.	81,2	97,2	609	634	2500?	60 r.
B	raketa		81,2	97,3	578	677	1440	60 r.
62A	Kosmos 926	8. 7.	82,9	105,1	976	1022	700?	1200 r.
B	raketa		82,9	105,0	976	1011	2200?	600 r.
63A	Kosmos 927	12. 7.	72,9	89,9	151	386	4000?	13 d.
B	raketa		72,9	89,8	167	363	2500?	6 d.
C*	motor		72,9	88,8	116	316	—	15 d.
64A	Kosmos 928	13. 7.	83,0	104,8	956	1011	700?	1200 r.
B	raketa		83,0	104,7	958	1000	2200?	600 r.

Označení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_n$	$H_a$	$M$	$t$
			°	m	km	km	kg	
65A*	Himawari (GMS1)	14. 7.	1,2	1429,4	35531	35779	281	>10 <sup>6</sup> r.
B	2. stupeň		29,0	111,0	534	2025	350?	200 r.
D	3. stupeň		27,1	658,1	245	37123	66	2 r. ?
66A*	Kosmos 929 raketa	17. 7.	51,6	93,4	450	452		200 d.
B			51,6	89,1	211	260		12 d.
67A*	Kosmos 930	19. 7.	74,0	94,6	481	514	2750?	6 r.
68A*	Kosmos 931	20. 7.	63,0	724,1	604	40065	1250?	12 r. ?
B	start. plošina		62,8	92,6	212	591		64 d.
C	start. raketa		62,9	92,2	182	585	2500?	28 d.
D	raketa		62,9	720,9	605	39905	440	12 r. ?
69A*	Kosmos 932	20. 7.	65,0	89,6	150	358	4000?	13 d.
B	raketa		65,0	89,3	173	311	2500?	4 d.
D*	motor		65,0	88,6	151	261		14 d.
70A	Kosmos 933	22. 7.	65,8	92,5	384	408		2 r.
B	raketa		65,9	92,4	376	408	2200?	1 r.
71A*	Stacionar- Raduga 3	23. 7.	0,2	1436,3	35730	35854		>10 <sup>6</sup> r.
B	start. raketa		51,5	88,2	179	198	4000?	3 d.
C	start. plošina		51,5	88,3	191	195		3 d.
D	raketa		47,2	632,1	290	35758	1900?	3 r. ?
72A*	Kosmos 934	27. 7.	62,8	89,6	167	344	6300?	13 d.
B	raketa		62,8	89,3	223	254	2500?	9 d.
D*	motor		62,8	89,5	170	331	600?	21 d.
73A*	Kosmos 935	29. 7.	81,3	89,2	217	251	5700?	13 d.
B	raketa		81,3	88,9	205	235	2500?	5 d.
74A*	Kosmos 936	3. 8.	62,8	90,6	219	396	5900?	19 d.
B	raketa		62,8	90,3	214	371	2500?	25 d.
D*	pouzdro		62,8	90,4	215	375	200?	66 d.
75A*	HEAO 1	12. 8.	22,8	93,2	428	447	2720	5 r.
B	raketa		22,8	91,5	329	383	1815	105 d.
76A*	Voyager 2 raketa	20. 8.		heliocentrická dráha heliocentrická dráha			825	
77A	Kosmos 937	24. 8.	65,0	93,3	424	444		6 r.
B	raketa		65,0	89,3	100	379	1500?	1 d.

Označení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_n$	$H_\alpha$	$M$	$t$
			°	m	km	km	kg	
78A*	Kosmos 938	24. 8.	62,8	89,7	181	340	6300?	13 d.
B	raketa		62,8	89,5	178	322	2500?	6 d.
F	motor		dráha podobná jako 78A				600?	13 d.
79A*	Kosmos 939	24. 8.	74,0	114,9	1435	1464	40?	8000 r.
B*	Kosmos 940		74,0	114,5	1397	1464	40?	6000 r.
C*	Kosmos 941		74,0	114,7	1416	1464	40?	7000 r.
D*	Kosmos 942		74,0	116,0	1464	1535	40?	10 <sup>4</sup> r.
E*	Kosmos 943		74,0	115,1	1453	1464	40?	9000 r.
F*	Kosmos 944		74,0	115,3	1464	1473	40?	9000 r.
G*	Kosmos 945		74,0	115,5	1464	1493	40?	10 <sup>4</sup> r.
H*	Kosmos 946		74,0	115,7	1464	1512	40?	10 <sup>4</sup> r.
J	raketa		74,0	117,6	1462	1683	2200?	2 · 10 <sup>4</sup> r.
80A*	Sirio 1	25. 8.	0,2	1418,0	33653	37208	220	> 10 <sup>6</sup> r.
B	2. stupeň		27,1	115,3	870	2080	350?	1600 r.
C	3. stupeň		23,0	659,9	245	37215	66	10 r. ?
81A*	Kosmos 947	27. 8.	72,9	89,8	203	321	5700?	13 d.
B	raketa		72,9	89,7	200	316	2500?	11 d.
82A*	Molnija 1AP	30. 8.	62,8	717,8	483	39873	1000?	10 r. ?
B	start. raketa		62,8	90,9	209	434	2500?	27 d.
C	start. plošina		62,8	91,1	198	464		24 d.
E	raketa		62,8	732,1	482	40578	440	10 r. ?
83A*	Kosmos 948	2. 9.	81,4	89,0	217	235	5900?	13 d.
B	raketa		81,4	89,0	214	229	2500?	5 d.
C	pouzdro		dráha podobná jako 83A				200?	18 d.
84A*	Voyager 1	5. 9.	heliocentrická dráha				825	
B	raketa		heliocentrická dráha					
85A*	Kosmos 949	6. 9.	62,8	89,9	177	364	6700?	29 d.
B	raketa		62,8	89,4	172	321	2500?	5 d.
D	motor						600?	
86A*	Kosmos 950	13. 9.	62,8	89,4	205	282	5700?	14 d.
B	raketa		62,8	89,1	197	261	2500?	5 d.
87A	Kosmos 951	13. 9.	83,0	105,0	968	1017	700?	1200 r.
B	raketa		83,0	104,9	968	1007	2200?	600 r.
88A	Kosmos 952	16. 9.	64,9	104,1	910	998		600 r.
C*	raketa		65,0	89,1	224	233		25 d.
B	start. plošina		65,0	89,4	235	253		52 d.

Ozna- čení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_{\pi}$	$H_z$	$M$	$t$
			°	m	km	km	kg	
89A	Kosmos 953	16. 9.	62,8	89,6	180	330	6300?	13 d.
B	raketa		62,8	89,4	176	319	2500?	5 d.
C*	motor		62,8	89,1	149	309	600?	14 d.
90A*	Kosmos 954	18. 9.	65,0	89,7	251	265		128 d.
91A	Kosmos 955	20. 9.	81,2	97,5	630	641	2500?	60 r.
B	raketa		81,2	97,6	592	689	1440	60 r.
92A*	Stacionar-Ekran2	20. 9.	0,4	1426,6	35580	35622		10 <sup>6</sup> r.
B	start. raketa		51,4	88,2	184	193	4000?	1 d.
C	start. plošina		51,4	88,2	186	192		1 d.
E	raketa		47,2	626,3	242	35510	1900?	3 r. ?
93A*	Prognoz 6	22. 9.	65,0	5688	488	197867	910	10 r. ?
B	start. raketa		65,0	91,4	226	460	2500?	37 d.
C	start. plošina		65,1	91,3	207	471		31 d.
E	raketa			dráha podobná jako 93A			440	10 r. ?
94A*	Titan 3B- Agena D	23. 9.	96,5	89,3	125	352	3000?	76 d.
95A	Kosmos 956	24. 9.	75,8	96,9	355	863	825?	6 r.
B	raketa		75,8	96,8	351	862	2200?	5,5 r.
96A*	Interkosmos 17	24. 9.	83,0	94,4	466	514	550?	6 r.
B	raketa		83,0	94,4	458	514	2200?	5,5 r.
97A*	Saljut 6	29. 9.	51,6	91,4	345	360	19000?	20 m.
B	raketa		51,6	88,8	209	225	4000?	6d.
98A*	Kosmos 957	30. 9.	65,0	89,8	171	361	6300?	13 d.
B	raketa		65,0	89,6	171	338	2500?	5 d.
E	motor		65,0	88,5	152	244	600?	15 d.
99A*	Sojuz 25	9. 10.	51,6	91,3	329	353	6570?	2 d.
B	raketa		51,6	88,6	189	230	2500?	2 d.
100A*	Kosmos 958	11. 10.	62,8	92,0	323	420	6300?	13 d.
B	raketa		62,8	90,5	225	342	2500?	29 d.
E	motor		62,8	92,3	352	422	600?	1 r.
101A	Kosmos 959	21. 10.	65,8	94,6	146	850		40 d.
B	raketa		65,8	94,2	144	812	2200?	18 d.



Označení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_{\pi}$	$H_{\alpha}$	$M$	$t$
			°	m	km	km	kg	
102A*	ISEE 1	22. 10.	29,0	3440,9	337	137904	340	6 r. ?
B*	ISEE 2		29,0	3439,1	341	137847	166	6 r. ?
C	2. stupeň		28,7	95,7	277	840	350?	1 r.
D	3. stupeň		28,8	3552,3	278	141204	66	6 r. ?
103A	Kosmos 960	25. 10.	74,0	95,1	502	546	900?	10 r.
B	raketa		74,0	95,0	494	542	2200?	10 r.
104A*	Kosmos 961	26. 10.	66,4	101,8	269	1421		<0,8 d.
B	raketa		65,1	88,2	129	247	1500?	1 d.
105A*	Molniya 3H	28. 10.	62,8	734,9	428	40769	1500?	12 r. ?
B	start. raketa		62,8	91,0	206	440	2500?	22 d.
C	start. plošina		62,8	91,1	208	454		29 d.
E	raketa		62,9	731,7	430	40608	440	12 r. ?
106A*	Transat	28. 10.	89,9	107,0	1069	1107		2000 r.
B	raketa		89,9	107,0	1065	1104	24	2000 r.
107A*	Kosmos 962	28. 10.	83,0	104,9	968	1012	700?	1200 r.
B	raketa		82,9	104,8	968	1000	2200?	600 r.
108A*	Meteosat 1	23. 11.	0,7	1411,5	34913	35692	295	>10 <sup>6</sup> r.
B	2. stupeň		28,3	117,1	487	2612	350?	200 r.
C	3. stupeň		27,5	656,3	185	37091	66	5 r. ?
109A	Kosmos 963	24. 11.	82,9	109,4	1182	1210	650?	3000 r.
B	raketa		82,9	109,2	1179	1201	2200?	2000 r.
110A*	Kosmos 964	4. 12.	72,9	89,8	171	362	6300?	13 d.
B	raketa		72,9	89,7	168	346	2500?	5 d.
D*	motor		72,9	89,6	164	343	600?	16 d.
111A	Kosmos 965	8. 12.	74,0	94,4	465	516	550?	6 r.
B	raketa		74,0	94,3	457	514	2200?	5 r.
112A*	NOSS 2	8. 12.	63,4	107,5	1054	1169		1600 r.
B	raketa		63,4	107,4	1101	1113		1000 r.
C	Atlas			dráha podobná jako 112A				1600 r.
D	Atlas		63,4	107,5	1054	1169		1600 r.
E	Atlas		63,4	107,5	1055	1168		1600 r.
113A*	Sojuz 26	10. 12.	51,6	91,4	337	354	6570?	37 d.
B	raketa		51,6	88,5	187	222	2500?	2 d.
114A*	Atlas-Agena D	11. 12.	0,2	1435,1	35679	35855	350?	>10 <sup>6</sup> r.
B	raketa		28,2	733,2	191	41002	700	5 r.

Ozna- čení	Název	$T$	$i$	$P$	$H_n$	$H_\alpha$	$M$	$t$
			°	m	km	km	kg	
115A*	Kosmos 966	12. 12.	65,0	89,5	204	296	5900?	12 d.
B	raketa		65,0	89,4	202	284	2500?	6 d.
D	pouzdro						200	26 d.
116A	Kosmos 967	13. 12.	65,8	104,8	963	1005		1200 r.
B	raketa		65,8	104,8	963	1008	2200?	600 r.
117A*	Meteor 2-03	14. 12.	81,2	102,5	856	894	2750?	500 r.
B	raketa			102,5	842	910	1440	400 r.
118A*	Sakura-CS1	15. 12.	0,1	1440,0	35568	36157	676	>10 <sup>6</sup> r.
B	2. stupeň		28,6	111,1	482	2089	350?	200 r.
C	3. stupeň		28,8	634,7	166	36006	66	2 r.
119A	Kosmos 968	16. 12.	74,0	100,8	782	810	750?	120 r.
B	raketa		74,0	100,7	774	804	2200?	100 r.
120A*	Kosmos 969	20. 12.	62,8	89,5	180	317	6300?	14 d.
B	raketa		62,8	89,4	177	312	2500?	6 d.
C	motor		62,8	89,4	160	329	600	16 d.
121A*	Kosmos 970	21. 12.	65,8	106,0	949	1141		
B	raketa		65,2	94,8	141	875	1500?	4 d.
122A	Kosmos 971	23. 12.	82,9	105,0	980	1010	700?	1200 r.
B	raketa		82,9	104,9	977	1002	2200?	600 r.
123A	Kosmos 972	27. 12.	75,8	103,9	716	1172	825?	200 r.
B	raketa		75,8	103,9	716	1168	2200?	150 r.
124A	Kosmos 973	27. 12.	71,4	89,8	203	325	5900?	13 d.
B	raketa		71,4	89,5	209	284	2500?	9 d.
D*	pouzdro		71,4	89,6	199	312	200	29 d.

Označení v tabulce družic:

Označení = mezinárodní označení

$T$  = datum vypuštění

$i$  = sklon dráhy k rovníku (ve stupních)

$P$  = uzlová oběžná doba (minut)

$H_n, H_\alpha$  = výška přízemí a odzemí v km

$M$  = hmotnost (kg)

$t$  = doba existence — skutečná nebo předpověděná (r. = roků, m. = měsíců, d. = dnů)

Hodnoty  $i, P, H_n, H_a$  jsou obvykle počáteční hodnoty. U družic, které byly navedeny na plánovanou dráhu postupnými manévry, je uváděna výsledná dráha. Další podrobnosti, např. heliocentrické, selenocentrické a planetocentrické dráhy, jsou uvedeny v poznámkách.

Hvězdička u čísla objektu odkazuje na bližší údaje v následujících poznámkách. V tabulce družic nejsou uváděny různé úlomky, které se dostaly na oběžnou dráhu.

## Poznámky

(Časové údaje jsou vmeš ve světovém čase. Údaje o heliocentrických drahách sond Voyager 1 a 2 jsou převzaty z výpočtů dr. A. Vítka, CSc.)

- 1A Návratová část družice přistála na Zemi.
- 2A Druhá sovětská meteorologická družice nové generace.
- 3A Návratová část družice přistála na Zemi.
- 5A Druhá ze soustavy tří zdokonalených spojových družic NATO, umístěná na stacionární dráze nad Tichým oceánem (první = 1976 — 35A).
- 7A Kvazistacionární družice pro sledování startů mezikontinentálních raket (EWS = Early Warning Satellite).
- 8A Kosmonauti V. V. Gorbatko a J. N. Glazko — druhá posádka Saljutu 5, kde pracovali od 8. 2. do 25. 2. (první posádka viz 1976 — 64A = Sojuz 21). Program: technologické pokusy (růst krystalů, studium difúze), biologické a lékařské výzkumy, technické práce, sledování Země a zemské atmosféry.
- 9A Návratová část přistála na Zemi.
- D Oddělení od družice asi 21. 2.
- 10A Další sovětská spojová družice typu Molnija 2, patří k síti dálkového spojení Orbita. Předchozí družice stejného typu byla 1976 — 116A.
- 11A Družice série Kosmos, která zůstala spojena s posledním stupněm rakety.
- 12A Japonská pokusná družice. Předchozí družice této série byla 1974 — 08A.
- 14A Druhá japonská zkušební družice (ETS = Engineering Test Satellite), na kvazistacionární dráze. První byla 1975 — 82A.
- 16A Návratová část přistála na Zemi.
- 17A Návratová část přistála na Zemi.
- 18A Druhá indonéská spojová družice na stacionární dráze (nad 77° v. d.), vyrobená a vypuštěná v USA. První byla 1976 — 66A.
- 19A Vojenská družice USA.
- 20A Návratová část přistála na Zemi.
- 21A Další sovětská spojová družice typu Molnija 1 patří k síti dálkového spojení Orbita. Předchozí družice stejného typu byla 1976 — 74A.
- 23A Ionosférická a magnetosférická měření, spolupráce SSSR, ČSSR, NDR.
- 24A Sovětská operační meteorologická družice sítě Meteor. Předchozí byla 1976 — 102A.
- 26A Návratová část přistála na Zemi.
- E Motor se oddělil od družice asi 19. 4.
- 28A Návratová část přistála na Zemi.
- 29A Vědecká družice, vypuštěná raketou NASA pro západoevropskou organizaci ESA (European Space Agency). Měla být na stacionární dráze (GEOS = Geostationary Satellite), pro chybnou funkci rakety však byla navedena na půldenní dráhu. Nese 7 experimentů pro studium vln, polí a částic ve velkých vzdálenostech od Země.
- 30A Návratová část přistála na Zemi.
- 31A viz 11A.
- 32A Sovětská spojová družice zdokonaleného typu Molnija 3, která patří k síti: Orbita a Intersputnik. Předchozí družice tohoto typu byla 1976 — 127A.
- 33A Návratová část přistála na Zemi.
- G Motor se oddělil asi 15. 5.

- 34A, B Dvojice vojenských spojových družic na kvazistacionárních drahách (DSCS = Defence Satellite Communication System). Předchozí byly 1975 — 40A, B.
- 35A Návratová část přistála na Zemi.
- 37A Družice byla určena k průletu kolem 36A. Parametry dráhy jsou nejisté, družice nevykonala ani celý oběh (proto  $H_n < 0$ ).
- 38A Vojenská družice USA.
- 40A Návratová část přistála na Zemi.
- 41A Třetí mezinárodní spojová družice zdokonaleného typu Intelsat 4A na stacionární dráze. Předchozí byla 1976 — 10A.
- 43A Návratová část přistála na Zemi.
- 44A Druhá vojenská meteorologická družice USA (AMS = Advanced Meteorological Satellite). První byla 1976 — 91A.
- 45A Návratová část přistála na Zemi.
- C Motor se oddělil asi 20. 6.
- 46A Návratová část přistála na Zemi.
- G Pouzdro se oddělilo asi 21. 6.
- 47A Družice na púldenní dráze typu Molnija.
- 48A Druhá stacionární meteorologická družice (GOES = Geostationary Operational Environmental Sallite) organizace NOAA (= National Oceanic and Atmospheric Administration), zavěšená nad 140° z. d. První byla 1975 — 100A.
- 49A Francouzská družice vypuštěná sovětskou raketou v rámci dvoustranné kosmické spolupráce. SIGNE = Solar Interplanetary Gamma Neutron Experiment. Družice nese několik přístrojů k měření ultrafialového, rentgenového a gama záření.
- 50A Družice proletěla v těsné blízkosti 36A.
- 52A Návratová část přistála na Zemi.
- C Motor se oddělil asi 4. 7.
- 53A Druhá navigační družice na vysoké dráze (NTS = Navigation Technology Satellite). První byla 1974 — 54A.
- 54A viz 21A.
- 56A Výzvědná družice se schopností dráhových změn.
- 57A viz 24A. První družice typu Meteor s dráhou synchronní se Sluncem. Tím je umožněno fotografování za stejného osvětlení.
- 58A Návratová část přistála na Zemi.
- 63A Návratová část přistála na Zemi.
- C Motor se oddělil asi 24. 7.
- 65A Japonská geostacionární meteorologická družice, vypuštěná raketou NASA. (Himawari = slunečnice; GMS = Geostationary Meteorological Satellite). Je umístěna na 140° v. d.
- 66A Zkouška v rámci projektu Sojuz-Saljut. Na povel ze Země vyvedena z dráhy a zanikla nad Tichým oceánem 2. 2. 1978.
- 67A viz 11A.
- 68A viz 47A.
- 69A Návratová část na Zemi.
- D Motor se oddělil asi 1. 8.
- 71A Další sovětská stacionární spojová družice typu Raduga, patří do sítě Orbity. Předchozí byla Raduga 2 = 1976 — 92A.
- 72A Návratová část přistála na Zemi.
- D Motor se oddělil asi 4. 8.
- 73A Návratová část přistála na Zemi.
- 74A Návratová část přistála na Zemi. Mezinárodní biologické experimenty (SSSR, USA, Francie, ČSSR).

- D Pouzdro se oddělilo asi 22. 8.
- 75A HEAO = High-Energy Astronomy Observatory. Americká družice pro výzkum částic o vysoké energii. Měření rentgenového a gama záření z kosmického prostoru.
- 76A První ze dvou sond, určených k průzkumu velkých planet. K Jupiteru letí po heliocentrické eliptické dráze o parametrech:  $i = 4,6^\circ$  (sklon k ekliptice),  $r_\pi = 1,002$  AU,  $r_\alpha = 6,398$  AU,  $P = 2599,6$  d. (oběžná doba). Doba letu k Jupiteru je 688,5 d. Plánované největší přiblížení k Jupiteru je ve výšce 643 000 km nad jeho oblačnou pokrývkou, v noci z 9. na 10. 7. 1979. Experimenty: měření kosmických paprsků a plazmy slunečního větru a v magnetosférách planet, osmibarevná fotopolarimetrie a televizní snímkování planet a měsíců, studium atmosfér a korón planet infračervenými a ultrafialovými spektrometry, měření magnetických polí a rádiového záření, rádiová sondáž atmosfér a určování hmotností planet a měsíců z přesné analýzy dráhy sondy. Při průletu kolem Jupitera má být z měsíců studován především největší měsíc Ganymedes. V případě zdaru sondy Voyager 1 (84A), která proletí dříve u Jupitera i Saturna, je pro Voyager 2 plánován takový průlet u Saturna, který umožňuje další let k Uranu a Neptunu. Největší přiblížení u Saturna je plánováno na 17. 8. 1981 ve 13 h. UT ve vzdálenosti asi 38 000 km od vnějšího okraje prstenů. Počítá se rovněž se sledováním Saturnových měsíců kromě Titanu. Plánovaný průlet Uranu je kolem 30. 1. 1986 (sledování planety i měsíců) a v případě zdárného průběhu letu může sonda ještě pokračovat dále k Neptunu, k němuž by dospěla počátkem r. 1989.
- 78A Návratová část přistála na Zemi.  
F Motor se oddělil asi 5. 9.
- 79A—H Osm spojových nebo navigačních družic vypuštěných jednou raketou.
- 80A Italská spojová družice, vypuštěná raketou NASA. Je plánováno její umístění na stacionární dráze nad  $15^\circ$  z. d.
- 81A Návratová část přistála na Zemi.
- 82A viz 21A.
- 83A Návratová část přistála na Zemi. Na družici byla aparatura pro dálkový průzkum Země a jejích zdrojů.
- 84A Druhá sonda, určená k průzkumu velkých planet. Popis experimentů viz Voyager 2 (76A). K Jupiteru letí po rychlejší heliocentrické dráze než Voyager 2. Elementy této dráhy jsou  $i = 1,0^\circ$ ,  $r_\pi = 1,008$  AU,  $r_\alpha = 9,208$  AU,  $P = 4216,5$  d. Doba letu k Jupiteru je 546 dní. Plánované největší přiblížení k Jupiteru je ve výšce 278 000 km nad jeho oblačnou pokrývkou, dne 5. 3. 1979 ve 12<sup>h</sup> UT (tedy o 4 měsíce před Voyagerem 2, který ze Země startoval dříve). Vedle komplexního studia Jupitera má sonda zkoumat všech pět vnitřních měsíců, zejména zblízka zajímavý měsíc Io. Průlet u Saturna je plánován v noci z 12. na 13. 11. 1980, tedy více než 9 měsíců před Voyagerem 2. Je plánován velmi těsný průlet (4000 km nad jižní polokoulí) u největšího měsíce Titanu a studium jeho atmosféry. Dále proletí sonda nad jižní polokoulí Saturna, ve vzdálenosti 138 000 km od středu planety. Vedle Saturna, jeho magnetosféry a prstenů budou ještě pozorovány jeho měsíce Tethys, Enceladus a Rhea. Po urychlení Saturnem bude sonda dále pokračovat v letu za hranice sluneční soustavy do mezihvězdného prostoru.
- 85A Návratová část přistála na Zemi.
- 86A Návratová část přistála na Zemi.
- 88A Průzkum světového oceánu.
- C, B Raketa a start. plošina se oddělily asi 8. 10.

- 89A Návratová část přistála na Zemi.  
C Motor se oddělil asi 28. 9.
- 90A Průzkum světového oceánu. Raketa se neoddělila. Dehermetizace 6. 1. 1978, vzrůst odporu v atmosféře a rychlý zánik. Úlomky nalezeny v Kanadě.
- 92A Druhá sovětská stacionární spojová družice typu Ekran (retranslace TV do sítě na Sibiři a na Dálném severu). První družice tohoto typu byla 1976 — 107A.
- 93A Další družice typu Prognoz na protáhlé dráze ke studiu slunečního větru, krátkovlnného záření, zemské magnetosféry a vlivu sluneční činnosti na Zemi. Vedle sovětských nese i přístroje z ČSSR a Francie. Předchozí družice tohoto typu byla 1976 — 112A.
- 94A Vojenská družice USA.
- 96A Druhá družice typu AUOS (= Avtomatičeskaja Upravljajemaja Orbitalnaja Stancija), první byla Interkosmos 15 (1976 — 56A). Výzkum rozložení mikrometeoritů a nabitých i nenabitých částic v kosmickém prostoru. Přístroje SSSR, ČSSR (včetně laserových odražečů), MLR a Rumunská.
- 97A Zdokonalená orbitální stanice, určená k mezinárodní spolupráci. Nese také francouzské přístroje. Předchozí byla Saljut 5 (1976 — 57A).
- 98A Návratová část přistála na Zemi.
- 99A Další kosmická loď, pilotovaná kosmonauty V. V. Kovaljonkem a V. V. Rjuminem. Přibližovací manévr ke stanici Saljut 6 10. 10. neproběhl podle plánu a kosmonauti se vrátili na Zemi.
- 100A Návratová část přistála na Zemi.
- 102A, B Družice určené ke studiu změn plazmy a dějů v prostoru okolo Země v závislosti na sluneční činnosti. ISEE = International Sun-Earth Explorer, „Matka“ a „Dcera“. První družice patří NASA, druhá ESA, vypuštěny raketou NASA.
- 104A Družice se pravděpodobně přiblížila k 101A.
- 105A viz 32A.
- 106A Zdokonalená americká vojenská navigační družice. Je schopna též předávat destrukční signály pro ničení havarujících raket.
- 107A Patří pravděpodobně k operačnímu systému navigačních družic.
- 108A Stacionární meteorologická družice ESA vypuštěná raketou NASA. Plánované umístění je nad 0° v. d. Snímkování Země ve dvou infračervených a jednom viditelném pásmu.
- 109A Návratová část přistála na Zemi.  
D Motor se oddělil asi 16. 12.
- 112A Vojenská družice USA k průzkumu oceánu a ke sledování lodí (NOSS = = Navy Ocean Surveillance Satellite). První družice tohoto typu byla 1976 — 38A.
- 113A Kosmonauti J. V. Romaněnko a G. M. Grečko, spojení se Saljutem 6 11. 12. 1977 k dlouhodobému úspěšnému pracovnímu pobytu na orbitální stanici v trvání 96 dnů (nový světový rekord v délce pobytu v kosmickém prostoru). Během této doby je na Saljutu 6 navštívily posádky ze dvou dalších Sojuzů: 11. 1. 78 V. Džanibekov a O. Makarev ze Sojuzu 27 (1978 — 03A), kteří se vrátili na Zemi 16. 1. 1978 v lodi Sojuz 26. Dále 3. 3. 1978 mezinárodní posádka A. Gubarev a V. Remek (první československý kosmonaut) ze Sojuzu 28 (1978 — 23A), kteří se vrátili na Zemi ve své lodi 10. 3. 1978. Romaněnko a Gubarev se vrátili v lodi Sojuz 27 na Zemi 16. 3. 1978.
- 114A Špionážní družice USA na stacionární dráze.
- 115A Návratová část přistála na Zemi.



- 117A Viz 2A. Snímky oblačnosti a záření Země.  
 118A Japonská spojová družice (CS = Communications Satellite) vypuštěná raketou NASA na kvazistacionární dráhu.  
 120A Návratová část přistála na Zemi.  
 C Motor se oddělil asi 2. 1. 1978.  
 121A Družice se přiblížila 116A, potom explodovala (22 úlomků na oběžné dráze).  
 124A Návratová část přistála na Zemi.  
 D Pouzdro se oddělilo asi 8. 1. 1978.

*Poznámky k některým zajímavým družicím a sondám:*

- Pioneer 11 (1973 — 19A). Dne 5. 9. 1979 se očekává průlet sondy asi 24 000 km vně Saturnových prstenců.  
 Explorer 49 (1973 — 39A). Tato radioastronomická družice na oběžné dráze okolo Měsíce přestala v r. 1977 vysílat.  
 ANS 1 (1974 — 70A). Tato holandská družice k astronomickým výzkumům zanikla 14. 6. 1977 po 1019 dnech existence.  
 Helios 1 (1974 — 97A). Tato sonda k průzkumu vnitřní oblasti sluneční soustavy přestala v r. 1977 vysílat.  
 Saljut 4 (1974 — 57A). Na povel ze Země zanikla tato družicová stanice po 770 dnech existence 2. 2. 1977 nad Tichým oceánem.  
 Saljut 5 (1976 — 57A). Dne 26. 2. 1977 se od této družicové stanice oddělil návratový modul s výzkumnými a pokusnými materiály, který přistál na území SSSR. Pokračovala měření v automatickém režimu. Po 412 dnech práce stanice byla 8. 8. 1977 na povel ze Země vyvedena z dráhy a zanikla nad Tichým oceánem

*Přehled startů v r. 1977:* SSSR 97, USA 14, Japonsko 2, SSSR/Francie 1, SSSR/Interkosmos 1, USA/NATO 1, USA/Indonésie 1, USA/ESA 3, USA/Intelsat 1, USA/Japonsko 2, USA/Itálie 1.

## OBSAH

D. Přehled pokroků v astronomii . . . . .	5
1. Astrometrie . . . . .	5
2. Nebeská mechanika . . . . .	7
3. Slunce . . . . .	11
4. Měsíc a planety . . . . .	20
5. Kométy . . . . .	42
6. Meteory . . . . .	52
7. Hvězdy a dvojhvězdy . . . . .	59
8. Hvězdokupy a hvězdné asociace . . . . .	68
9. Mezihvězdná látka . . . . .	75
10. Rádiové pulsary . . . . .	80
11. Rentgenové zdroje a záření gama . . . . .	83
12. Galaxie . . . . .	88
13. Extragalaktické objekty . . . . .	92
14. Kvasary . . . . .	100
15. Kupy galaxií . . . . .	102
16. Vznik a vývoj hvězd . . . . .	105
17. Kosmologie . . . . .	109
E. Umělé družice a kosmické sondy vypuštěné v r. 1977 . . . . .	113



HVĚZDÁŘSKÁ ROČENKA 1979  
svazek 2 — Přehled pokroků v astronomii

*Vydala*  
*Academia*  
*nakladatelství Československé akademie věd 1979*

Přebal navrhl Jaromír Jarkovský  
Redaktor publikace Daniel Zitko  
Technická redaktorka Marcela Obrdová

Vydání 1. — str. 132 (1 obr.)  
Výtiskla Polygrafia, n. p., závod 6, Praha 8 - Libeň  
9,72 AA — 9,90 VA  
Náklad 6500 výtisků — 03/3 — 1403

21-009-79

Cena brož. výtisku 17,— Kčs

509-21-826

Tem. skup. 03/3  
21-009-79  
Cena broj. 17,—  
509-21-826

**Vladimír Vanýsek**

## **ZÁKLADY ASTRONOMIE A ASTROFYZIKY**

*Academia — 480 str. — 196 obr. — 24 kříd.  
příl. — česky — váz. asi 85,— Kčs*

Knihou „Základy astronomie a astrofyziky“ se dostává čtenáři dílo, jež bude plnit nejen účel vysokoškolské učebnice, ale jež dá i obšírné poučení všem těm, kteří se chtějí seznámit se současnými otázkami hmotného vesmíru. Prof. Vanýsek napsal dílo, které předává — byť i ve formě stručné — vše podstatné. Celý vesmír je zobrazen z jednotícího hlediska, že hmota a její různé formy jsou základem všeho toho, co se v něm v tak gigantických rozměrech odehrává. Nejmodernější výzkumy ukázaly, že v tom téměř bezpočtu hvězd celého dnes poznatelného vesmíru jsou hvězdy velmi se podobající slunci — jak říkáme stejného spektrálního typu, stejné hmotnosti, tedy hvězdy, jež prošly nejpravděpodobněji stejným vývojem jako naše Slunce, během kterého mohly vzniknout planety, na nichž se mohly objevit v příhodných podmínkách i organické sloučeniny. Existence ústrojných sloučenin byla v poslední době ve vesmíru objevena. Je to v řadě nových kosmických poznatků objev, který lidstvo musí zajímat.

Svým objemem patří Vanýskova kniha k nejobsáhlejší, jež u nás byly v poslední době napsány. Nelze se tomu divit vzhledem k záplavě nových jevů a poznatků, jež nám nejnovější výzkumy vesmíru poskytly. Z toho důvodu bylo třeba o všech těchto věcech se nejen zmínit, ale podat i taková vysvětlení, která, i když nejsou v některých případech konečná, přece ukazují, kolik lidských vědeckých mozků se podílí na formulacích stále přesnějších odpovědí. Ve svém úvodu ke knize uvádí autor všechno co je v jeho díle obsaženo. A z toho je nejlépe patrné, jak veliký objem astronomických znalostí kniha obsahuje. Důvodem toho je, že astronomie se stala v nové době v průzkumu vesmíru také vědou fyzikální, přičemž tyto vědecké disciplíny těží jedna z druhé.

**ACADEMIA**

**nakladatelství ČSAV**

**Vodičkova 40, 112 29 Praha 1 - Nové město**

Z výrobně technických důvodů vychází Hvěz-  
dářská ročenka 1979 ve dvou svazcích: 1. sva-  
zek — Tabulky eferid, 2. svazek — Přehled  
pokroku v astronomii.

*Foto Ing. Ant. Růkl*

Astroláb vyrobený Erasmem Habermelem kol.  
r. 1600.

