

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie

Vladimír Vanýsek

Fyzikální struktura komet

Pokroky matematiky, fyziky a astronomie, Vol. 1 (1956), No. 2, 156--169

Persistent URL: <http://dml.cz/dmlcz/137093>

Terms of use:

© Jednota českých matematiků a fyziků, 1956

Institute of Mathematics of the Academy of Sciences of the Czech Republic provides access to digitized documents strictly for personal use. Each copy of any part of this document must contain these *Terms of use*.



This paper has been digitized, optimized for electronic delivery and stamped with digital signature within the project *DML-CZ: The Czech Digital Mathematics Library* <http://project.dml.cz>

FYSIKÁLNÍ STRUKTURA KOMET

Procesy, které probíhají v mezihvězdném nebo v meziplanetárním prostoru, jsou děje, které se odehrávají v prostředí extrémně řídkém a v prostoru, který o mnoho řádů převyšuje prostor jakékoli pozemské laboratoře. Procesy záření v difusních a v reflexních mlhovinách nebo v atmosférách komet, podobně jako dynamické vlastnosti těchto objektů řídí se jistými zákony, které lze studovat jen pozorováním těchto jevů, a jen tak lze doplnit naše vědomosti v oblasti fyziky, kde již nestačí a nikdy nemohou stačit laboratorní prostředky. V tomto článku se budeme zabývat fyzikálními vlastnostmi komet, které jsou jednou ze složek meziplanetární hmoty.

1. Úvod

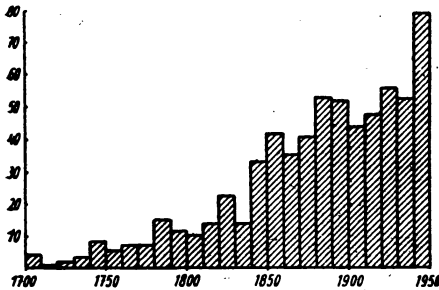
Kometry náleží k naší sluneční soustavě, ve které se pohybují po kuželosečkách kolem Slunce. Dráhy komet se od planetových oběžných drah liší podstatně v tom, že jsou excentrické v mezích značně širokých, od drah mírně eliptických (kometa Schwassmann-Wachmann 1) s výstředností $e = 0,14$ až po e větší než jedna, tedy k drahám hyperbolickým. Sklony drah jsou velmi různé, od několika málo stupňů až do 180° , tedy až k sklonům, kdy kometa má opačný směr pohybu ve srovnání s pohyby Země a planet. U řady komet, jejichž dráhy mají poloosy menší než 30 astronomických jednotek, byly pozorovány nejméně dva průchody periheliem, u některých jiných komet, jako u komety Halleyovy, Enckeovy a u několika dalších byly pozorovány jejich návraty více než desetkrát.

Velmi výstředné dráhy a poměrně malá jasnost těchto objektů znemožňuje jejich pozorování ve větších vzdálenostech. Až dosud existují jen dvě kometry, které je možno pozorovat v aphéliu. Je to již zmíněná kometa Schwassmann-Wachmann a kometa Otermové z r. 1942. Obě tyto kometry mají malou výstřednost drah, a nemění tudíž příliš brzy svou jasnost kolem 16. a 18. hvězdné třídy, neboť jejich vzdálenost od Slunce se mění velmi málo. Ostatní kometry větším dílem pozorujeme jen po krátký časový interval v blízkosti perihelia v mezích 0,5 až 2 astronomických jednotek. Je tedy pochopitelné, že u mnohých komet pozorujeme jen nepatrný úsek celé jejich dráhy, z něhož je velmi obtížné určit přesně její tvar. Dnes je určeno 525 drah, z nichž 199 je eliptických, 274 parabolických a 52 hyperbolických. Je velmi pravděpodobné, že mnohé parabolické dráhy jsou ve skutečnosti drahami eliptickými s výstředností velmi blízkou jedničce.

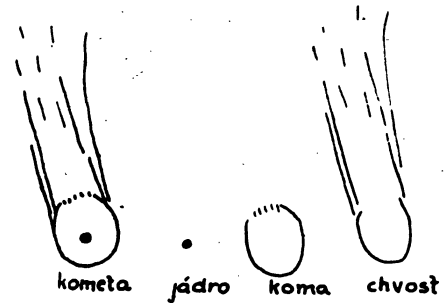
Mnohé kometry se přibližují velkým planetám natolik, že tyto — především Jupiter — vyvolávají značné změny v elementech drah poměrně velmi málo hmotných komet. Četní theoretikové dokázali, v poslední době především Woerkom, že změny mohou být tak pronikavé, že z dráhy eliptické může rušivými účinky Jupitera vzniknout dráha hyperbolická nebo naopak, z komety neperiodické může vzniknout kometa s poměrně krátkou dobou oběhu. Že tomu tak opravdu je, dosvědčuje skutečnost, že periodické kometry tvoří několik skupin. Každá tato skupina má aphelia v blízkosti dráhy některé vnější velké planety, tvoří tedy jakousi rodinu komet té či oné planety. Nejpočetnější je rodina Jupiterova¹⁾.

¹⁾ Hlavní úlohu tu má ovšem jen Jupiter, který neperiodické kometry ovlivní natolik, že se stanou periodickými. Pokud se některá takto vzniklá periodická kometa přiblíží k jiné velké planetě, pak vliv této planety může definitivně vytvořit dráhu, kdy aphelium je v blízkosti oběžné dráhy planety. Někteří autoři se domnívají, že „mateřská“ planeta nemá na utváření drah komet své „rodiny“ vůbec žádný vliv a že se zde uplatňuje toliko vliv Jupitera.

Vzhledem k tomu, že některé komety mají oběžnou dobu několik set let, nebo že jsou skutečně neperiodické, stále objevujeme nové komety dříve nepozorované, a to jednak proto, že se dosud vůbec k Slunci nepřiblížily, nebo se nepřiblížily v době, kdy se již používalo hvězdářského dalekohledu (prakticky od 18. století). V současné době se objeví ročně kolem desíti nových komet, ze kterých většina nedosáhne jasnosti 8 mg. Značný podíl na objevech nových komet po druhé světové válce má observatoř na Skalnatém Plese a na Lomnickém štítě. Vysokohorská poloha obou míst umožňuje přehledky oblohy v blízkosti Slunce před jeho východem, respektive po jeho západu, kdy jasnost komet bývá maximální. Z výsledků dvou nejúspěšnějších „lovců komet“ manželů Mrkosových vyplývá, že na jeden objev komety připadá průměrně 200 pozorovacích hodin zkušeného pozorovatele.



Obr. 1. Vzárust počtu objevených komet od r. 1700. Jednotlivé sloupce histgramu udávají celkový počet objevených komet v desetiletí (podle Portera).



Obr. 2. Schematický náčrt jednotlivých částí komety. Jádro komety bývá viditelné pouze dalekohledem při větším zvětšení. Na fotografiích většinou zamíká v přexponované střední části komy.

Označení komet je úmlouvou stanoveno tak, že kometa jedná nese jméno prvních tří nezávislých objevitelů, jednak rok objevu a prozatímní označení pořadí objevu písmeny malé abecedy. Definitivní označení se provede římskými čísly podle časového sledu průchodu periheliem.

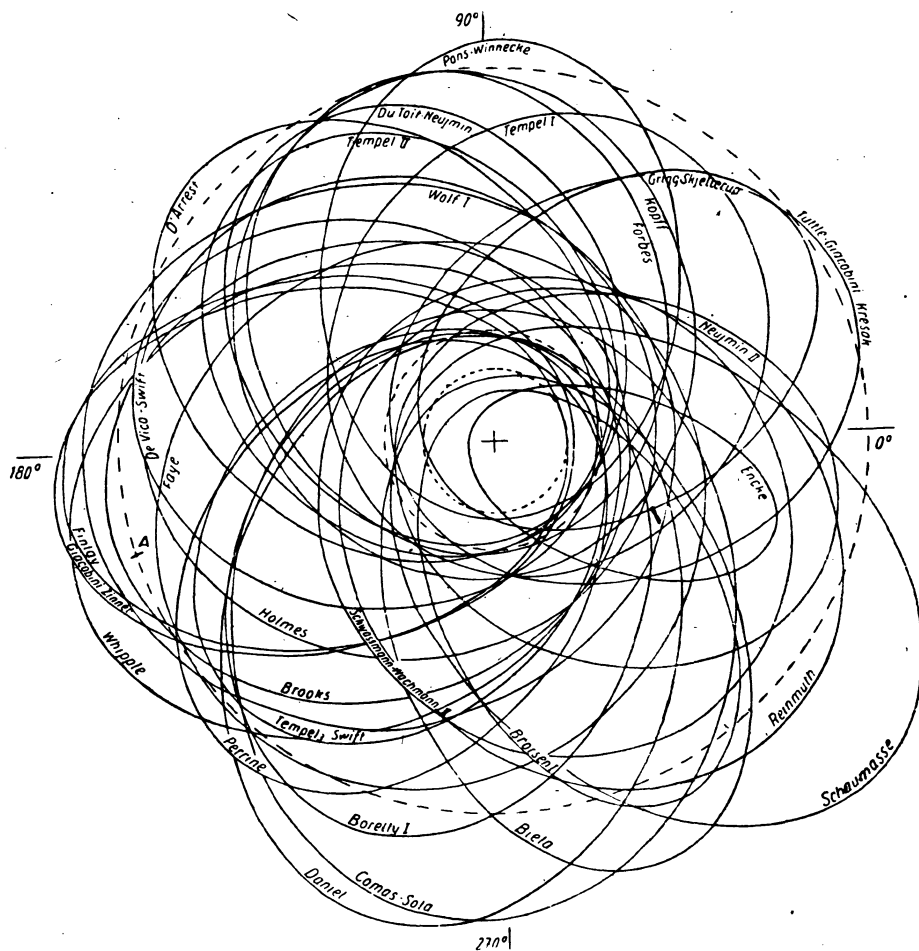
Kometa jako směs meteorického materiálu a plynu může nabývat různé velikosti a různých forem, podmíněných okamžitou polohou komety vzhledem k Slunci a Zemi, její vnitřní strukturou, celkovou hmotností a velikostí jádra. To jsou příčiny, proč každá kometa je individuálním objektem. Celkový vzhled komety je od případu k případu jiný, a během období, kdy kometu pozorujeme, se znatelně mění. Zůstávají pouze jisté základní prvky v celkovém vzhledu komet malých, středních i velkých.

Malé komety s maximální zdánlivou jasností 8 mg jeví se většinou jako mlhavé obláčky o zdánlivém průměru několika obloukových minut. Od malých difusních mlhovin nebo hvězdokup se liší jen znatelným denním pohybem jedné až několika obloukových minut za hodinu. V takovém případě je viditelná toliko atmosféra komety obalující její neviditelné jádro. Jinak nazýváme tuto složku komety komou. U některých komet lze většími přístroji zjistit jádro, které se jeví jako jasný bod uprostřed komy. U několika komet bylo pozorováno jádro jako difusní jasnější útvar uprostřed komy, pokud se ovšem velkým zvětšením snížila jejich plošná jasnost.

U velkých komet se vytváří ve vzdálenosti asi jedné astronomické jednotky od Slunce chvost, většinou ve směru prodlouženého průvodiče kometa — Slunce, který dosahuje délky několika stupňů, ve výjimečných případech délky několika desítek stupňů, což v délkové míře odpovídá 10^6 až 10^7 km. Schematicky jsou jednotlivé složky komety znázorněny na obr. 2.

Celkový vzhled komety se mění během období viditelnosti. Při objevu — pokud je kometa objevena před průchodem periheliem — pozorujeme většinou pouze komu, která postupně jasní, avšak zřetelný průměr se většinou zmenšuje a původní kruhový tvar se deformuje. Pokud je kometa dosti jasná, vytváří ve vzdálenosti 1,5 až 1 astronomické jednotky chvost většinou kratší než 1° . Změny celkové jasnosti jsou relativně velmi rychlé a maximální jasnost si kometa uchová prakticky jen několik dnů. Po průchodu periheliem se pochod obrací a po několika týdnech nebo měsících je objekt již nepozorovatelný.

V několika případech bylo pozorováno rozdělení komety na dvě nebo více částí. Klasickým případem v tomto směru je kometa Bielova z minulého století. Tato periodická kometa s oběžnou dobou 6,6 roku se r. 1845 rozdělila na dva díly, jež byly pozorovány ještě r. 1852, načež již žádný další návrat nebyl pozorován. Podobně bylo pozorováno rozdělení u tří dalších krátkoperiodických komet (1889 I, 1899 I a 1916 I). To jsou



Obr. 3. Dráhy komet tak zvané Jupiterovy rodiny. Vnitřní čárkovaná kružnice je dráha Země, vnější dráha Jupiterova, střední pak dráha Marsu. Jak patrně, leží aphelia všech drah v blízkosti dráhy Jupiterovy (podle N. Richtera).

nezvratné důkazy pozvolného, případně rychlého rozpadu komet. Nepřímý důkaz pozvolného rozpadání komet máme jednak v sekulárním snižování jasů periodických komet, jednak v tom, že pozorujeme meteorické roje, u kterých je nepochybně prokázána souvislost s některými kometami. Meteorické roje vznikají rozpadáním komet. U nás se v současné době vznikem meteorických rojů rozpadem komet velmi podrobně zabývá Plavec.

2. Spektroskopický a fotometrický výzkum komet

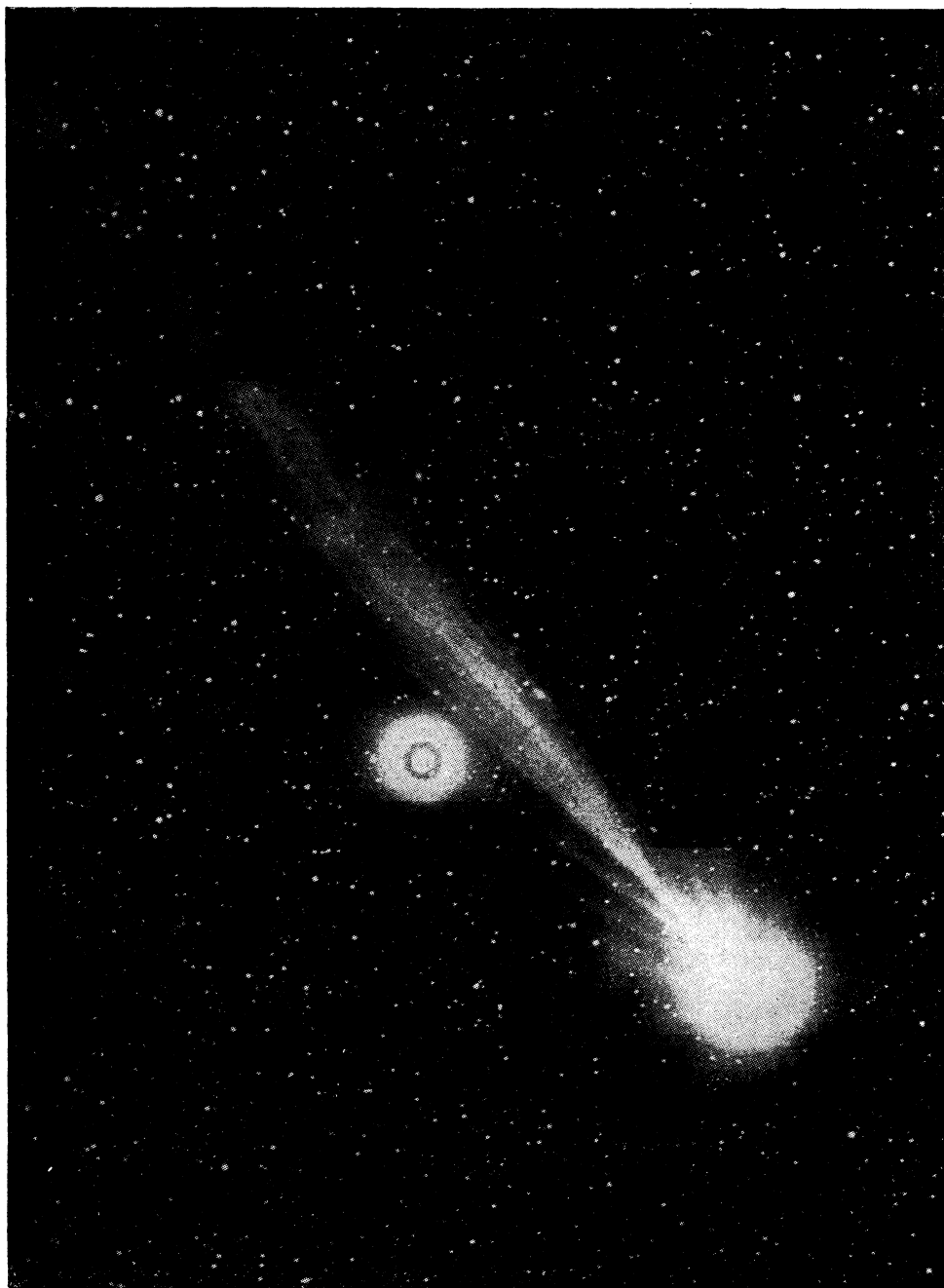
Experimentální podklady pro studium struktury komet a jejich případných změn získáváme především na podkladě spektroskopických a fotometrických dat, která však je možno až dosud získat jen u malého procenta pozorovaných komet. To platí zejména o spektrálním výzkumu. Spektra komet získáváme jednak objektivními hranoly o lámavém úhlu 6 až 15 stupňů, jednak šterbinovými spektrografy. Spektra získaná prvním způsobem mají dispersi v modré části viditelné oblasti kolem 200 Å/mm a podávají dosti spolehlivý kvalitativní rozbor komy a případně chvostu, pokud je dostatečně jasný. Šterbinových spektrografů lze užít jen ve spojení s velkými stroji, kterých je ovšem pro tyto účely poměrně málo. Dnes je shromážděno asi 300 dostatečně kvalitních spektrogramů třiceti šesti různých komet. Po stránce kvalitativní rozeznáváme v podstatě dva kruhy kometárních spekter: molekulární spektrum a spojitě spektrum. Pásové molekulární spektrum je charakteristické pro většinu komet, výrazné spojitě spektrum vykazují jen nemnohé komety. Na dokonalých spektrogramech jádra větší komety pozorujeme rovněž pásové spektrum, podložené někdy slabším spektrem spojitým. Spojitě spektrum zřejmě vzniká světlem slunečním, odraženým na drobných částech v atmosféře komety nebo přímo na jádru komety. To potvrzují především pozorování Öhmanna u komety 1941c v polarisovaném světle, kdy stupeň polarisace dosáhl 24%, kdežto světlo vznikající fluorescencí molekul v kometární atmosféře je polarisováno jen z 8%. Kvalitativní rozbor ukazuje, že většina zejména periodických komet vykazuje tyto charakteristické emisní molekulární pásy:

CN	C ₂	C ₃
3881	4380	4050
4216	4737	
	5165	
	5635	
	6191	

Intensita jednotlivých pásů je různá, většinou velmi silná je emise CN v ultrafialové oblasti spektra. Až dosud byly spolehlivě identifikovány ve spektrech komet tyto neutrální molekuly a ionty:

CN	NH	CO ⁺	Na ⁺
C ₂	NH	N ₂ ⁺	C ₃
CH	NH ₃	OH	CH ₂
CH ⁺	CO ₂ ⁺	OH ⁺	

Monochromatické snímky komet, po případě snímky spekter s objektivním hranolem ukazují, že rozložení jednotlivých látek v atmosféře není stejné. Koma, pozorovaná v oblastech 4314 Å a 4050 Å (to jest v páscech CH a C₃), případně v dlouhovlnném oboru kolem 6300 Å (NH₃), je nepoměrně menší než koma kyanová (3880 Å) a uhlí-



Obr. 4. Snímek komety 1942g (Whipple-Fedtke). Na snímku jsou jasně patrné oblačné útvary ve chvostu. Jasná hvězda uprostřed je λ Ursa Maioris.

ková (5165 Å). To úzce souvisí s různou životní dobou molekul. Emisní pásy ve spektrech komet jasně prozrazují proces, který se v atmosféře komety odehrává. Záření molekul může být působeno a) srážkami s elektrony, b) fotodissociací slunečním světlem, c) fluorescencí, působenou slunečním světlem. Prvý případ nepřichází vzhledem k malé hustotě plynu v atmosféře komety vůbec v úvahu. Zbývají tudíž další dva děje, které mají v tomto případě hlavní úlohu.

Hunaert, Mc Kellar a Climenhaga propočítali theoreticky rozdělení intenzity v pásích dvojjaderných molekul, vyskytujících se v kometách. Opírali se při tom o absolutní hodnoty pravděpodobností přechodů a dospěli k závěru, že pozorované emisní záření komet je převážně působeno fluorescencí.

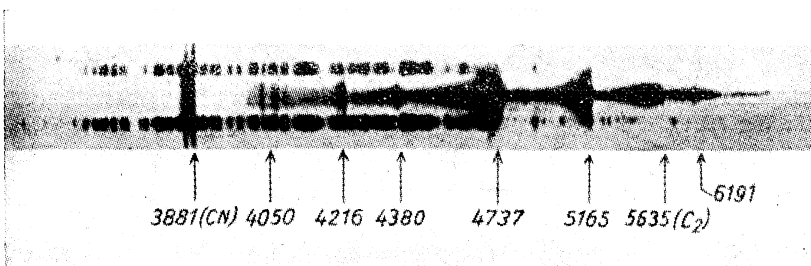
Wurm dále ukázal, že zejména molekuly C_2 nutně vznikly fotodissociací komplexních molekul, tak zvaných mateřských, na příklad CH_4 , C_2N_2 , CO_2 a p. Fotodissociace zde působí jako primární proces, kdežto pozorovatelný efekt se dostavuje až fluorescencí dissociovaných molekul.

Vlastní záření komet, i když je způsobeno zářením Slunce, má za následek, že změna jasů komety neodpovídá zákonům geometrické optiky. Září-li těleso odraženým světlem slunečním, pak bezpochyby platí pro pozorovanou intenzitu $I = I_0 \Delta^{-2} r^{-2}$, kde Δ je vzdálenost od Země, r vzdálenost od Slunce a I_0 intenzita pro $\Delta = r = 1$. V přesném vzorci by ovšem ještě přicházela v úvahu funkce fázového úhlu. Jelikož však intenzita záření nezávisí jen na osvětlení, ale převážně také na počtu svítících molekul, který se s heliocentrickou vzdáleností mění, je exponent heliocentrické vzdálenosti většinou vyšší než 2. Ve hvězdných magnitudách platí tudíž obecný vztah

$$m = m_0 + 5 \log \Delta + 2,5 n \log r,$$

kde m_0 je tak zvaná absolutní magnituda komety, jakou by jevila ve vzdálenosti jedné astronomické jednotky od Slunce i od Země. Exponent n je různý pro jednotlivé komety a nabývá hodnot až 6 i 8; lze jej stanovit jen na podkladě pozorování. Je však jasné, že tento vztah může sloužit jen za interpolační vzorec, ve kterém jednotlivé parametry nemají žádného fyzikálního významu.

Prvý, kdo se pokusil vyjádřit změny jasnosti komet vztahem, který by měl fyzikální opodstatnění, je Levin. Levin vyšel z jistých předpokladů, zcela přijatelných, totiž že intenzita komy je úměrna počtu uvolněných částic, změna intenzity s heliocentrickou vzdáleností je pak úměrna energii, nutné k uvolnění jistého množství plynu z jádra komety. Není totiž pochyb o tom, že zdrojem plynného obalu jádra komety, který není stabilní, nýbrž který musí být stále doplňován, je samo jádro, kde plyn je absorbován na povrchu meteorických částic. To bylo ostatně dokázáno i experimentálně na meteoritech, nalezených na povrchu Země, kde plyn byl přímo okludován uvnitř tělesa.



Obr. 5. Spektrum komety 1939 VII (Brooks). Je to typické uhlíkové a kyanové Swanovo spektrum.

Mnohé porézní látky absorbují nebo okludují velké množství plynu. Tak na příklad krychlový centimetr dřevěného uhlí pohltí za normální teploty 35 cm³ CO₂ a dokonce 90 cm³ NH₃. V případě, kdy meteorický materiál je porézní — což se zdá podle některých experimentálních výsledků pravděpodobné — může poměrně malé komentární jádro být nositelem překvapivě velkého množství plynu. Richter uvádí, na podkladě dosud provedených rozborů meteoritů, že jeden gram meteorického materiálu obsahuje 10¹⁹ molekul plynu.

Levin odvodil pro pozorovanou jasnost komety I vztah

$$I = I_0 r^{-\frac{1}{4}} e^{-\frac{L}{RT_0} \sqrt{r}}, \quad (1)$$

kde I_0 je konstanta, úměrná celkovému počtu molekul plynu, které jsou v povrchu jádra komety, L teplo, potřebné k uvolnění jistého množství plynu, čili teplo desorpční, R plynová konstanta (1,986 cal grad⁻¹ Mol⁻¹), T absolutní teplota jádra ve vzdálenosti jedné astronomické jednotky od Slunce (asi 300 až 350° K), r heliocentrická vzdálenost.

Zanedbáme-li faktor $r^{-\frac{1}{4}}$, jelikož komety jsou většinou pozorovány kolem $r \doteq 1$, dostaneme pro hvězdnou velikost komety vztah

$$m = -2,5 \log I_0 + 1,086 \frac{L \sqrt{r}}{RT_0}. \quad (2)$$

Z pozorovaných hodnot lze tedy určit hodnotu výparného tepla L vztahem

$$2,5 \frac{L}{RT_0} \log e = \frac{dm}{d \sqrt{r}}. \quad (3)$$

Tohoto vztahu použili Levin, Oort, Šmidt a Vanýsek k zjištění výparného (to jest desorpčního) tepla u řady komet. Bylo zjištěno, že zejména periodické komety vykazují hodnoty kolem 6000 cal/Mol, kdežto neperiodické komety hodnoty kolem 3500 cal/Mol. Přesto však jsou to hodnoty o 40 až 60% vyšší, než hodnoty, získané pro teplo, potřebné k uvolnění jednoho Molu plynu, adsorbovaného na pozemských předmětech.

Veličina L představuje tedy v jistém smyslu fysikální fotometrický parametr. Vztah mezi klasickým fotometrickým parametrem n a parametrem L lze snadno odvodit, neboť

$$n = \frac{dm}{d \log r} 0,4; \quad (4)$$

dosadíme-li do vztahu (3), dostaneme

$$n = \frac{1}{2} \frac{L}{RT_0} \sqrt{r}, \quad (5)$$

lze tedy s jistým přiblížením, zejména, když střední hodnota $r \doteq 1$, vyčíslit snadno z původního parametru n velikost výparného tepla. Absolutní magnituda komety, odvozená ze vztahu (2), má jisté fysikální oprávnění jen tehdy, kdy kometa byla skutečně pozorována v heliocentrické vzdálenosti $r = 1$. V jiném případě je to hodnota, kterou získáme více nebo méně nedovolenou extrapolací, tudíž hodnota více méně jen formální. K této okolnosti je nutno brát zřetel všude tam, kde absolutní velikosti komety používáme k odvození na příklad množství svítících částic a p.

Dlužno poznamenat, že samo odvození parametrů n nebo L přímo z pozorovacího materiálu je značně ztíženo velkými chybami ve výchozím materiálu. Až na nepatrné výjimky mají odhady hvězdných velikostí komet střední chyby několik desetin hvězdné třídy. Navazování jasnosti plošného mlhavého objektu na srovnávací hvězdy v okolí je velmi obtížné. Nejexaktnější metoda, která však není ještě dostatečně propracována, je metoda fotoelektrická, při které vliv vzhledu objektu nemá úlohu; střední chyby jsou tu o řád nižší než u jiných vizuálních nebo fotografických metod. Dosavadní přesnost určení fotometrického parametru n je asi 5% absolutní magnitudy, pro komety pozorované kolem $r = 1$ asi 3%. Podobně je hodnota výparného tepla určena s přesností asi na 5%.

Fotometrické parametry jsou ovlivněny jednak charakterem vnějších vrstev jádra komety, jednak přítomností prachu v atmosféře komety. Na podkladě získaných spektroskopických dat lze právem očekávat, že u některých komet převažuje světlo odražené na částicích meteorického prachu intenzitou nad světlem fluoreskujících molekul. Vanýsek ukázal, že za předpokladu, že normální hodnota výparného tepla je 6000 cal/Mol musíme u řady komet připustit, že prachová koma svítí asi 40% intenzitou molekulární komy. Jak vyplynulo ze zpracování fotometrických parametrů jednoho sta komet, určených především Bobrovnikovem, Beyerem a Bouškou, je nutno s přítomností prachu počítat především u komet s dlouhou dobou oběhu.



Obr. 6. Jasná kometa 1955e, objevená A. Mrkosem podle fotografie pořizené astrografem observatoře v Ondřejově.

3. Massa a struktura kometárního jádra

Veškerá massa komety je prakticky representována massou jejího jádra. Až dosud není jednotného názoru na velikost a celkovou strukturu této nejvlastnější části komety. Prozatím totiž nebylo možno spolehlivě určit rozměry kometárního jádra. Baldetova měření z třicátých let nasvědčují tomu, že velikost jádra komety je asi jeden kilometr. Naproti tomu fotometrická měření jasnosti jádra vedou u některých komet k hodnotám podstatně vyšším — až několik desítek kilometrů. Prozatím lze v hrubých mezích stanovit rozměry jádra komety porovnáním jeho jasnosti s hvězdnou velikostí některých větších planetoidů, jejichž průměr je známý. Předpokládáme-li, že albedo jádra komety je stejné jako albedo planetoid (asi 0,1) a hvězdná velikost ve vzdálenosti $\Delta = r = 1$ asi 13 mg, pak průměr tohoto jádra je 10^6 cm, tedy 10 km. Tato hodnota je řádově nejpravděpodobnější a odpovídá masse komety za předpokladu, že její hustota je 3 až 4, asi 10^{18} gramů, což je 10^{-10} massy Země. Je možné, že průměrná hustota kometárního jádra je menší, avšak tím se změní celková massa nejvýše o půl řádu, kdežto nepřesnost určení celkové massy je asi 2 až 3 řády.

Nelze pochybovat o tom, že massa komet je různá, u malých komet asi 10^{16} gramů, u velkých až 10^{22} gramů. V každém případě však je celková massa komety o mnoho řádů nižší než massa velkých planet.

O struktuře jádra existují v podstatě tři rozdílné názory, které se opírají více méně o pozorované skutečnosti. Především je nutno připustit bez výhrad, že kometární jádro je zdrojem meteorického materiálu a plynů. Pozvolný rozpad komet je dokázán a tudíž

nutno přiznat, že jádro komety není příliš stabilní. Z této příčiny nelze dost dobře připustit názor, že kometární jádro je monolit o rozměrech mnoha kilometrů. Takový útvar, jak se snadno dokáže, nemůže být dostatečným zdrojem ani plynu ani prachu, i když předpokládáme, že v okolí perihelia se jeho povrch rozrušuje. Přijatelnější jsou další dvě teorie, zastávané Dubjagem a Voroncovem-Veljaminovem v jednom případě, Whipplem v případě druhém. V prvním případě je jádro komety v podstatě shluk velkých i malých meteorických částic, který není dostatečně stabilní a který se pozvolna nebo i ve velmi krátké době rozpadne a dá vzniknout meteorickému roji. Takové případy byly pozorovány. Na druhé straně však existují komety (na příklad periodická kometa Enckeova), které jsou prakticky stabilní, a i když pozorujeme na jejich vzhledu sekulární změny, nejsou tak rychlé, jaké by byly v případě více méně volného shluku meteoritů. Mimo to stále ještě vytvářejí dostatečné množství plynu. Přijmeme-li celkem správný předpoklad, že jeden gram meteorického materiálu obsahuje 10^{19} adsorbovaných nebo okludovaných molekul plynu, pak komety obsahují při masse 10^{18} gramů celkem 10^{37} molekul. Avšak podle Wurma bylo v atmosféře Halleyovy komety v r. 1910 okamžité množství molekul 10^{35} až 10^{37} , u kterých bylo možno počítat s životní dobou (pokud se účastní svícení) jen několik dnů; to znamená, že během průchodu periheliem musel být obsah komy nejméně desetkrát vyměněn; tedy během jediného oběhu se musel vyčerpát celý obsah plynu v koměti. Avšak Halleyova kometa se jevila vždy dostatečně jasnou při všech svých 29 návratech, kdy byla pozorována. Zároveň dochází u některých komet ke změnám dráhových elementů — jako na příklad u vzpomenuté již komety Enckovy. Tyto změny lze vysvětlit jedině jako urychlení nebo přibrzdění komety reaktivním účinkem unikajících plynů. Proto Whipple předpokládá, že kometa je poměrně stabilní konglomerát zmrzlých plynů, ledu a meteorického materiálu.

Zdá se však, že nelze výhradně zastávat ani jedno z obou stanovisek v názorech na stavbu jádra komety. Stavba komet není zdaleka tak jednotná. Každá kometa představuje těleso, které se více méně podobá buď shluku meteoritů nebo modelu Whippleovu. Whippleův model vysvětluje především sekulární změny pohybu komety, které nelze vysvětlit rušivými účinky planet; tento model by byl vždy dostatečným zdrojem plynů pro obnovu atmosféry, a byl by dostatečně stabilní. Naproti tomu nelze zatím dokázat přítomnost ledu, přesněji vody ani v jádru ani v atmosféře komet. A také ovšem nemohou být všechny komety pevným konglomerátem, který by se patrně nerozpadal tak rychle, jak bylo v některých již uvedených příkladech pozorováno.

Lze tedy komety rozdělit na dvě skupiny: na skupinu komet stabilních a na skupinu komet nestabilních s krátkou životní dobou, které se rozpadají při prvním průchodu periheliem, nebo později, avšak vždy nesrovnatelně rychleji než komety skupiny první. Prozatím nelze říci, zda tyto skupiny jsou vyhraněné, nebo existuje-li plynulý přechod od velmi stabilních komet s jedním celkem kompaktním jádrem až po prostě velmi nestálé shluky meteoritů.

Stabilita shluku meteorických částic může být za jistých okolností tak velká, že útvar může mít životní dobu relativně dosti dlouhou, pokud na něj nepůsobí větší rušivé síly z vnějšku. Částice zůstává za takových okolností ve shluku, pokud platí $\frac{m_c}{M} \left(\frac{a}{r_c}\right)^3 > 3 + 5e^2$, kde a je hlavní poloosa dráhy komety, e její výstřednost, m_c masa jádra a r_c jeho poloměr. Zvolíme-li tedy na příklad nejpravděpodobnější hodnoty pro krátko-periodickou kometu: $m = 2 \cdot 10^{18}$ g, $r_c = 30$ km = $2 \cdot 10^{-7}$ astronomických jednotek, $M = 2 \cdot 10^{33}$ g, pak $\frac{m}{M} = 10^{-15}$ a z toho $3,4 \cdot 10^6 \gg 4,2$. Útvar bude tedy stabilní a poloměr může překročit hodnotu 2500 km. To však platí tehdy, kdy částice nedosáhly parabolické rychlosti vzhledem k jádru, to jest jestliže nepřekročily únikovou rychlost. Pro

únikovou rychlost platí známý vztah $v^2 = 2G \frac{mc}{r_c}$, kde G je gravitační konstanta. Pro

výše uvedený příklad je úniková rychlost asi 5 m, za vteřinu, tedy velmi malá, které částice může snadno nabýt vlivem vnitřních i vnějších sil. Pokud by tyto síly neexistovaly, existovala by kometa s massou 10^{18} g, a s počtem částic 10^5 — jak ukázal Schatzmann — 10^4 let, než by se pozvolným odpadáváním jednotlivých částic od shluku rozptýlila natolik, že by se přestala jevit jako kometární útvar. Avšak vnější rušivé síly i vnitřní procesy udělají značnému počtu částic takové urychlení, že úniková rychlost je snadno překročena a shluk zdaleka není stabilní.

Jako vnější rušivé síly se uplatňují především poruchy působené velkými planetami. Sluneční záření pak působí jistým, nám dosud neznámým způsobem občasné, případně i dlouhodobé výrony látky z jádra komety, při nichž částice se pohybují rychlostmi o dva řády vyššími, než je pravděpodobná rychlost úniková.

Některé, zejména jasnější komety vytvářejí v blízkosti Slunce chvost. Chvost komet dosahuje s pozemského hlediska fantastických délek. Pro srovnání uvádíme několik údajů o velkých kometách minulého a tohoto století:

Kometa	Délka chvostu
1811	90 000 000 km
1843	250 000 000 km
• 1858	70 000 000 km
1910 (Halley)	30 000 000 km
1942 g	70 000 000 km

Z toho plyne, že délka chvostu malých komet je řádově 10^6 km. Chvost je většinou odvrácen od Slunce. Spektrum chvostu vykazuje především emisní pásy CO^+ , N_2^+ , CO_2^+ a CH^+ . Jen v jednom případě byla pozorována přítomnost CN. Vyskytují se tedy ve chvostech jen molekuly s delší životní dobou, kdežto ostatní molekuly plynů, pozorované v komě v blízkosti jádra se neúčastní již svícení ve chvostu.

Tvar chvostů komet je velmi rozličný. Vedle chvostů přímých, odvrácených od Slunce, pozorujeme chvosty zakřivené, případně i anomální chvosty obrácené ke Slunci, tyto ovšem velmi zřídka a jen v blízkosti perihelia.

Theorií tvaru kometárního chvostu se zabýval především Bredichin a jeho žák Orlov. Tvar chvostu je utvářen působením dvou sil, gravitací Slunce a odpudivou silou slunečního záření. Obě síly působí urychlení částic chvostu, každá však opačným směrem. Odpudivá síla většinou převyšuje o jeden až dva řády gravitaci, a v důsledku toho jsou molekuly nebo prachové částice rozměru 10^{-4} až 10^{-5} cm hnány od Slunce. Ve chvostech některých komet byly pozorovány oblačné útvary, které podle fotografií, pořízených v časovém odstupu několika hodin měly rychlosti až 200 km/sec. Takové částice již daleko překročily parabolickou rychlost (vzhledem ke Slunci) a jsou účinkem odpudivé síly vypuzovány do mezihvězdného prostoru. Zvolíme-li za jednotku odpudivé síly hodnotu gravitace v dané vzdálenosti, nalézáme, že průměrné hodnoty odpudivé síly jsou 100 až 200, to jest urychlení je v průměrné vzdálenosti komety jedné astronomické jednotky kolem 50 cm/sec.²

Původ odpudivé síly nutno hledat v rezonančním účinku slunečního záření, které molekula pohltí. Toto záření nepůsobí jen svícení molekul, ale uvede je také v pohyb ve směru od zdroje záření.

Velká urychlení, která byla u některých komet pozorována podle pohybu kouřových

útvary ve chvostech, nelze vysvětlit jen rezonančním účinkem slunečního záření, nýbrž podle Biermanna nutno počítat i s účinkem korpuskulárního záření Slunce. Tato otázka však není dosud uspokojivě vyřešena. Korpuskulární záření ze Slunce podléhá jistým variacím, a je dokázáno, že stoupá v období eruptivní činnosti. Dosud však nebyly nalezeny spolehlivé vztahy mezi obdobími náhlých vzplanutí erupcí a změn ve struktuře kometárních chvostů. Pečlivé sledování komet v období maxima sluneční činnosti může objasnit tuto otázku.

5. Sekulární změny v jasnostech komet

U čtých komet, které byly vícekrát pozorovány při průchodu periheliem, zejména pak u krátkoperiodické komety Enckeovy, byly pozorovány během 100 až 150 let změny jasnosti. Touto otázkou se zabývá především Vsechsvjatskij a Bobrovníkov. Vsechsvjatskij dokazuje v řadě prací, že téměř u všech periodických komet vícekrát pozorovaných lze zjistit systematický pokles absolutní jasnosti. Link ukázal, že u komety Enckeovy nebyly do r. 1905 pozorovány žádné podstatné změny v absolutní jasnosti, avšak při dalších návratech až do r. 1947 jasnosti komety neustále ubývá a dnes je intenzita o řád menší, to jest pokles absolutní jasnosti činí 2,5 m. Z jeho materiálu lze ukázat, že podobný proces, avšak opačný, je ve fotometrickém parametru n . V minulém století se tento parametr pohyboval kolem hodnoty 4, dnes má hodnotu 6. To znamená, že změny jasnosti Enckeovy komety probíhají rychleji s heliocentrickou vzdáleností než dříve, a že velikost výparného tepla se zvětšila o jednu třetinu (asi 6000 cal/Mol).

Je zřejmé, že tato kometa byla po jistou dobu stálá, to jest jevila vždy tytéž změny jasnosti, měla touž absolutní jasnost a též celkový vzhled. Po r. 1905 nastala patrně změna vnitřní její struktury, a od té doby pozorujeme sekulární změny jak v jasnosti tak v celkovém vzhledu. Podobný charakter sekulárních změn našel Bobrovníkov u jiné periodické komety. Podle Konoplevové je průměrný pokles jasnosti komety za jeden oběh až 0,9 mg. Nutno však poznamenat, že sekulární pokles absolutní jasnosti se zatím jen konstatuje; o hodnotě tohoto poklesu lze říci velmi málo, zejména nelze dost dobře přijmout předpoklad Vsechsvjatského, že pokles jasnosti by byl plynulý.

Za nepřímý důkaz sekulárního poklesu jasnosti komet lze patrně pokládat rozdílnou jasnost neperiodických a periodických komet. Vanýsek určil, že z celkového počtu 99 komet pozorovaných v letech 1853—1951 neperiodické mají absolutní jasnost kolem 6,0 a exponent $n = 2,8$, kdežto periodické komety mají střední absolutní jasnost 10 mg a exponent $n = 4,2$. Jestliže, jak o tom bude ještě zmínka dále, pokládáme neperiodické komety za komety nové a periodické komety za komety staré, pak je zřejmé, že i statisticky vychází sekulární změna v absolutní jasnosti ve smyslu poklesu její hodnoty.

Sekulární změny jasnosti jsou přirozeným důsledkem plynného i prachového obsahu jádra komety. Změny parametru n nebo výparného tepla, které s tím souvisí, lze vysvětlit jednak tím, že nové komety obsahují plyn jinak vázaný k jádru komety, jednak tím, že obsahují značné množství meteorického prachu. Pro větší množství meteorického prachu v atmosféře nových komet svědčí i to, že ve spektrech nových komet se častěji pozoruje Fraunhoferovo spektrum (spektrum slunečního světla odraženého od prachových částic) než u komet periodických, s výjimkou komety Halleyovy. Podle toho by prachový obsah komet, přesněji řečeno vnější obal jádra komety, pozůstávající z volných prachových částic, byl vyčerpán ihned na začátku života periodické komety — pokud ovšem periodické komety skutečně vznikají z komet neperiodických, jak se o tom ještě zmíníme. Prachová vrstva by podle toho nebyla příliš velká. Podle pozorování meteorického roje komety Giacobiniovy-Zinnerovy určil Plavec, že počet meteoric-

kých částic je nepřímo úměrný čtvrté mocnině průměru. Podle toho by se fotometricky nejvíce uplatňovaly částice rozměru 10^{-5} cm, a celková masa částic prachu, vyvržených během jednoho oběhu z komety o absolutní jasnosti 6 mg byla 10^{11} — 10^{13} gramů. Přesto však, za předpokladu, že poloměr jádra komety je asi 10 km a že prachová vrstva byla vyčerpána během desíti oběhů, nebyla by silnější než několik milimetrů. Tím by bylo možno také vysvětlit náhlé změny absolutní jasnosti a parametru n u některých periodických komet. Jaký je osud komet, které bychom mohli zařadit mezi komety stabilní (Encke, Halley a p.), prozatím nevíme. Pokud by byl správný předpoklad Whippleův, že jde o konglomeráty ledu a meteorického materiálu, pak u stabilní komety podlehlby úplně pozvolnému rozpadu. V případě, že v jádru komety je větší monolit, ztratily by periodické komety postupně jen plynný obal a meteorický prach a nabyly by vzhledu malých asteroidů. Skutečně existuje několik velmi malých planetek, jejichž dráha je silně excentrická a připomíná spíše dráhu komety.

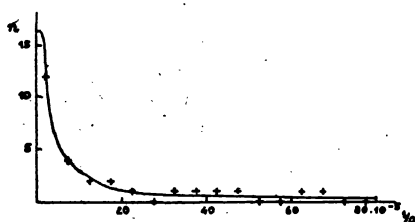
6. Problém původu komet

Původ komet je zatím nerozřešenou otázkou, podobně jako je tomu téměř u všech kosmogonických otázek. Jednotlivé hypotезy o původu komet lze však rozdělit do dvou skupin: na hypotезy interstelární a na hypotезy interplanetární. Uvedme alespoň stručně základní myšlenky jednotlivých hypotез. Nejstarší interstelární hypotезa byla vyslovena Laplaccem a později zastávána Seeligerem a Fabrym. Podle ní vznikly komety z mezihvězdného oblaku, který vlivem gravitačního působení Slunce byl narušen, při čemž jednotlivé jeho části se přibližují ke Slunci ve formě komet. Jistými variantami této hypotезy jsou hypotезy Nölkeova a Lyttletonova, které v podstatě Laplaceovu myšlenku jen málo pozměnily. Poněkud odlišná je myšlenka Bobrovnikova, který předpokládá, že komety jsou zbytky mezihvězdné hmoty, stržené Sluncem před milionem let, kdy procházelo mlhovinou v Orionu. Všechny tyto hypotезy by byly podepřeny tehdy, kdyby aphelia dlouhoperiodických komet nebo neperiodických komet směřovala ve směru slunečního pohybu, nebo alespoň, kdyby v prostoru měla tendenci klonit se k určitému směru. Witkowski se svými spolupracovníky skutečně ukázal, že většina neperiodických komet má svá aphelia ve směru slunečního apexu. Nicméně nelze tento fakt pokládat za dostatečně průkazný, ježto mohou existovat jisté výběrové efekty, působené tím, že pozorujeme jen komety, které se dostatečně přiblížily ke Slunci.

Hypotезy o interplanetárním původu komet lze dále rozdělit do dvou podskupin. Jedna, zastávaná a propracovávaná Vsechsvjatským, byla již v minulém století vyslovena Lagrangem. Vykládá vznik komet jako shluků meteorického materiálu, vyvrhovaného únikovou rychlostí z velkých planet nebo z jejich satelitů. Potřebné síly nachází Vsechsvjatskij v sopečné činnosti na těchto kosmických tělesech.

Tato myšlenka je dosti odvážná, vysvětluje však dobře vznik především krátkoperiodických komet. Slabinou hypotезy je však, že na velkých planetách ani na jejich satelitech žádná sopečná činnost pozorována nebyla.

Mnohem reálnější je theorie Oortova a van Woerkomova. Jak již bylo řečeno výše, ukázal Woerkom theoreticky, že většina komet, které se přiblížily po jakýchkoli drahách Slunci, podléhá rušivým účinn



Obr. 7. Počet komet v závislosti na převrácené hodnotě hlavní poloosy dráhy (podle Oorta).

kům Jupitera, který část komet „zajme“ do vnitřní oblasti planetární soustavy, nebo „vyhodí“ mimo sluneční soustavu vůbec.

Oort si povšiml, že existuje jisté maximum komet vysloveně krátkoperiodických, jejichž dráhy nemají hlavní poloosy větší než 25 astronomických jednotek. Pak je druhé — arcit' menší — maximum výskytu komet, které mají dráhy o poloosách 1000 až 20 000 astronomických jednotek, tedy oběžnou dobu $3 \cdot 10^4$ až $2,8 \cdot 10^6$ let. Mezi oběžnými dobami 10^2 až 10^4 let, bereme-li jen dráhy dobře určené, je mezera. To by ovšem naznačovalo, že komety se pohybují jednak po drahách velmi eliptických s oběžnou dobou až milion let, jednak po drahách komet krátkoperiodických, při čemž do skupiny těchto krátkoperiodických komet zahrnujeme i komety s oběžnou dobou 70 až 100 let, prostě všechny komety, které patří do vnitřní oblasti sluneční soustavy. Frekvenční křivka, znázorňující počet komet v závislosti na hlavní poloose oběžné dráhy je na obr. 7. Oort z toho usuzuje, že většina komet se pohybuje po různých drahách ve vzdálenosti asi 20 000 astronomických jednotek, tedy ve vzdálenosti 0,1 paprsek od Slunce, kde tvoří jakýsi kometární oblak. Tento oblak sahá pravděpodobně ještě dále. Oblak komet je narušován gravitačními účinky při vzájemných setkáních se Sluncem a s blízkými hvězdami, které působí (obdobně jako Jupiter ve vnitřní části sluneční soustavy) změnu původních drah kometárních těles buď v dráhy hyperbolické, při čemž se těleso definitivně oddělí od kometárního oblaku, nebo ve velmi protáhlé dráhy, po nichž se kometa přiblíží ke Slunci a je pozorována jako kometa nová. Jisté procento těchto komet je zachyceno Jupiterem a dá tak vzniknout krátkoperiodickým kometám. Podle toho jsou tedy nové komety ve skutečnosti kometami periodickými, ovšem s oběžnou dobou řádově 10^5 až 10^6 let. Většina z nich se pravděpodobně skutečně po prvé přiblížila ke Slunci.

Tuto hypotézu podporují především výsledky pečlivých vyšetřování drah komet s velmi dlouhou oběžnou dobou, kdy se výstřednost dráhy blíží jedné. Vyšetřování Strömgera a Sindinga ukazují, že jen nepatrné procento pozorovaných komet má dráhy hyperbolické; většina komet má dráhy eliptické. Také fyzikální rozdíl mezi starými kometami, to jest kometami periodickými, a kometami novými, který se dá vysvětlit sekulární změnou jádra komety, podporují myšlenku Oortovu.

Zůstává nicméně otázkou, jak vznikl kometární oblak kolem Slunce ve vzdálenosti, která je již srovnatelná se vzdálenostmi mezi hvězdami. Oort a Fesenkov vyslovují myšlenku, že kometární oblak vznikl současně s planetkami mezi Marsém a Jupiterem katastrofou větší planety (viz Sovětská věda—Matematika, fyzika, 1951, str. 488). Impuls při rozpadu planety udělil jednotlivým vzniklým částem různé dráhy, při čemž části s velkou massou, které pozorujeme dnes jako velké planety (Ceres, Palas, Juno a p.) se pohybují přibližně po dráze původního tělesa, kdežto malá tělesa a především jádra komet se pohybují po drahách velmi výstředních, tato malá tělesa pak utvořila kometární oblak.

Oortova myšlenka stálého doplňování krátkoperiodických komet z kometárního oblaku se zdá být velmi pravděpodobná. Výklad původu kometárního oblaku je však zase velmi sporný, právě tak, jako všechny ostatní podobné hypotézy. Původ kometárního oblaku nebylo by třeba hledat v žádném hypotetickém zániku nějaké planety; tento oblak může být prostým důsledkem vytváření sluneční soustavy konglomerací planet a ostatních těles sluneční soustavy z rozptýleného meteorického materiálu, jak to předpokládá Šmidt (viz na př. článek „O vzniku Země“ v čas. „Sov. věda—Mat.-fys.-astr.“, sv. IV (1954, č. 4).

Je totiž zřejmé, že na formaci planet se nezúčastnil všechen materiál v okolí Slunce, nýbrž jen jeho část. Zbytek pak nutně byl jednak pohlcen Sluncem, jednak tlakem světelného záření vytlačen z vnitřní oblasti sluneční soustavy; může se pak udržet jen ve větších vzdálenostech od Slunce. Jak ukázal nedávno Safronov, nelze na příklad

počítat s přítomností plynu a prachu v blízkosti žhavých hvězd až do vzdálenosti jednoho parseku od nich. Slunce, jehož zářivá energie je menší, má tuto hranici pochopitelně kratší. Je tedy možné, že komety vznikly současně s planetami a představují dnes „ukázky“ stavebního materiálu sluneční soustavy. Jak je tedy vidět, je otázka původu komet úzce spjata s otázkou vzniku celé sluneční soustavy.

J. KLECZEK
Astronomický ústav ČSAV

SLUNEČNÍ PROTUBERANCE

(Nové pozorovací výsledky)

Sluneční protuberance patří k nejzáhadnějším zjevům v astrofysice, jak co do povahy sil, které pracují na jejich vytvoření a na pohybech v jejich nitru, tak co do jejich záření. Numerické údaje, které dosud byly získány, se týkají jejich tvaru, spektra a rychlostí pohybů. Bohužel určení velikosti magnetického pole v protuberancích, které by nejvíce přispělo k vysvětlení jejich vzniku, dosud nebylo provedeno.

Obvykle se pod pojmem protuberance rozumějí útvary ve vnitřní koruně, pozorovatelné v čáře H_{α} . Přesahují tedy protuberance výšku $30''$, to je $1,03 R_{\odot}$ čili 21.000 km. Někteří autoři však počítají k protuberancím též spikule a pokládají chromosféru za velké množství drobných protuberancí.

U většiny protuberancí je velikost a tvar individuální a podléhá rychlé časové změně. O rozmanitosti v protuberancích svědčí již značná rozdílnost v jejich životní době: od několika minut do několika měsíců, ba některé pravděpodobně setrvávají po několik roků.

Pro názor o velikosti protuberancí uvedme d'Azambujovy výsledky měření filamentů (klidných protuberancí v průmětu na disk):

tloušťka	6.600 km,
výška	40.000 km,
délka	200.000 km.

Z těchto tří rozměrů je tloušťka nejstabilnější a jen málo se mění od filamentu k filamentu. Tak pro 103 filamenty se od uvedené hodnoty lišila o méně než 1.500 km, v jednom případě byla tloušťka menší než 4.000 km a pro 8 filamentů byla 8.000—12.000 km. Nejvíce však kolísá délka, od 50.000 km do 1.000.000 km.

1. Vývoj filamentu

Při svém vzniku mají filamenty délku kolem 50.000 km a orientaci přibližně poledníkovou. Jejich konce bližší rovníku přesně sledují průměrnou šířku skvrn během jedenáctiletého cyklu. Asi třetina filamentů souvisí ostatně přímo se skvrnami. Na svém konci bližším pólu filament roste a maximální délky dosahuje zpravidla po třetí otočce. V části bližší pólu se víc a více odklání od poledníku. Potom se rozpadá, stává se méně výrazným a konečně mizí.

Vývoj filamentů v polární oblasti je mnohem nejasnější, nelze určit ani jeho vznik, ani zánik. Vysokošífkové filamenty se řadí ve směru rovnoběžek, jeden za druhým a vytvářejí tak celý věnec kolem Slunce. Pro svou orientaci však není na okraji nijak