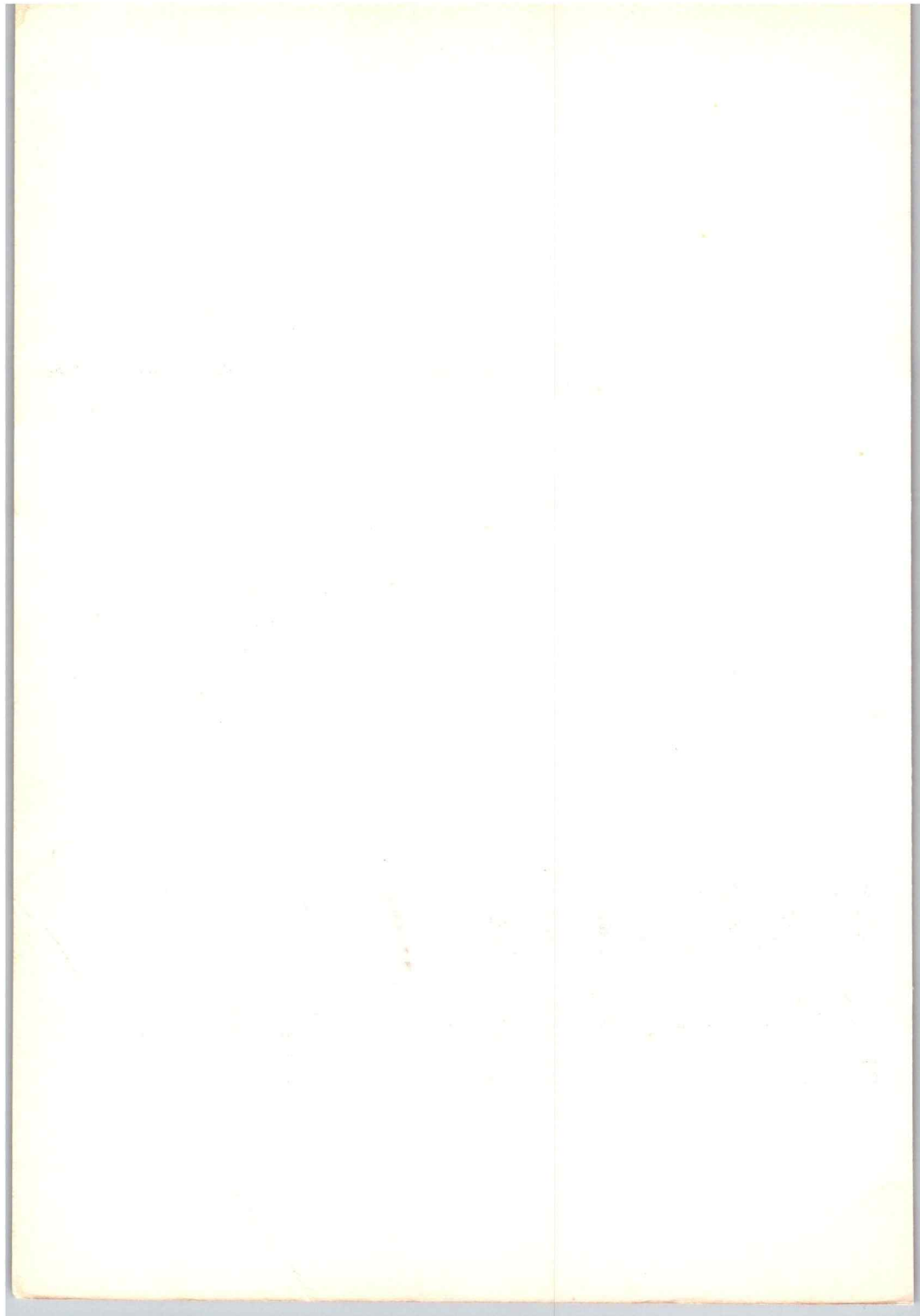




KOSMICKÉ ROZHLEDY

ROČNÍK 26 (1988) ČÍSLO 1

NEPERIODICKÝ VĚSTNÍK ČESKOSLOVENSKÉ ASTRONOMICKÉ SPOLEČNOSTI PŘI ČSAV



KOSMICKÉ ROZHLEDY, neperiodický věstník Československé astronomické společnosti při Československé akademii věd

ročník 26 (1988) číslo 1

Martin Šolc

Chemické složení pevných částic kometárního původu

V prvních třech desetiletích kosmického výzkumu sluneční soustavy byla pozornost obrácena na velká tělesa - Měsíc a blízké planety. V poslední době se však dostávají do středu zájmu tělesa malá, planety, některé měsíce a zejména komety. Důvod je poměrně jednoduchý - chceme-li se dozvědět více o vzniku sluneční soustavy, pak je třeba hledat stopy původní látky, ze které byla sluneční soustava vytvořena, a ty rozhodně nelze najít na velkých tělesech, která za svou existenci prošla složitým geologickým vývojem. Slibným cílem pro kosmické lety jsou proto hlavně komety, přesněji řečeno kometární jádra, protože pravděpodobně obsahují nejméně přetvořenou zárodečnou látku planetárního systému.

Tak bylo také rozhodnuto, že se využije návratu Halleyovy komety v letech 1985/1986 k podrobnějšímu výzkumu kosmickými sondami. K této kometě vzlétla celá flotila sond - dvě sovětské Vega, západoevropská Giotto, dvě japonské sondy Sakigake a Suisei, a zdálky ji sledovala již dříve vypuštěná americká sonda ICE, která byla složitým manévrem navedena na dráhu procházející v září 1985 ohonem komety Giacobini-Zinner a v březnu 1986 ve vzdálenosti asi 0,2 astronomické jednotky od komety Halleyovy.

Všechny tyto mise se musely již od počátku potýkat s určitým paradoxem - Halleyova kometa obíhá v opačném smyslu než planety a také rovina její dráhy má výrazný sklon k rovině oběžné dráhy Země. Vzájemná rychlost sond vypuštěných ze Země a kometárního jádra byla proto značná - 79 km/s pro Vega 1, 77 km/s pro Vega 2 a 67 km/s pro Giotto. Na vlastní měření nezbyvalo tedy sondám mnoho času; pro většinu experimentu to bylo méně než několik desítek minut. Na druhé straně byla díky soustředěným pozorováním ze Země i ze sond Vega průběžně zpřesnována znalost dráhy Halleyovy komety tak, že bylo možné navést sondu Giotto dosti přesně do místa plánovaného průletu. Zanedbatelná nebyla ani popularita právě této komety, neboť bezpochyby i ta sehrála svoji roli v přidělování prostředků na kosmické projekty.

I přes bohaté výsledky, získané vesměs úspěšnými sonda-

mi, odborníci dodnes váhají vyslovit jednoznačný názor na původ komet (přesněji kometárních jader). Velmi pravděpodobné je, že v mezihvězdném prostoru jsou podmínky pro vznik prachosněhových těles o velikostech kolem desítky kilometrů nanejvýš nepříznivé. Přijatelnější se proto zdá, že kometární jádra nebyla přítomna v zárodečném oblaku mezihvězdného plynu a prachu, ze kterého se Slunce a planety později vytvořily působením gravitace, ale že byly spíše jakýmsi raným stupněm tohoto procesu tvoření. V rozhodování o správnosti domněnek o původu komet by jistě pomohla spolehlivá znalost počtu a rozložení kometárních jader ve sluneční soustavě ve dnešní době. Tyto údaje však zdaleka nejsou k dispozici, protože kometární jádra jsou pozorovatelná pouze v relativní blízkosti Slunce, kde se obalí svítící atmosférou vypařených plynů a uvolněných prachových zrněk. Ve vzdálenosti větší než řekněme 10 astronomických jednotek není zatím naděje spatřit ze Země ani jedno kometární jádro, protože jsou příliš malá a špatně odrážejí sluneční světlo.

Kometry rozdělujeme podle oběžné doby na krátkoperiodické a dlouhoperiodické. Krátkoperiodické se pohybují uvnitř planetárního systému (zhruba do 50 AU od Slunce) a mají proto oběžné doby kratší než 200 let (podle 3. Keplerova zákona). U dlouhoperiodických komet je určení parametru dráhy problematické - pokud je vůbec možné stanovit podle krátkého pozorovaného úseku dráhy takové kometry celkovou velikost její dráhy (například velikost hlavní poloosy), pak vycházejí hodnoty kolem 20 000 AU až 70 000 AU a tomu odpovídající oběžné doby řádu milionu let. Protože krátkoperiodické kometry postupně vyčerpávají svá jádra (u Halleyovy komety bylo tempo úniku látky z jádra v době průletu sondy Giotto asi 18 tun plynu a 6 - 10 tun prachu za sekundu), přestávají po určité době zářit. Krátkoperiodické kometry však pozorujeme (v posledních letech až 30 objevů ročně), a proto musí být někde zásobárna kometárních jader a musí existovat způsob, jak se z ní jádra dostávají na krátkoperiodické dráhy.

V roce 1950 navrhl holandský astronom Jan Oort z university v Leidenu, že takový rezervoár 100 až 1000 miliard kometárních jader by mohl být právě ve vzdálenostech 20 000 AU až 70 000 AU od Slunce. Rozdělení sklonů drah by zde bylo ve všech směrech stejné (izotropní) a dráhy by tak vyplňovaly sférický oblak, dnes nazývaný Oortovým jménem. Jádra komet se z Oortova oblaku mohou dostávat do vnitřní sluneční soustavy gravitačním rušením okolními hvězdami nebo blízkými oblaky mezihvězdné látky. Je třeba si uvědomit, že vnější hranice Oortova oblaku představuje vlastně asi jednu třetinu vzdálenosti k nejbližší hvězdě a že Slunce se vzhledem k okolním hvězdám pohybuje rychlostí +20 km/s. Oblaka mezihvězdné látky jsou sice od Slunce více vzdálena, ale zato mají v průměru větší hmotnost - typicky např. 3000 hmotností Slunce, a tak je třeba vzít v úvahu i jejich možné gravitační působení. Pokud se dostane kometární jádro do vnitřní sluneční soustavy, pak může jeho dráhu upravit gravitační působení některé z velkých planet, hlavně Jupitera a Saturnu. Skutečně jsou již delší dobu známé rodiny Jupiterových, Saturnových a patrně i Uranových

komet, jejichž pohyb vyhovuje této představě o záchytu komety velkou planetou. Také rozdělení drah krátkoperiodických komet v prostoru již není izotropní, ale většina z nich má sklony k oběžné dráze Země a velkých planet menší než 30 stupňů, v souladu s mechanikou záchytu. Třebaže tedy není možné existenci Oortova oblaku prokázat dnes pozorováním, pokládá jej většina astronomů za reálný a z této hypotézy vycházejí i naše další úvahy.

Jak vznikl Oortův oblak a jak jeho vznik souvisí s celým procesem tvoření sluneční soustavy, to zůstává stále otázkou. Zhruba řečeno, přijatelné by byly dvě představy:

- kometární jádra se tvořila ve vzdálenostech 50 až 100 AU od Slunce a potom byla působením gravitačních poruch od velkých planet vypuzena do větších vzdáleností, kde vytvořila Oortův oblak;

- při vzniku sluneční soustavy se kromě centrálního protoplanetárního disku utvořily také malé rotující satelitní mlhovinky, ve kterých se gravitačním kolapsem vytvořila kometární jádra, tedy vznikala už od počátku ve vzdálenostech odpovídajících rozměrům Oortova oblaku.

Kromě těchto dvou hypotéz se ještě před nedávnou dobou vážně uvažovalo o mezihvězdném původu komet. Nyní se zdá tato hypotéza vyloučena, protože např. poměry zastoupení izotopů prvků naměřené v plynu i prachu z Halleyovy komety jsou shodně s těmito poměry ve sluneční soustavě, ale liší se od poměrů v oblacích mezihvězdné látky.

Hmotnostní spektrometry FUMA a PIA pro analýzu prachu

Jedna z možných cest, jak analyzovat zastoupení prvku v nějakém pevném materiálu, spočívá v přivedení většího počtu atomů nebo molekul uvolněných z tohoto materiálu do hmotnostního spektrometru. V hmotnostním spektrometru se částice pohybují odlišným způsobem v závislosti na své hmotnosti. Kvůli úpravě rychlosti a tvaru drah částic uvnitř spektrometru je nutné, aby částice měly elektrický náboj. Atomy nebo molekuly je proto třeba ještě před vstupem do spektrometru ionizovat. Ve spektrometrech na kometárních sondách k ionizaci docházelo při dopadu pevných zrn na tvrdý terč (dopad = impakt, proto se spektrometry označují také jako impaktní).

Princip práce spektrometru je jednoduchý - kladné ionty uvolněné impaktem jsou urychleny v elektrickém poli o rozdílu potenciálu U (získají stejnou energii) a pak proletí dráhu l m, na jejímž konci jsou registrovány násobičem. Při stejné kinetické energii letí lehké ionty pochopitelně rychleji než ionty těžké a tak časový průběh signálu na násobiči představuje rozdělení počtu iontů podle hmotnosti. Vodíkové ionty (protony) potřebovaly k průletu přístrojem asi 4 μ s, ionty stříbra asi 40 μ s. Takové spektrometry se nazývají time-of-flight (TOF). Označíme-li q náboj iontu, m jeho hmotnost a v jeho rychlost, pak platí

$$\frac{1}{2} m v^2 = q U$$

a vztah mezi registrovanou dobou letu iontu přístrojem $t - t_0$ po dráze s dostáváme (dosazením $v = s/t$)

$$t = \frac{s}{\sqrt{2 q U}} \sqrt{m} + t_0$$

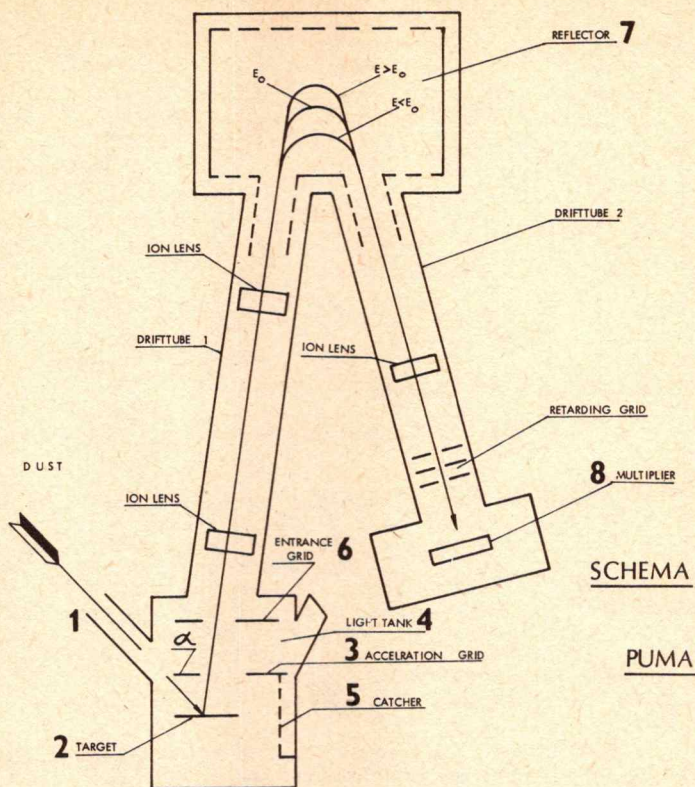
což zkráceně zapíšeme jako

$$t = A \sqrt{m} + B$$

Konstanty A, B jsou závislé na způsobu činnosti přístroje a byly změřeny ještě před vypuštěním sond. V naměřených hmotnostních spektrech prakticky nebyly zjištěny stopy vícenásobně ionizovaných atomů, takže konstanta A závisí na napětí na urychlovací mřížce a na reflektoru. Právě napětí na reflektoru bylo u experimentu PUMA měněno tak, aby se zachytila část iontů s počátečními energiemi do 50 eV (tzv. dlouhá spektra) anebo ionty s energiemi až do 150 eV (tzv. krátká spektra). Mnohé výsledky se pak liší podle toho, zda byly odvozeny z dlouhých nebo krátkých spekter. Během průletu kolem komety se pravidelně přepínalo napětí na reflektoru a dlouhá a krátká spektra jsou tedy zhruba stejně četná a pokrývají statisticky tutéž směs materiálu zrn. Hodnota A např. u dlouhých spekter z PUMA 1 je 3,950 a u krátkých 3,650. Přesná hodnota A se však určuje teprve při interpretaci spekter, pokud se nám podaří identifikovat spektrální čáry alespoň pro dva prvky (nejčastěji uhlík a stříbro). Konstanta B určuje pouze posunutí počátku měření času a nemá podstatný fyzikální význam.

Vysoká vzájemná rychlost kometárních zrn vzhledem k sondě byla v případě prachových analyzátorů využita právě k ionizaci materiálu zrn. Na obrázku je schéma analyzátorů PUMA ze sond VEGA, analyzátor PIA na sondě Giotto byl přístrojem PUMA velmi podobný. Vstupní otvor (1) na sondě Giotto i na sondách VEGA mířil ve směru letu. Pokud by proud vstupujících prachových zrn byl příliš hustý, záklopkami bylo možné jej omezit od 5 čtverečních centimetrů po 1 čtvereční milimetr (na přístrojích PUMA tyto záklopkové nebyly zabudovány). Rychlostmi 79, 77 a 67 km/s po řadě pro VEGU 1, 2 a Giotto dopadala prachová zrna na terče.

Terče měly různý tvar i složení. PUMA 1 obsahovala destičku ze stříbra dopovaného platinou (obr. 2a), v jejímž povrchu byly vyryty drážky tak, že "plošky" s chodu byly kolmé na osu úhlu mezi směrem dopadu prachových zrn a vstupní trubici spektrometru. Do jisté míry se počítalo s tím, že bude platit "úhel dopadu je roven úhlu odrazu" a že do spektrometru se tak dostane největší množství uvolněných iontů při dopadu prachového zrna na terč. PUMA 2 a PIA měly jako terče tenkou kovovou folii, PUMA 2 ze stříbra a PIA z platiny dopované asi 5 % stříbra. Kovový film o šířce 55 mm a délce 700 mm se při měření zvolna přetáčel (0,6 mm/s) z jedné cívky na druhou a tak zrna dopadala vždy na nový,

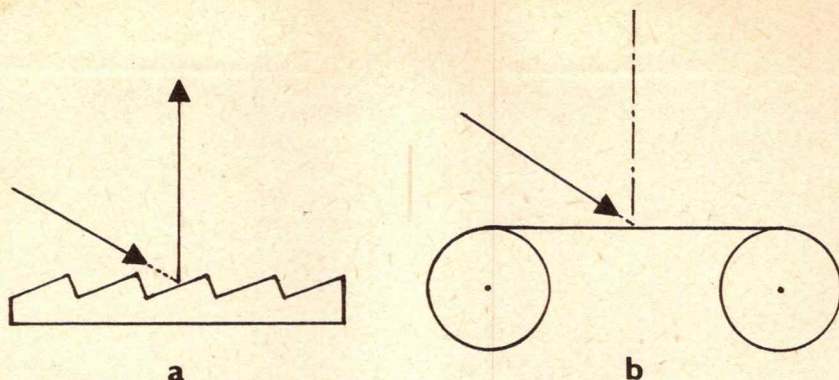


Obr. 1. Schéma hmotnostního spektrometru PUMA ze sond VEGA (legenda k číslům v textu)

nekontaminovaný povrch (obr. 2b).

Jestliže malá pevná částice dopadne na pevný terč relativní rychlostí větší než 1 km/s, nastane zde řada jevů:

- v terči se vytvoří mikrokráter
- částice zanikne, přičemž produkty jejího rozpadu mají formu závislou na rychlosti dopadu
- z místa dopadu vyletí sekundární částice
- objeví se záblesk
- uvolní se neutrální atomy popř. molekuly a záporně i kladně nabitě ionty.



Obr. 2. Schéma terčů spektrometrů PUMA 1 (a) a PUMA 2/PIA (b). Šipka šikmo zleva označuje směr dopadu prachových zrn, směr do nitra spektrometru je kolmo vzhůru.

Prachové zrno při dopadu na terč nezaniká najednou, ale postupně, třebaže celý děj trvá jen pikosekundy (při průměru částice 1 μm a rychlosti 79 km/s trvá dopad $t = 1 \mu\text{m} / (79 \text{ km/s}) = 13 \text{ ps}$). Po prvním kontaktu s povrchem terče se začne zrnem šířit rázová vlna, která zrno ještě před dopadem roztrhne na několik částí a z povrchu zrna uvolní atomy a molekuly. Tento jev se nazývá molekulární desorpce a jeho projevem jsou stopy po přítomnosti některých molekul v hmotnostních spektrech. Zbytek částice vytvoří obláček plazmatu, v němž jsou zamíchány i ionty a neutrální atomy z terče.

Při dopadu je ionizována jen část vylétujícího materiálu, kterou budeme charakterizovat symbolem Y (ion yield). Pro atomy jednotlivých prvků závisí velikost Y mimo jiné na vazbové energii okrajových elektronů v atomu; čím je tato energie nižší, tím snadněji se atomy daného prvku ionizují a tím vyšší je i konstanta Y. Tabulka konstant Y byla získána částečně výpočtem a částečně experimentálně přímo na přístrojích PUMA a PIA kalibrací při ostřelování terče pevnými částicemi známého chemického složení, hmotnosti i hustoty. Konstanta Y pro jeden prvek je tedy definována vztahem

$$Y = \frac{\text{počet iontů prvku registrovaných spektrem}}{\text{počet všech atomů tohoto prvku v prachovém zrně}}$$

Tabulka 1

Konstanty Y pro prvky nalezené ve spektrech

	H	C	N	O
krátká spektra (k)	200	50	17	25
dlouhá spektra (d)	40	5	1,7	2,5

	Na	Mg	Al	Si	P	S	Cl
(k)	310	49	58	16	10	15	10
(d)							

	K	Ca	Ti	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Zn
(k)	390	85	30	37	49	17	17	17	20
(d)									

krátká spektra - interval počátečních energií iontů do 150 eV

dlouhá spektra - interval počátečních energií iontů do 50 eV

Počet iontů, které se při dopadu zrna na terč uvolní, je funkcí nejen hmotnosti částice, ale i její hustoty. Zhruba řečeno, čím řidší je částice, tím dokonaleji se její materiál přemění v jednotlivé atomy a ionty. Ionizace dopadem je používána již dvacet let k analýze mikrometeoroidů na experimentech vypuštěných mimo zemskou atmosféru. Další zkušenosti byly získány v laboratorických Ústavu Maxe Plancka pro jadernou fyziku v Heidelbergu, kde je vybudován velký urychlovač pevných mikročástic. Vnitřek urychlovače je evakuován, mikrometrové kuličky z různých materiálů (skla, grafit, železo) jsou v urychlovači nejprve nabitý a potom elektrickým polem urychleny na dráze necelých 10 m až na rychlost přes deset kilometrů za sekundu. Maximální rychlost asi 55 km/s byla dosažena pro některé železné částice.

Terč v hmotnostních spektrometrech PIA/PUMA je na potenciálu +1 kV. Dopad prachového zrna způsobí proudový impuls v obvodu terče (target č. 2 na obr. 1) a to slouží jako jeden ze startovacích impulsů pro práci spektrometru. Kladné ionty uvolněné z terče jsou přitaženy urychlovací mřížkou (acceleration grid) (3) na -2 kV. Průchod iontu mřížkou vyvolá proudovou změnu v obvodu mřížky, což představuje druhý nezávislý startovací signál. Třetí nezávislý startovací signál poskytuje fotonásobič (PM, photomultiplier) (4), který registruje záblesk při dopadu zrna na terč. Pokud za prvním ze startovacích signálů během 2 μ s sledují další, zahájí se pracovní cyklus spektrometru. Počet koincidence (nejvýše tři, TG+AC+PM) nutný k zahájení se stanovuje automaticky podle "zaměstnanosti" spektrometru - je-li frekvence dopadu částic nízká, stačí ke startu jeden signál, pokud je vysoká, vyžadují se tři signály, aby byla jistota, že měření nezahájil šum, ale skutečný dopad. Pro částice velikosti 0,1 μ m až 10 μ m bylo třeba čtyř dekad citlivosti pro startovací signály. Nejmenší registrovaný náboj byl $5 \cdot 10^{-14}$ coulombu a největší tedy 10 000 krát větší.

Po průchodu urychlovací mřížkou získaly ionty energii 1 keV a vstupní mřížka (6) je vtáhla do první trubice, kde byl svazek iontů ještě fokusován elektrostatickou čočkou. Mezi první a druhou trubicí byl umístěn reflektor (7), který sloužil vyrovnání rozdílu v počátečních energiích iontů

až do 70 eV. Kladné elektrostatické pole v reflektoru bylo uzpůsobeno tak, aby do něho ionty vletěly, zabrzdily se a opět urychlily směrem do druhé trubice. Zhruba řečeno, ionty s vyšší energií pronikly do reflektoru hlouběji a strávily zde delší čas právě o tolik, o kolik letěly rychleji než ionty s energií nízkou.

Pro kontrolu startu byl na vstupním konci experimentu zařazen ještě chytač elektronů uvolněných při dopadu zrna a sekundárních roztráštěných částí zrna (CA, catcher) (5) a dále monitor (MO), který měřil náboje indukované průchodem iontů v první elektrostatické čočce.

Násobič (8) na konci druhé trubice měl 20 elektrod (dynod) udržovaných na postupně vzrůstajícím potenciálu tak, aby proud mezi každými dvěma za sebou následujícími dynodami byl zesílen stejným způsobem. Použití signálu z 5. 8. 11. 14. 17. a 20. dynody, zlogaritmování a sečtení poskytlo velmi rychlou informaci o počtu iontů dopadlých na první dynodu, i když se jejich počet mohl měnit v rozmezí 1 až 1 000 000. K násobiči byl připojen rychlý AD převodník, který ukládal do paměti digitalizovaný výstup z násobiče, hodnota byla tedy logaritmická a ležela mezi 0 a 127.

Pro přenos dat k Zemi bylo nutné užitečné údaje co nejlépe zhustit. I tak byly výsledky z hmotnostních analyzátorů na druhém místě co do nároku na kapacitu přenosového kanálu (nejnáročnější byl samozřejmě přenos televizních obrazů). TOF spektra byla proto ukládána do paměti připojeného počítače čtyřmi různými způsoby (mody) a v této formě pak vysílána na Zemi.

- mod 0: Každých 66,66 ns byl uložen digitalizovaný výstup z násobiče (tedy ve frekvenci 15 MHz). Interval 4 μ s až 42,5 μ s byl takto pokryt zhruba 575 body TOF spektra.

- mod 1 (minima/maxima): Zaznamenáván byl pouze výstup z násobiče v okamžicích lokálního maxima nebo minima. Jako časový údaj, kdy maximum nebo minimum nastalo, byla užitá rychlá digitalizace momentálního napětí na kondenzátoru, jehož nabíjení započalo při startu měření. Údaj z tohoto t^2 -generátoru ležel mezi 0 a 255. Pokud nebylo po dobu 1,13 μ s zaznamenáno žádné maximum nebo minimum, odečetla se střední hodnota za tuto a zanesla do paměti.

- mod 2 (pouze maxima): záznam probíhal podobně jako u modu 1, ale bez zápisu minim.

- mod 3 (pouze maxima): Stejný způsob záznamu jako v modu 2, pouze střední hodnota v případě nepřítomnosti maxima se zapisovala až po 8,6 μ s.

Následující tabulka ukazuje, kolik použitelných spekter a ve kterých modech bylo získáno:

Tabulka 2

Počty získaných použitelných spekter

mod	PUMA 1	PUMA 2	PIA
0	94+21	28	122
1	542	} cca 200	} cca 2000
2	318		
3	1194		

Rozbor a klasifikace hmotnostních spekter

Izotopové složení kometárního prachu

Izotopové poměry se nemění při chemických reakcích (s výjimkou frakcionace při nízkých teplotách) a nezávisejí ani na tlaku atd. Pokud platí představy o vzniku sluneční soustavy tak jak byly vloženy v úvodu, pak musí být poměry izotopů v různých tělesech sluneční soustavy stejné. Následující tabulka ukazuje, které izotopy byly nalezeny ve hmotnostních spektrech. Protože různě těžká jádra téhož prvku se chovají při ionizaci naprosto stejně, ukazují mohutnosti čar ve spektru skutečně poměry zastoupení jednotlivých izotopů, pokud ke sledovaným čarám nepřispívají ještě další ionty, např. ionty molekulární. Ve spektrech s čistě atomárními čarami jsou poměry izotopu zhruba stejné jako v pozemských materiálech, tedy normální. Pouze poměr mohutnosti čar na 12 a 13 amu vykazuje velikou variabilitu, od 0,5 do několika tisíc. Je proto přirozenější předpokládat, že k některým čarám přispívají molekulární ionty (např. C₂ ke 24 amu) než vytvářet nějakou revoluční teorii vzniku sluneční soustavy. Závěr tedy zní - kometární jádra vznikla ze stejného materiálu jako ostatní tělesa sluneční soustavy.

Tabulka 3

Izotopové poměry v PUMA 1 (mod 0) spektrech

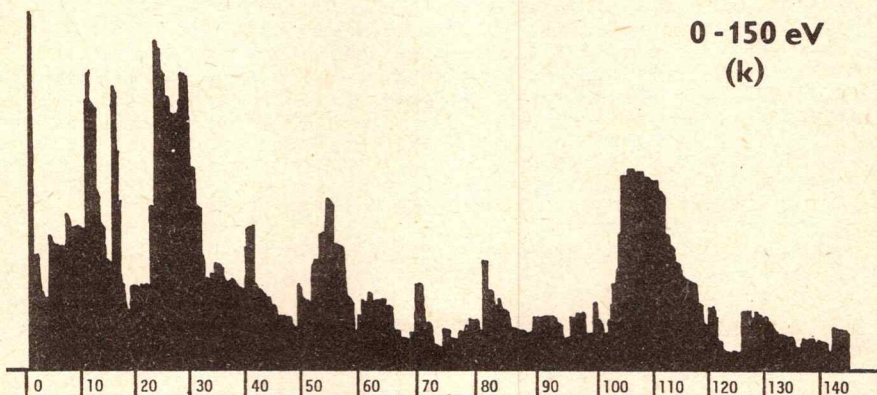
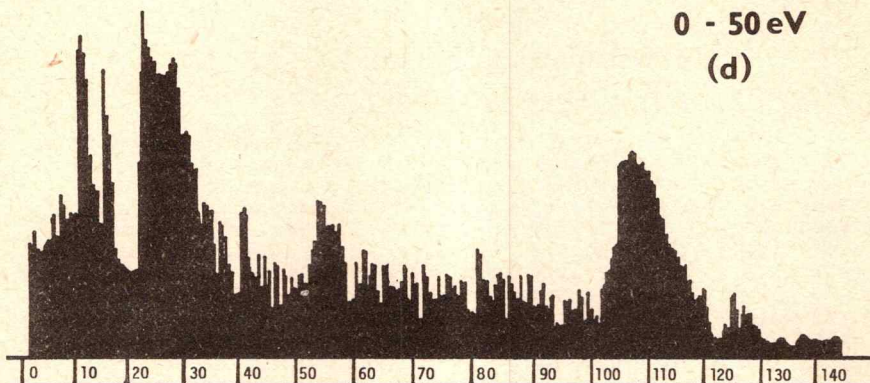
	pozemský	kometární
¹² C/ ¹³ C	89	175 +132 - 87
¹⁶ O/ ¹⁸ O	499	480 +100 - 33
²⁴ Mg/ ²⁵ Mg	7,8	17 +9,8 -7,8
²⁴ Mg/ ²⁶ Mg	7	14,3 ± 1,9
³² S/ ³⁴ S	22,6	22 ± 2
³⁵ Cl/ ³⁷ Cl	3,08	3,0 ± 0,6

$^{54}\text{Fe}/^{56}\text{Fe}$

1/15,8

1/(15,2 \pm 3,2)

Izotopy umožňují celkem spolehlivě identifikovat čáry některých prvků, jak můžeme ukázat např. na magnésiu: Jsou-li ve spektru tři čáry na 24, 25 a 26 amu a poměr jejich výšek je 8:1:1, pak představují téměř jistě magnésium. Tímto způsobem byly identifikovány mnohé další čáry prvků ve spektrech.



Obr. 3,4. Souborná spektra 1194 částic registrovaných spektrometrem PUMÁ 1 v modu 3. Liší se hlavně v citlivosti přístroje na lehké ionty H C N O, které měly patrně vyšší počáteční energie než 50 eV a nebyly proto v dostatečné míře zachyceny na tzv. dlouhých spektrech (d), zatímco na krátkých spektrech (k) jsou dobře patrné.

Složení anorganických částí zrn

Hmotností spektra dávají možnost stanovit zastoupení jednotlivých prvků a izotopů, ale nevypovídají jednoznačně o chemických vazbách mezi prvky. O minerálech obsažených v zrnech lze tedy uvažovat jen na základě nepřímých důkazů. Prvním z nich je nízká hustota zrn, asi $0,2 \text{ g/cm}^3$. Zrna tedy velmi pravděpodobně obsahují pouze minerální vzniklé při nulovém tlaku a to svědčí o tom, že kometární jádra vznikla spíše způsobem, jaký jsme popisovali v úvodu, než rozpadem nějakého hmotnějšího tělesa.

Prvky lze rozdělit podle společného výskytu ve spektrech do pěti skupin: 1: Ni, Cr, Ti, Mn; 2: S, Fe, Mg, Si; 3: Al, Ca; 4: C, H, N, O; 5: Cl, Na. Chlor z poslední skupiny se dostal na terč PUMA 1 patrně ještě před vypuštěním sondy; zda i sodík pochází z kontaminace, není ovšem zatím jasné. Prvky z čtvrté skupiny tvoří hlavně organický materiál, o kterém se bude psát odděleně. Zatím není vysvětleno, proč je kyslík vázán mnohem více v organických sloučeninách než v minerálních kysličnících ve skupinách 1 až 3. Zastoupení Ca, Al je často úměrné (koreluje) a podobně koreluje mezi sebou i zastoupení S, Fe, Mg a Si. To ukazuje, že železo je vázáno v minerálech chemicky k ostatním prvkům a že se nevyskytuje v kometárních částicích jako aglomerovaná kovová zrnka. Podobně platí totéž pro zastoupení kovů z první skupiny.

Výjimečně (asi 2 %) spekter ukazuje vysoké zastoupení Fe a S. Pravděpodobný kandidát je troilit FeS , obalený eventuálně nějakými karbidy nebo karbonáty. Přítomnost SiC v meteoritech a v cirkumstelárních obálkách některých hvězd byla potvrzena již dříve.

Většina minerálů v zrnech jsou sloučeniny Si, Mg, Fe a O, tedy silikáty. Jednotlivé typy se liší právě v poměru těchto prvků a tak i když neznáme přesné hodnoty Y, můžeme silikáty seřadit podle těchto poměrů a potom porovnat s podobně seřazenými pozemskými vzorky. Vychází odtud, že asi 56 % zrn je podobných olivínu, 36 % pyroxenům a 8 % vrstevnatým silikátům. Jsou zde však také zrna prakticky bez železa s Mg/Si cca 1, pravděpodobně enstatitová, která nepřišla do styku s kysličníky železa a nemohla tak vytvořit olivín. To ukazuje, že prach v Halleyově kometě se tvořil za nízkých teplot, jinak by se enstatit nevyskytoval.

Otázka přítomnosti silikátů obsahujících vodu nemůže být zatím zodpovězena, protože prakticky nebylo nalezeno ani jedno spektrum, které by obsahovalo více vodíku a kyslíku a přitom nemělo žádný uhlík z organického obalu.

Zastoupení Al je velmi nízké. Prakticky nebyla nalezena zrna se složením podobným inklusím bohatým na Al, jaké známe z uhlíkatých chondritů C1.

Závěrem lze ukázat na podobnost složení halleyovského prachu právě s uhlíkatými chondrity typu C1, které platily za nejprimitivnější známý materiál ve sluneční soustavě. Nyní za takový platí halleyovský prach, zastoupení těžších

prvků v něm se od uhlikatých chondritů C1 liší nejvýše dvakrát, jak ukazuje přehledný diagram. Zastoupení lehčích prvků H, C, N, O je vyšší, spíše podobné slunečnímu a to je právě důvod, proč je halleyovský prach primitivnější než uhlikaté chondrity (obr. 5).

Tabulka 4

Relativní zastoupení prvků v sumárním spektru kometárních pevných částic; Si = 100, typická nejistota je 2

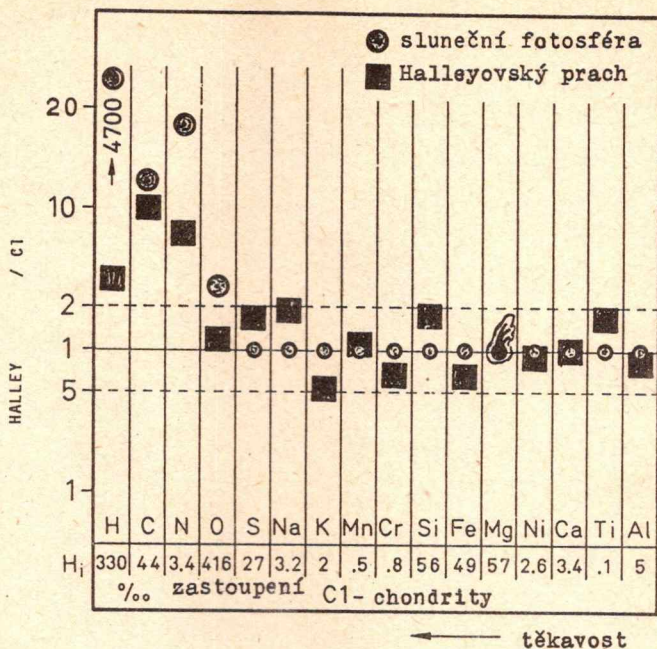
	H	C	N	O	Na	Mg	Si	S
PIA	200	960	141	262	-	69	100	32
FUMA 1 (dlouhá)	160	320	180	448	0,62	82	100	50
FUMA 1 (krátká)	160	256	167	294	0,52	59	100	60
Uhlikaté chondrity	590	76	6	730	12	103	100	48

	Ca	Fe
PIA	0,94	18,9
FUMA 1 (dlouhá)	3,38	26,3
FUMA 1 (krátká)	3,20	31,0
Uhlikaté chondrity	7	86

Organická složka kometárního prachu

Výrazné skupiny čar na 1, 12, 14 a 16 amu ukazují na vysoké zastoupení iontů H, C, N, O, jaké nelze čekat, jestliže by atomy těchto prvků byly chemicky vázány v některém minerálu. Vzhledem k tomu, že od uvolnění pevných zrn při sublimaci z kometárního jádra a zachycením v analyzátoru uplynula doba řádově alespoň desítek hodin, nelze také čekat, že atomy H, C, N, O pocházejí z vodního, metanového či jiného ledu. Za uvedenou dobu by v dané vzdálenosti od Slunce (0,8 AU) musely všechny ledy beze zbytku vysublimovat. Nezbyvá tedy než předpokládat, že atomy H, C, N, O jsou součástí nějakých molekul odolných proti sublimaci, které nejsou chemicky vázány k minerálům. Nezávislost minerální a organické složky zrn nejlépe dokumentuje diagram zastoupení Mg/C oproti Si/C. Zatímco zastoupení Si je úměrné zastoupení Mg, zastoupení C a Mg nekoreluje (obr. 6, 7).

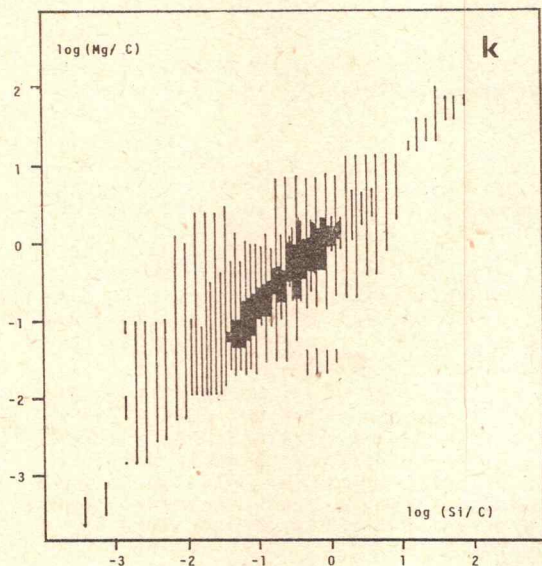
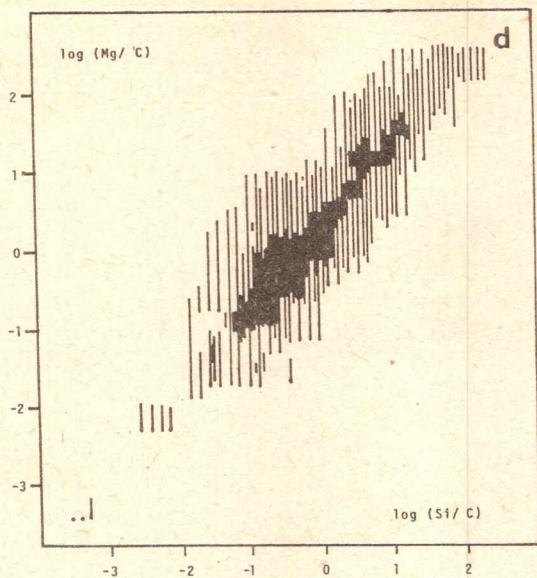
Nyní vzniká otázka, zda v naměřených hmotnostních spektrech vůbec můžeme identifikovat přítomnost těchto původních molekul. Spektra z PIA a FUMA 2 obsahují téměř



Obr. 5. Zastoupení prvků v kometárním prachu v porovnání s uhlíkatými chondrity C1 (byla použita spektra z FUMA 1 mod 0)

výhradně čáry příslušné atomárním iontům, ve spektrech z FUMA 1 však jsou čáry nepochybně molekulárního původu. Na 125 a 127 amu se projevuje spojení atomu stříbra (má dva izotopy 107 a 109 amu) s molekulou vody (18 amu), a dále jsou přítomny občas čáry $Ag+17$, $Ag+27$ a $Ag+30$, vzniklé připojením polárních molekul CH_3 , HCN a kyseliny mravenčí k atomu stříbra z terče. To ovšem znamená, že tyto slukky vznikly teprve po dopadu zrna na terč.

Při šíření rázové vlny zrnem během dopadu se mohou z povrchu zrna uvolnit atomy a molekuly tzv. desorpcí. Ostatní molekuly se v obláčku plazmatu po dopadu rozštěpí postupně až na jednotlivé atomy. Avšak ani molekuly uvolněné desorpcí nemusí být celé, ale již do jisté míry rozštěpené. Aby se zjistilo, které fragmenty molekul vystupují ve spektrech, je nutno poskládat dohromady více spekter, ze součtového (kumulativního) spektra vynechat všechny čáry prokazatelně atomární a vyhledat čáry, které zřetelně přecházejí šum. Jsou to čáry s m/q : 18, 25, 26, 28, 29, 42, 43, 44, 60, 63, 65, 67, 68, 71, 78, 79, 81, 87, 89, 118, 122, 130, 138, 148 (obr. 8). Mezi těmito čárami vyhledáme ty,



Obr. 6, 7

Korelace poměrů
počtu iontů Mg/C
vs. Si/C (d - dlouhá
spektra, k -
krátká spektra;
FUMA 1 mod 3)