

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia "Galileo Galilei"

Corso di Laurea Triennale in Astronomia

Tesi di Laurea

Effetti del mezzo interstellare e del sistema solare sulle missioni spaziali

Relatore

Chiar.mo Prof. Sergio ORTOLANI

Laureando

Vittorio CIBODDO

Anno Accademico 2019/2020

Indice

Introduzione	i
1 Il mezzo interstellare diffuso	1
1.1 Composizione e struttura	1
1.2 Gas interstellare	3
1.2.1 Distribuzione e organizzazione	3
1.3 Polvere interstellare	6
2 L.I.S.M.: il mezzo interstellare locale	9
2.1 Gas interstellare nel L.I.S.M.	9
2.1.1 Il modello RL08	10
2.2 Polvere interstellare nei dintorni solari	13
2.2.1 Il modello M.R.N.	14
2.3 Il rapporto di massa <i>gas-to-dust</i>	15
3 Applicazione: viaggio interstellare	17
3.1 Il progetto " <i>Breakthrough Starshot</i> "	17
3.2 Interazione con il L.I.S.M.: possibili processi fisici	18
3.2.1 Studio del "damage track"	21
3.3 Effetti dell'interazione con il gas interstellare	22
3.3.1 Danno alla superficie	24
3.4 Impatto con la polvere interstellare	28
3.4.1 Danno previsto alla superficie	30
3.4.2 Dimensione critica della polvere interstellare	33
3.5 Analisi dei dati	34
4 Il mezzo interplanetario	37
4.1 La componente granulare	37
4.1.1 I.P.M. interno	38
4.1.2 I.P.M. esterno	39
5 Conclusioni	43
5.1 Confronto L.I.S.M.-I.P.M.	43
5.1.1 Probabilità d'impatto critico	45
5.2 Come proteggere la sonda	50
Appendice	53
Bibliografia	54

Introduzione

Lo scopo di questo lavoro di tesi è quello di indagare, in modo preliminare, gli effetti del mezzo interstellare e del sistema solare sulle missioni spaziali interstellari. In particolare, considerando una sonda relativistica, si analizzano le cause e gli effetti dei processi fisici che possono intercorrere nei due diversi ambienti.

Infine, si indagano le differenze d'impatto e si esaminano diverse proposte su come proteggere la navicella spaziale.

Il presente elaborato è così suddiviso:

- Il **capitolo 1** fornisce una panoramica sul mezzo interstellare diffuso, definendone caratteristiche fisiche e costituenti più importanti.
Una particolare attenzione viene posta sulle componenti gassosa e granulare;

- Il **capitolo 2** mostra il mezzo interstellare *locale*, restringendo cioè il campo di osservabilità ai dintorni solari.
Si approfondisce il rapporto tra componente gassosa e componente granulare;

- Il **capitolo 3** evidenzia gli effetti dell'interazione con il mezzo interstellare *locale* di una sonda relativistica che si dirige verso α Centauri;

- Il **capitolo 4** presenta brevemente il mezzo interplanetario, ovvero il mezzo all'interno del sistema solare;

- Il **capitolo 5**, infine, riassume il confronto tra mezzo interstellare e sistema solare nell'ambito di un viaggio interstellare.
Vengono presentate proposte per ridurre al minimo le interazioni dannose alla sonda, con particolare riferimento all'aspetto astronomico della questione.

Capitolo 1

Il mezzo interstellare diffuso

Il mezzo interstellare diffuso, tecnicamente conosciuto con l'acronimo **I.S.M.** (**I**nter**S**tellar **M**edium), costituisce un fattore molto importante nello studio dell'universo. Genericamente, esso rappresenta l'insieme di materia barionica e di radiazione che si trova nello spazio tra le stelle.

Sullo stesso principio, ci si può riferire al cosiddetto mezzo intergalattico (anche qui tramite l'acronimo **I.G.M.**, ovvero **I**nter**G**alactic **M**edium) su scale galattiche. Data l'impossibilità di stabilire dei confini netti tra una galassia e quella successiva, solitamente si considera univocamente il mezzo interstellare anche su scale extra-stellari.

D'ora in avanti, dunque, si userà unicamente l'acronimo I.S.M. per indicare entrambi gli ambienti.

Il mezzo interstellare rappresenta una via indiretta molto vantaggiosa nello studiare l'evoluzione delle galassie, la formazione stellare e in definitiva l'evoluzione dell'universo su scale "locali". Essendo letteralmente il mezzo di congiunzione tra più oggetti astronomici, anche ad elevate distanze, la sua composizione chimica, fisica e la sua dinamica possono fornire informazioni utili sulle proprietà analoghe dei corpi celesti coinvolti.

Da questa prima descrizione si evince che la struttura dell'I.S.M. diffuso risulta alquanto complessa e variegata¹ e dunque di non banale descrizione.

Di seguito le caratteristiche principali.

1.1 Composizione e struttura

Al tempo cosmologico attuale si può affermare che la maggior parte della materia barionica dell'universo sia condensata in stelle e galassie (o nei resti di stelle e galassie): solo una minima parte, infatti, è materia diffusa nel mezzo interstellare. La Via Lattea non fa eccezione: circa il 10% della propria materia barionica è "diffusa". Sebbene sia una percentuale relativamente piccola, non risulta affatto trascurabile su scale "locali" (i.e. nei dintorni solari).

Questo aspetto verrà maggiormente trattato nel capitolo 2.

¹[3], pag.57

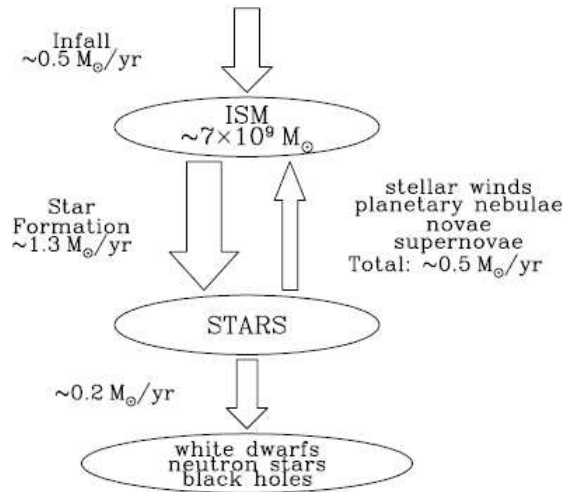


Figura 1.1: Flussi di massa barionica all'interno del mezzo interstellare. Si nota l'interconnessione con l'ambiente stellare circostante. Immagine presa da [1], cap.1, pag.2.

L'I.S.M., in realtà, è un insieme di più elementi sia di radiazione sia di particelle (protoni, elettroni liberi, etc.); la sua struttura è costituita da:

- **Gas interstellare:** ioni, atomi e molecole allo stato gassoso con distribuzione di velocità di tipo termico (seguono cioè la statistica di Maxwell-Boltzmann);
- **Polvere interstellare:** piccole particelle solide, dalle dimensioni tipiche dell'ordine del micron o sub-micron ($\sim 10^{-4}/10^{-5}$ cm), mescolate al gas interstellare;
- **Raggi cosmici:** ioni ed elettroni con energia cinetica notevolmente maggiore di quella termica, quasi relativistica. È una componente altamente energetica (registrati valori dell'ordine di $\sim 10^{21} eV$);
- **Radiazione elettromagnetica:** fotoni a diverse frequenze a seconda della sorgente di emissione. Si possono includere la C.M.B. (Cosmic Microwave Background), le fotosfere stellari (pura luce visibile), radiazione emessa da ioni, atomi, molecole, emissione termica dei grani interstellari eccitati da radiazione stellare, emissione di free-free da plasma termico, radiazione di sincrotrone da elettroni relativistici e raggi γ emessi durante transizioni atomiche e decadimenti nucleari;
- **Campo magnetico interstellare:** dovuto a correnti elettriche nel mezzo interstellare. Risulta importante in generale perchè "orienta" i raggi cosmici e può spiegare alcuni aspetti dinamici dell'I.S.M.;
- **Campo gravitazionale:** è dato dall'insieme di tutte le componenti di massa non-nulla (i.e. stelle, resti di stelle e la stessa materia barionica interstellare).

Per completezza di trattazione, all'elenco di cui sopra bisognerebbe aggiungere anche il contributo della materia oscura. Tuttavia, dato l'obiettivo del presente elaborato e la pochezza di dati a disposizione per una descrizione soddisfacente, tale intervento si considera trascurabile.

Poichè circa il 98% del L.I.S.M. è composto da gas e polvere interstellare, questi si possono considerare come le proprie componenti principali. Di seguito un loro approfondimento.

1.2 Gas interstellare

Con riferimento alla Via Lattea (fig. 1.2), la maggior parte del gas interstellare è situata in un disco dallo spessore di qualche centinaio di parsec (~ 500 pc). Tale regione si trova nelle zone periferiche della Galassia, in corrispondenza delle aree di formazione stellare. Considerando il sistema in 3D, il disco di gas presenta una certa estensione al di sopra e al di sotto del piano galattico, sebbene la maggior concentrazione si registri a bassi valori di latitudine galattica.

L'intera struttura si distribuisce con una certa simmetria rispetto all'equatore galattico senza dei confini netti -superiori o inferiori-: per questo si può affermare che la sua estensione è di tipo atmosferico.

Inoltre, è lecito trattare il disco gassoso come un **disco sottile**, almeno nei dintorni solari: considerando che il Sole si trova ad una distanza $R \sim 8.5$ kpc dal Centro Galattico e che il disco ha uno spessore di $d \sim 500$ pc, si conclude che quest'ultimo è "largo" solo il 6% rispetto a R . Questo semplifica sensibilmente i calcoli sulla dinamica gassosa.

Infine, essendo il Sole situato all'incirca a metà del raggio della Via Lattea ($R_G \sim 15$ kpc), la sua posizione risulta alquanto privilegiata: analizzandone l'ambiente circostante, infatti, si può avere un'idea quasi completa del comportamento della componente gassosa rispetto alle stelle vicine.

1.2.1 Distribuzione e organizzazione

Secondo gli studi attuali più accreditati², la massa totale della Via Lattea -entro una distanza $R_G \sim 15$ kpc dal Centro Galattico- è stimata essere dell'ordine di $M_G \sim 10^{11} M_\odot$; di questa, $5 \times 10^{10} M_\odot$ è condensata in stelle, $5 \times 10^{10} M_\odot$ rappresenta la materia oscura e solo un restante $7 \times 10^9 M_\odot$ è in forma gassosa diffusa all'interno del mezzo interstellare (si veda fig. 1.1).

Questo è composto prevalentemente da idrogeno H ed elio He. Per quanto riguarda l'idrogeno, il 60% è in forma atomica H I, il 20% è rappresentato dalla forma molecolare H₂ ed il restante 20% dallo stato ionizzato H II.

Queste particelle gassose interstellari derivano quasi totalmente dalle prime fasi di formazione dell'universo dopo il Big Bang; soltanto una parte residuale può essere spiegata come prodotto di attività stellari (inserendo in questo gruppo, impropriamente, anche le esplosioni di supernova).

²[1], cap.1 pag.4

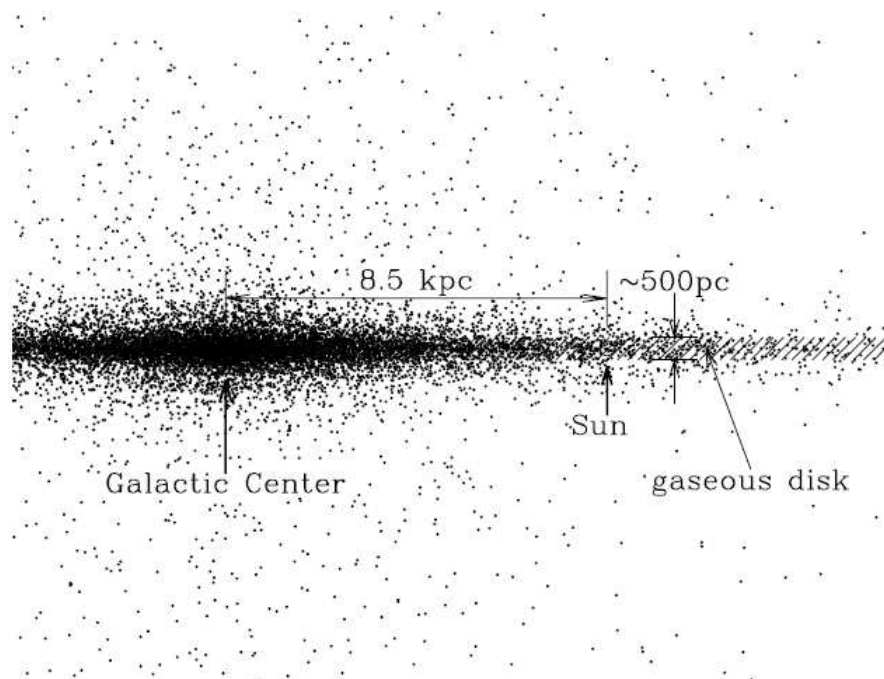


Figura 1.2: Struttura della Via Lattea, vista di taglio. I puntini rappresentano un campione di stelle; la maggior parte del volume di gas interstellare è evidenziato con linee oblique. Da notare la posizione del Sole rispetto al Centro Galattico. Immagine presa da [1], cap.1, pag.4.

Il restante gas ($\sim 2\%$) è rappresentato dai cosiddetti **elementi pesanti**³, dal carbonio C all'uranio U; questi sono effettivamente il risultato dell'interazione dell'I.S.M. con le stelle vicine e le loro attività. In questo senso è interessante notare come le abbondanze di quest'ultimi (in particolare C, O, Mg, Si e Fe) risultino funzione decrescente rispetto al raggio galattico R_G : nei dintorni solari, infatti, si registrano valori esattamente pari alla metà di quelli tipici del bulge.

Per quanto riguarda la massa del gas interstellare, anche in questo caso H e He ne rappresentano la quasi totalità, con gli elementi pesanti che ne costituiscono solo l'1% (a causa della loro scarsa presenza).

Data la natura diffusiva della componente, non si registrano all'interno della Via Lattea regioni circoscritte da gas interstellare con specifiche caratteristiche di densità o temperatura: essendo tutto molto dinamico, non vi è nessuna proprietà prevalente.

Esiste invece la peculiarità che il gas si organizza in specifici stati fisici, detti "fasi", secondo valori fissati di temperatura, pressione e densità a prescindere dalla regione di ubicazione (i.e. una specifica zona galattica può ospitare diversi stati contemporaneamente).

³Si ricorda che per *elemento pesante* si intende qualsiasi elemento chimico con un numero atomico $Z \geq 3$.

Le fasi convenzionalmente riconosciute, ad oggi, sono 7 e si dividono in:

1. **Gas coronale**⁴: gas che è stato rapidamente scaldato sino a temperature $T \geq 10^{5.5}$ K dalle onde d'urto delle esplosioni di supernova. Presenta una bassa densità, riuscendo tuttavia ad occupare un volume considerevole: si pensa che rappresenti da solo quasi la metà del volume totale occupato dal gas interstellare. Le regioni coronali sono estese su distanze di ~ 20 pc, raffreddandosi in tempi-scala di Myr (10^6 yr).
Il gas coronale è anche conosciuto come **H.I.M.**, ovvero **H**ot **I**nterstellar **M**edium;
2. **H II gassoso**: gas che è stato foto-ionizzato dai fotoni UV provenienti da stelle molto calde e molto giovani (tipo spettrale: O). A seconda della densità, tale gas si organizza in strutture leggermente diverse:

- regioni H II se la densità è elevata;
- H II diffuso se la densità è minore. Quest'ultimo stato è anche conosciuto come **W.I.M.**, ovvero **W**arm **I**onized **M**edium.

Si stima che la Via Lattea contenga circa $1.1 \times 10^9 M_{\odot}$ di questo stato gassoso. Oltre alle regioni H II e all'W.I.M., l'idrogeno ionizzato si può organizzare in strutture più definite, come le *nebulose planetarie*⁵: queste si formano quando avviene un'importante e rapida perdita di massa nelle stelle (con massa iniziale $0.8M_{\odot} \leq M \leq 6M_{\odot}$) durante le loro fasi finali. Questo processo lascia scoperto il nucleo centrale, il quale foto-ionizza il gas esterno espulso precedentemente creando la nebulosa planetaria;

3. **Caldo H I**: prevalentemente idrogeno atomico alla temperatura $T \approx 10^{3.7}$ K. Nei dintorni solari presenta una densità $n_H \approx 0.6 \text{ cm}^{-3}$. Occupa circa il 40% del volume totale del disco ed è anche conosciuto come **W.N.M.** (**W**arm **N**eutral **M**edium);
4. **Freddo H I**: prevalentemente idrogeno atomico alla temperatura $T \approx 10^2$ K, con densità $n_H \approx 30 \text{ cm}^{-3}$. Occupa circa l'1% del volume totale ed è anche conosciuto come **C.N.M.** (**C**old **N**eutral **M**edium);
5. **Gas molecolare diffuso**: è simile al C.N.M. con valori di densità tali da permettere ad H_2 di auto-schermarsi e di mantenersi in questo specifico stato in quantità significative all'interno delle nebulose gassose;

⁴Per *coronale* si intende il gas con valori di temperatura e ionizzazione comparabili a quelli della corona solare.

⁵Il termine *planetarie* deriva dal fatto che, se osservate con un telescopio ottico, appaiono come dei pianeti.

6. **Gas molecolare denso:** si tratta di nubi di gas con valori di densità pari a $n_H \geq 10^3 \text{ cm}^{-3}$. Queste nubi sono otticamente scure, con un'estinzione visuale $A_V \geq 3 \text{ mag}$ verso le regioni centrali.

È all'interno di queste strutture gassose che avviene la formazione stellare;

7. **"Outflows" stellari:** stelle fredde molto evolute presentano un mass-loss rate fino a $10^{-4} M_\odot \text{ yr}^{-1}$, con velocità $v \leq 30 \text{ km s}^{-1}$ tali da riuscire a rifornire di materiale gassoso il mezzo interstellare. Possono essere raggruppati in questa categoria anche i venti stellari, anche se il loro contributo alla massa gassosa dell'I.S.M. è essenzialmente trascurabile.

È importante rimarcare il concetto che le *fasi* non rappresentano delle condizioni fisiche statiche ma sono altamente interagenti tra di loro.

Ciò comporta un perenne stato di non equilibrio del mezzo interstellare, aumentato da una continua interazione energetica e di radiazione con l'ambiente circostante. È lecito affermare che l'I.S.M. sia ben lontano da una minima condizione di equilibrio termodinamico.

1.3 Polvere interstellare

Con *polvere interstellare* si intende l'insieme di particelle solide, dette grani, dalle dimensioni maggiori dei tipici valori atomici.

Storicamente si fa coincidere la scoperta dei grani con il tentativo di spiegare i valori di assorbimento spettrale, per i quali la sola presenza della componente gassosa risultava insufficiente. Il ruolo delle polveri interstellari è diventato sempre più rilevante con lo sviluppo dell'astronomia moderna: studiarne lo spettro nell'infrarosso e nel sub-millimetrico significa oggi riuscire ad individuare e studiare stelle oscurate, altrimenti impossibile da scoprire.

La composizione chimica della polvere interstellare è stata oggetto di numerosi dibattiti nel corso degli anni e soltanto in tempi recenti è stato possibile fornirne una descrizione coerente.

Le difficoltà nascevano dalla natura stessa dei grani: tramite la spettroscopia, infatti, risultava quasi impossibile riuscire a rilevare un picco di un particolare elemento chimico. Questo per due ragioni:

1. L'assorbimento nel visibile e nell'UV è essenzialmente uno spettro continuo;
2. Le caratteristiche spettrali derivate risultavano troppo "diffuse" (non si registravano picchi di facile identificazione) per marcare in modo univoco uno specifico elemento chimico.

L'approccio risolutore della questione, invece, si basa sul cercare statisticamente quali elementi potrebbero essere presenti per giustificare i dati osservativi sull'estinzione interstellare. Sempre dagli spettri si ricava l'informazione generale che il rapporto tra la massa della polvere e la massa del gas (e.g. idrogeno) dev'essere dell'ordine di

$$\frac{M_{dust}}{M_H} \gtrsim 0.0083$$

In più, evidenze sperimentali mostrano che le abbondanze chimiche dell'I.S.M., data la sua costante interazione col Sole, siano molto simili a quelle della fotosfera solare nei suoi dintorni. Inoltre, analisi di laboratorio suggeriscono che l'idrogeno non può essere considerato come il pilastro in massa della distribuzione chimica (e.g. anche nelle molecole più semplici a base di H, come il polietilene $(CH_2)_n$, la massa totale dipende all'86% dal carbonio), mentre gli altri elementi più diffusi, come l'elio He e il neon Ne, sono chimicamente inerti.

In sostanza, mettendo insieme tutte queste considerazioni empiriche, è lecito pensare che le polveri siano composte principalmente da quegli elementi non così ampiamente diffusi nell'I.S.M. ma comunque presenti: in questo senso C, O, Mg, Si, S e Fe possono rappresentare dei candidati validi.

La bontà dell'approccio suggerito è suffragata anche dal cosiddetto fenomeno di **depletion** (i.e. "deplezione", ovvero "esaurimento") degli elementi. Osservando le righe di assorbimento nei dintorni solari di alcuni degli elementi sopra proposti, infatti, si nota una sistematica sottostima della quantità degli stessi nel mezzo interstellare rispetto a quanto ci si aspetterebbe di trovare. L'idea è che questi elementi siano sì presenti nell'I.S.M. ma non in maniera diffusa: sarebbero raggruppati all'interno di strutture cristalline, i.e. i grani di polvere, difficili da rilevare spettroscopicamente. Si pensa che circa 2/3 di C e più del 90% di Fe, Mg e Si possano essere organizzati in grani.

Un caso modello in letteratura, da questo punto di vista, è la ben nota linea di vista lungo la stella ζ Ophiuchi (tipo spettrale: O9.5V, distante 138 pc). Attraverso tale linea è stato possibile calcolare la maggior parte della quantità degli elementi *depleted* ed avere così una prima idea della composizione chimica delle polveri nel mezzo interstellare.

Fig. 1.3 mostra in dettaglio i valori delle deplezioni rilevate.

X	$(N_X/N_H)_\odot^a$ (ppm)	$N_{X, gas}/N_H^b$ (ppm)	$N_{X, dust}/N_H$ (ppm)	$10^3 M_{X, dust}/M_H$
C	295 ± 36	$135 \pm 33^{d,e}$ $85 \pm 20^{d,f}$	160 ± 49 210 ± 41	1.92 ± 0.59^e 2.52 ± 0.49^f
N	74.1 ± 9.0	78 ± 13^g	-14 ± 16	0
O	537 ± 62	295 ± 36^d [383] ^c	242 ± 72 154 ± 8^c	3.87 ± 1.15 2.46 ± 0.13^c
Mg	43.7 ± 4.2	4.9 ± 0.5^g	39 ± 4	0.94 ± 0.10
Al	2.8 ± 0.2	0.005 ± 0.001^h	2.8 ± 0.2	0.08 ± 0.01
Si	35.5 ± 3.0	1.7 ± 0.5^i	34 ± 3	0.95 ± 0.08
S	14.5 ± 1.0	28 ± 16^j	-14 ± 16	0
Ca	2.3 ± 0.2	0.0004 ± 0.0001^k	2.2 ± 0.2	0.09 ± 0.008
Fe	34.7 ± 3.3	0.13 ± 0.01^g	35 ± 3	1.96 ± 0.17
Ni	1.7 ± 0.2	0.0030 ± 0.0002^j	1.7 ± 0.2	0.10 ± 0.01

Figura 1.3: Tabella deplezioni rilevate lungo la linea di vista di ζ Ophiuchi. Immagine presa da [1], cap.23, pag.265.

Con buone probabilità si può affermare che i grani interstellari siano composti principalmente da:

- Silicati, come **pirosseno** od **olivina**;
- Ossidi di silicio, magnesio e ferro (e.g. **SiO₂**, **MgO**, **Fe₃O₄**);
- Solidi di carbonio, come **grafite**, **carbonio amorfo** e **diamante**;
- Idrocarburi, come le molecole **P.A.H.** (i.e. **P**olycyclic **A**romatic **H**ydrocarbons);
- Carburi, come il **carburo di silicio SiC**;
- Fe metallico.

Altri elementi (come Ti, Cr), che sono effettivamente presenti nei grani, possono essere trascurati in quanto poco diffusi e il loro contributo alla massa totale delle polveri risulta essenzialmente nullo.

Da analisi osservative sull'estinzione nell'UV, sullo scattering della luce visibile e sulla polarizzazione della luce stellare, si può derivare che i grani interstellari presentino un range dimensionale molto ampio, con valori degli elementi più diffusi dell'ordine di $0.01\mu\text{m} \leq a_{gr} \leq 0.2\mu\text{m}$ (dove " a_{gr} " rappresenta la dimensione media del singolo grano). Essendo composizioni complesse di più atomi è difficile fornire un'accurata modellizzazione spaziale. Ad oggi i più accurati modelli mostrano che la maggior parte della massa risiede nei grani più grandi, mentre la maggior parte della superficie d'area risiede nei grani più piccoli.

Fig. 1.4 mostra un esempio grafico di un generico grano di polvere interstellare.

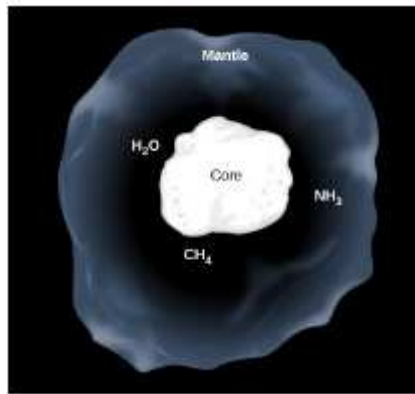


Figura 1.4: Cartoon di un generico grano di polvere interstellare ricoperto da un manto di ghiaccio molecolare. Immagine presa da [20], pag.2.

Capitolo 2

L.I.S.M.: il mezzo interstellare locale

Il capitolo 1 ha evidenziato la difficoltà di modellizzare in modo efficace la distribuzione del gas e della polvere interstellari. I motivi principali riguardano l'estrema dinamicità del sistema, la sua diffusività e la conglomerazione di più elementi di complessa individuazione singola.

Per risolvere l'*impasse* conviene restringere il campo di osservabilità a regioni galattiche più conosciute e direttamente studiabili, in modo tale da ridurre al minimo incertezze altrimenti non risolvibili. Inoltre, non essendoci una regione della Galassia privilegiata dalla presenza del mezzo con specifiche peculiarità (si veda il paragrafo 1.2.1), l'approssimazione proposta è lecita.

D'ora in avanti si valuteranno i dintorni solari come area campione della Galassia e ci si riferirà al mezzo interstellare con l'acronimo **L.I.S.M.**, ovvero **Local InterStellar Medium** (dove "*local*" si riferisce alla regione in prossimità del Sole).

2.1 Gas interstellare nel L.I.S.M.

Immaginando di osservare l'ambiente interstellare con un sistema di riferimento centrato sul Sole, il disco gassoso della Via Lattea (fig. 1.2) appare come una shell più o meno sferica dal raggio di ~ 100 pc: tale shell è meglio conosciuta come **Local Bubble (L.B.)**. La si può immaginare come un perimetro fisico ideale entro il quale considerare il mezzo interstellare come "*locale*".

Tramite osservazioni spettroscopiche nell'UV è ora possibile ricavarsi un quadro più preciso della distribuzione della componente gassosa e delle sue interazioni con le astrosfere vicine.

I primi tentativi di modellizzazione, in questo senso, risalgono alla seconda metà del secolo scorso: Field et al.¹ (1969), McKee e Ostriker² (1977), Wolfire et al.³ (1995) assunsero che il L.I.S.M. fosse omogeneo e termodinamicamente stabile, nonché in uno stato stazionario.

¹[18], pag.5.

²[11], pag.10.

³[6], pag.2.

Sotto queste ipotesi derivarono un modello per il gas interstellare che prevedeva soltanto tre "fasi" in continua interazione:

- i. Il **C.N.M.** (**C**old **N**eutral **M**edium), ad una temperatura $T > 50$ K;
- ii. Il **W.N.M.** (**W**arm **N**eutral **M**edium) o il **W.I.M.** (**W**arm **I**onized **M**edium), ad una temperatura $T \simeq 800$ K;
- iii. Lo **H.I.M.** (**H**ot **I**onized **M**edium), ad una temperatura di $T > 10^6$ K.

Sebbene questa descrizione preveda anche la presenza di materia granulare (sottoforma di molecole P.A.H.), risulta insufficiente per quanto riguarda le dimensioni delle singole componenti e l'evoluzione chimica dell'intero sistema. Inoltre, le ipotesi su cui si regge l'apparato modellistico sono di difficile applicazione: il mezzo interstellare non può essere considerato in equilibrio termodinamico e tantomeno stazionario, neanche a livello locale (nessuna evidenza osservativa smentisce queste considerazioni).

Grazie ad una notevole crescita del supporto tecnologico e delle tecniche osservative è possibile superare tali modelli poco efficaci. La descrizione del gas interstellare locale più coerente con le osservazioni, ad oggi, appare essere quella proposta da Redfield e Linksky nel 2008 ([13]).

Il loro modello, per semplicità, viene abbreviato nella sigla *RL08*.

2.1.1 Il modello RL08

Sfruttando i dati di HST, in particolare degli strumenti a bordo della sonda come lo *S.T.I.S.* (Space Telescope Imaging Spectrograph) e lo *G.H.R.S.* (Goddard High Resolution Spectrograph), RL08 si basa su osservazioni spettroscopiche lungo 157 linee di vista di diverse stelle, campionando così una notevole porzione di cielo. L'idea alla base del modello è di per sé molto semplice: partendo dal presupposto che il mezzo interstellare sia in continua interazione con le astrosfere all'interno di L.B., studiando le righe di assorbimento e ricercando picchi di elementi tipici, è possibile determinare la composizione chimica del gas e, indirettamente, anche la sua velocità di flusso e la sua distribuzione spaziale.

L'importanza di questo modello risiede anche nell'aver introdotto il concetto di **cloud** gassosa che supera l'organizzazione tramite "fasi". Direttamente da [13], per "cloud" si intende una *collezione di particelle di gas che presentano caratteristiche fisiche e cinematiche simili* (o comunque poco difformi).

Il modello qui riportato prevede che il L.I.S.M. gassoso sia composto da 15 nubi, ognuna con specifici valori di temperatura, densità, pressione. Le strutture più diffuse sono:

- **L.I.C.** (**L**ocal **I**nterstellar **C**loud): rappresenta la nube maggiore nei dintorni solari. Occupa circa il 45% del cielo e ha un moto apparente in direzione dell'Anti-Centro Galattico; si trova alla temperatura $T = 7500 \pm 1300$ K ed è composta principalmente da H -e da alcuni isotopi, come il Deuterio-, da He più alcuni elementi pesanti (in primis Fe, K e Mg);
- **G-cloud**: simile alla L.I.C., con una temperatura di $T = 5500 \pm 400$ K;

- **Blue cloud:** è la nube più fredda registrata nel mezzo interstellare locale. Si trova ad una temperatura di $T = 3900 \pm 2300$ K.

Le altre nubi sono poco diffuse e coprono la restante porzione di cielo.

Fig. 2.1 mostra una rappresentazione grafica delle 15 nubi in coordinate galattiche. Per i dettagli completi di tutto il modello, vedere Appendice.

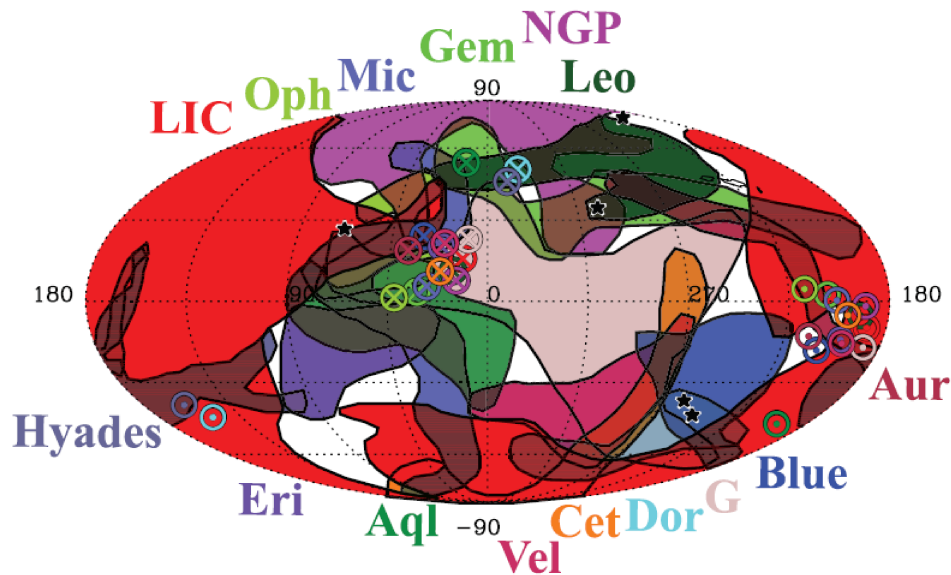


Figura 2.1: Rappresentazione grafica delle nubi gassose in coordinate galattiche. I puntini cerchiati rappresentano le direzioni di sopravvento eliocentrico, mentre quelle di sottovento sono definite dalle croci cerchiato. Le stelle nere rappresentano linee di vista di alcune sorgenti di scintillazione radio.

Immagine presa da [13], pag.28.

Come si nota, la geometria prevalente nelle nubi di RL08 è di tipo filamentare: apparentemente, il gas si distribuisce lungo una certa direzione in modo lineare ed indipendentemente dalle nubi circostanti. Vi è poi circa 1/3 delle nubi che risultano "compatte", ovvero distribuite in maniera omogenea su tutto l'arco celeste. Non è ancora chiaro se ciò sia in realtà un effetto di distanza rispetto alla posizione del Sole; la "compattezza", infatti, potrebbe essere apparente e quindi confermare la struttura filamentare in tutto il L.I.S.M. gassoso.

Sapendo la distanza della stella la cui linea di vista attraversa una specifica nube e lo spettro della nube stessa, è possibile farsi un'idea della distribuzione spaziale del mezzo interstellare nei dintorni solari. Ebbene, ciò che si scopre è che la metà delle cloud è situata entro 5 pc dal Sole, mentre la totalità non pare andare oltre i 15 pc dal sistema solare. Il mezzo interstellare locale risulta essere molto più denso rispetto al volume della Local Bubble. Questa vicinanza può spiegare la profonda dinamicità del sistema e le caratteristiche delle nubi adiacenti. Ad esempio, la zona di confine tra L.I.C. e G-cloud risulta molto turbolenta e altamente instabile: le due strutture, infatti, presentano velocità di flusso opposte e la loro interazione ne è una naturale conseguenza.

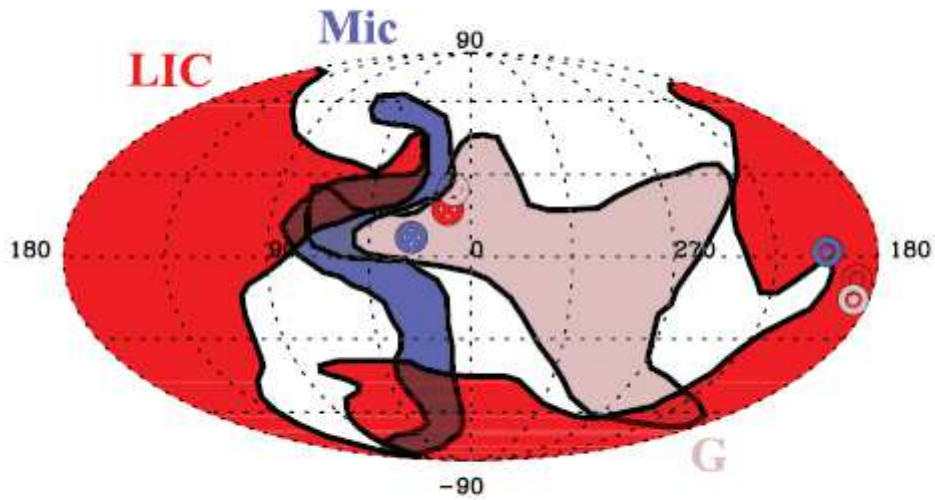


Figura 2.2: L' "anello di fuoco" nel L.I.S.M.: la nube L.I.C. che interagisce con la G-cloud e forma la Mic-cloud. Immagine presa da [16], pag.6.

Si pensa che questi processi possano portare alla formazione di altre nubi, con caratteristiche intermedie a quelle dei filamenti gassosi che si "scontrano". Un tipico esempio è rappresentato dalla **Mic-cloud** (fig. 2.2): alla temperatura $T = 9900$ K, presenta caratteristiche dinamiche comparabili alla L.I.C. e alla G-cloud. Gli studi più recenti⁴ sembrerebbero mostrare che il Sole si trovi proprio al confine tra la L.I.C. e la G-cloud, nella regione che viene anche chiamata *anello di fuoco*⁵.

⁴[16], pag.6.

⁵In analogia con l'anello di fuoco nel Pacifico.

2.2 Polvere interstellare nei dintorni solari

Grazie alle sonde *Galileo* e *Ulysses* è stato possibile costruire un database di dati *in situ* per lo studio delle polveri interstellari locali.

In particolare, la sonda *Ulysses* negli anni '90 riuscì a rilevare un flusso di particelle in direzione perpendicolare al piano dell'eclittica: queste vennero subito classificate come di origine interstellare e non interna al sistema solare (interplanetaria).

Infatti, in linea di principio, le particelle interplanetarie presentano una distribuzione fortemente influenzata dalla latitudine eclittica (maggiore concentrazione a $l = 0^\circ$ e in vicinanza al Sole; minima, se non nulla, a $l = \pm 90^\circ$); le particelle interstellari, invece, dovrebbero essere indipendenti dalle coordinate locali.

Le circostanze, poi, nelle quali la sonda operò tolgono qualsiasi dubbio:

- i. Dopo il fly-by di Giove, *Ulysses* rilevò un flusso di particelle provenienti da orbite in moto diretto nella direzione opposta rispetto a quella che ci si aspetterebbe dalle particelle interplanetarie;
- ii. Le particelle registrate presentavano una velocità di flusso superiore alla velocità di fuga eliosferica. In sostanza possedevano energia cinetica sufficiente per poter sfuggire al sistema solare;
- iii. I sensori della sonda annotarono flussi di particelle anche a elevati valori di latitudine eclittica, dove le particelle interplanetarie risultano pressoché nulle.

Da semplici considerazioni astronomiche si possono escludere anche sorgenti ai limiti del sistema solare, come la nube di Oort e la fascia di Edgeworth-Kuiper. Quest'ultima, ad esempio, si trova tra 30 A.U. e 80 A.U. ed è il risultato di ciò che rimane del disco protoplanetario da cui si formò tutto il sistema solare; pertanto, un qualsiasi flusso di particelle proveniente da questa zona seguirebbe delle orbite quasi complanari con il piano dell'eclittica, come le particelle interplanetarie⁶.

La nube di Oort, invece, è una regione diffusa di raggio $R_{Oort} \approx 5 \times 10^4$ A.U., contenente una massa totale di $M_{Oort} \approx 20 - 40 M_\oplus$. Se questa fosse sorgente di polveri interstellari con le stesse caratteristiche e velocità registrate dalla sonda *Ulysses*, allora il contributo totale sarebbe molto piccolo. Infatti, per valori di flusso $f_{m,IS} \sim 2 \times 10^{-20}$ g cm⁻² s⁻¹, il tempo che la nube impiegherebbe a far defluire tutta la sua massa nel sistema solare sarebbe

$$t_{Oort} = \frac{M_{Oort}}{4\pi R_{Oort}^2 f_{m,IS}}$$

Sostituendo i valori numerici si trova $t_{Oort} < 10^5$ yr: la vita della nube di Oort sarebbe molto corta se il suo contributo al flusso interstellare fosse significativo.

In conclusione, si può affermare che il flusso di particelle registrato dalla sonda *Ulysses* sia puramente di natura interstellare. Una prima analisi dei dati osservativi (fig. 2.3) permette alcune considerazioni sulla distribuzione in massa dei grani.

⁶Per maggiori dettagli, vedere il capitolo 4.

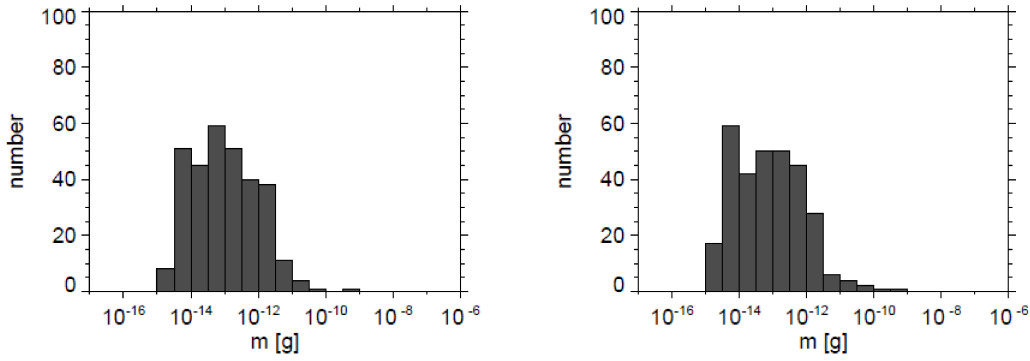


Figura 2.3: Istogrammi di massa dei grani interstellari rilevati da *Galileo* (a sinistra) e da *Ulysses* (a destra). Immagine presa da [5], pag.5.

Si nota un deciso cut-off per valori di massa $m < 10^{-15}$ g: questo si può spiegare con un limite della sensibilità degli strumenti. Facendo una media aritmetica di tutti i valori in massa sul numero di eventi d'impatto si deriva la massa totale media per numero di eventi: usando i dati della sonda *Ulysses* si trova $\bar{m} = 2 \times 10^{-12}$ g, mentre usando i dati della sonda *Galileo* $\bar{m} = 1 \times 10^{-12}$ g. Si tratta dunque di particelle poco massive, assunte in prima approssimazione sferiche, con densità tipiche $\rho_{gr} = 2.5 \text{ g cm}^{-3}$.

2.2.1 Il modello M.R.N.

Il primo modello sulla distribuzione dimensionale delle polveri nel L.I.S.M. venne proposto nel 1977 da Mathis, Rumpl e Nordsieck, che lo derivarono empiricamente. Esso è meglio conosciuto come **modello M.R.N.** (dalle iniziali degli ideatori) e presenta la seguente forma funzionale:

$$\frac{dn}{da_{gr}} = n_H \mathcal{N} a_{gr}^{-\alpha} \quad (2.1)$$

dove $\alpha = 3.5$ è un parametro del modello, \mathcal{N} è una costante di normalizzazione, a_{gr} è la dimensione media di un singolo grano, $n_H = 0.3 \text{ cm}^{-3}$ è la densità numerica dell'idrogeno.

Sarebbe interessante comparare i dati osservativi di *Galileo* e *Ulysses* con la base teorica pre-esistente. Per farlo, si converte l'equazione (2.1) nella forma logaritmica come segue:

$$n(m)_{MRN} = \frac{m dn}{d(\log m)} = \frac{\ln 10 \mathcal{N} n_H}{3} \left(\frac{3}{4\pi \rho_{gr}} \right)^{(1-\alpha)/3} m^{(4-\alpha)/3} \quad (2.2)$$

dove si è implicitamente assunto che i grani abbiano simmetria sferica con $\rho_{gr} = 2.5 \text{ g cm}^{-3}$.

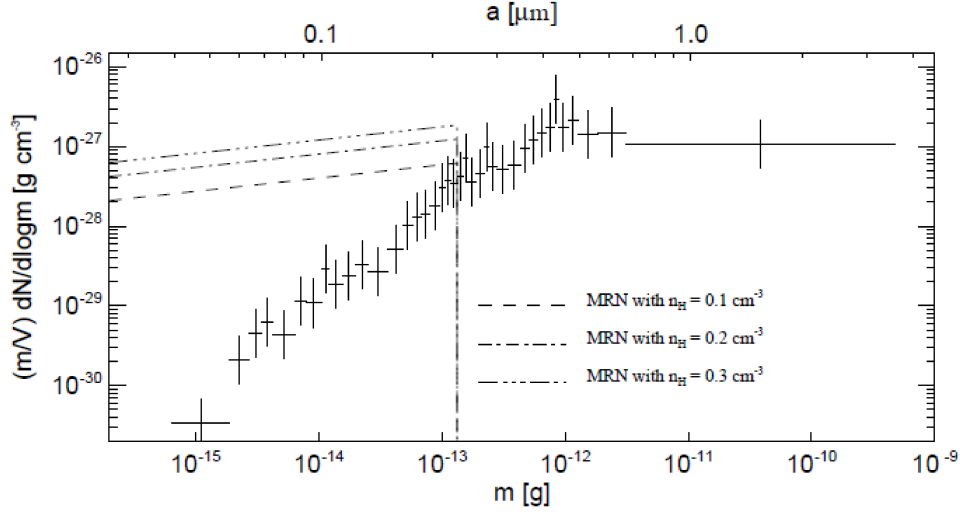


Figura 2.4: Distribuzione della densità di massa per intervallo di massa logaritmico delle particelle *in situ*. Le linee tratteggiate mostrano l'andamento previsto dal modello M.R.N. per diversi valori di n_H . Immagine presa da [5], pag.6.

Fig. 2.4 mostra la comparazione tra il modello M.R.N. e i dati osservativi di *Galileo* e *Ulysses*.

Si nota una buona concordanza tra modello e dati osservativi per $10^{-15} \text{ g} \leq m_{gr} \leq 1.6 \times 10^{-13} \text{ g}$, ma in questo intervallo il numero di particelle rilevate è più basso di quello previsto modellisticamente. Per $m_{gr} > 10^{-12} \text{ g}$ i dati non mostrano nessun improvviso cut-off, anzi si registra un appiattimento del grafico e un andamento costante. Pare, dunque, che i grani molto massicci seguano una distribuzione a legge di potenza. Per $m_{gr} < 10^{-15} \text{ g}$, invece, si registra una totale assenza di dati osservativi (vedasi il paragrafo 2.2), con un andamento del modello decrescente ma non nullo.

Integrando l'eq. (2.2) sugli intervalli di massa comuni ai dati osservativi si ricava la densità di massa totale delle polveri interstellari secondo *Galileo* e *Ulysses*: $N_{m,UG} = (7.5 \pm 0.8) \times 10^{-27} \text{ g cm}^{-3}$.

2.3 Il rapporto di massa *gas-to-dust*

Il confronto tra la densità di massa delle polveri con quella nota della componente gassosa (tipicamente H e He) introduce un parametro molto usato in diversi ambienti astrofisici: il rapporto di massa *gas-to-dust* $R_{g/d}$.

Questo termine indica la quantità di massa del gas interstellare rispetto a quella delle polveri interstellari ed è definito come

$$R_{g/d} = \frac{\mathcal{M}_G}{\mathcal{M}_{R'} - \mathcal{M}_{G'}} = \frac{\sum_{i,g} n_g(X_i) A_i}{\sum_{i,d} n_d(X_i) A_i} = \frac{\sum_{i,g} PPM_g(X_i) A_i}{\sum_{i,d} PPM_d(X_i) A_i} \quad (2.3)$$

dove \mathcal{M}_G rappresenta la massa totale della componente gassosa, compresi H e He; $\mathcal{M}_{G'}$ si riferisce alla massa di tutti gli elementi, tranne H e He; $\mathcal{M}_{R'}$ è la massa di tutti gli elementi più pesanti di He che al limite si condenserebbero in grani di polvere (cioè: se nel gas interstellare tutti gli elementi più pesanti di He si condensassero in grani di polvere, la loro massa sarebbe $\mathcal{M}_{R'}$); la quantità

TABLE 2
GAS-TO-DUST MASS RATIOS ($R_{g/d}$)

REFERENCE ABUNDANCE	IN SITU U/G^c	ϵ CMa ^a		λ Sco ^b	
		Solar	B Star	Solar	B Star
$\log N(\text{H}^0)$	17.30	17.51 ± 0.07	19.23 ± 0.05	19.23 ± 0.05
$\log N(\text{H}^+)$	16.95 ^d	17.15 ± 0.20
$\log N(\text{H}^0 + \text{H}^+)$	17.46	17.66 ± 0.21	19.23 ± 0.05	19.23 ± 0.05
$R_{g/d}^e$	94^{+46}_{-38}	427^{+72}_{-207}	551^{+61}_{-251}	137^{+16}_{-40}	406^{+38}_{-243}

Figura 2.5: Riassunto dei valori di $R_{g/d}$ lungo le direzioni di ϵ CMa e λ Sco, per abbondanze di tipo solare e di tipo spettrale B. Immagine presa da [5], pag.12.

$n(X_i)$ è la densità spaziale dell' i -esimo elemento X ; A_i è l' i -esima massa atomica; infine, $PPM(X_i)$ indica il numero di atomi in parti per milione (in forma gassosa e granulare). Nel caso del L.I.S.M., si trova un valore di $R_{g/d}$ del tipo:

$$R_{g/d} = \frac{n_{\text{H}}m_{\text{H}} + n_{\text{He}}m_{\text{He}}}{N_{m,UG}} = 94 \quad (2.4)$$

Tale valore è consistente con altri rapporti specifiche linee di vista? Confrontiamo quanto trovato, ad esempio, con due direzioni molto note in letteratura: "line of sight" verso ϵ CMa e verso λ Sco (quest'ultima in interazione con la L.I.C.). I calcoli mostrano i seguenti risultati (fig. 2.5):

- Lungo la linea di vista di ϵ CMa si trova $R_{g/d} = 427$ per abbondanze di tipo solare, mentre $R_{g/d} = 551$ per abbondanze tipiche di una stella di classe spettrale B;
- Lungo la linea di vista di λ Sco si trova $R_{g/d} = 137$ per abbondanze di tipo solare, mentre $R_{g/d} = 406$ per abbondanze tipiche di una stella di classe spettrale B

Per completezza, si potrebbero effettuare le stesse considerazioni anche per una stella molto lontana dalle precedenti; ad esempio, lungo la direzione di 23 Ori si trova $R_{g/d} = 127$ per abbondanze solari e $R_{g/d} = 399$ per abbondanze di tipo spettrale B.

Le differenze con i dati *in situ* delle sonde *Galileo* e *Ulysses* sono alquanto significative. I risultati per la classe spettrale B, poi, sono decisamente discordanti: ciò si può spiegare considerando che per una stella molto giovane il fenomeno della deplezione (paragrafo 1.3) è sostanzialmente inesistente. La parte granulare risulta azzerata e domina la componente gassosa: $R_{g/d}$, per definizione, risulta molto elevato. Viceversa, per una stella dalle abbondanze comuni (come il Sole), la presenza delle polveri inizia ad essere importante e $R_{g/d}$ si riavvicina ai valori derivati sperimentalmente.

Ciò non vale per la linea di vista lungo ϵ CMa: questa discrepanza può derivare dal fatto che nell'eq. (2.4) non si è tenuto conto di polveri eccessivamente grandi, probabilmente molto diffuse nell'ambiente nei dintorni della stella.

Capitolo 3

Applicazione: viaggio interstellare

3.1 Il progetto "*Breakthrough Starshot*"

Si tratta di un progetto ingegneristico e di ricerca; il suo obiettivo principale¹ è quello di inviare una sonda, dalla massa dell'ordine del grammo e dalle dimensioni dell'ordine del centimetro, a velocità relativistiche ($v = 0.2c$) per raggiungere la stella α Centauri² in soli 20 yr. Tale velivolo si può riassumere in due componenti:

1. Lo *starchip* (fig. 3.2): è il cuore del progetto. Contiene tutti i componenti elettronici -sensori, fotocamera, etc.- e probabilmente sarà costruito con materiale semi-conduttore, come ad esempio del quarzo;
2. La *lightsail* (fig. 3.3): con uno spessore di $1\mu\text{m}$ ed un'area massima di $(4 \times 4) \text{ m}^2$, sarà costituita da materiale altamente sottile e riflettente, come ad esempio il grafene e suoi derivati.

Lo scopo di questo lavoro di tesi è quello di indagare gli effetti del mezzo interstellare e del sistema solare sulle missioni spaziali; si prende spunto dal progetto "*Breakthrough Starshot*" e si considera una sonda con lo stesso concept di quella appena presentata, valutandone i comportamenti nel range di velocità $0.05c \leq v \leq 0.5c$ e per diversi materiali di costruzione (qui essenzialmente due: quarzo e grafite, le cui caratteristiche sono presentate in fig. 3.4).

Infine, si considera la sonda come "aghiforme"³ (fig. 3.1 ne mostra uno schema), la cui direzione del moto si suppone essere lungo l'asse della lunghezza; la sezione geometrica d'impatto è dunque $A = WH = H^2$.

¹Per ulteriori dettagli, <https://breakthroughinitiatives.org/initiative/3>

²si ricorda che si sta parlando di una distanza $d = 1.34 \text{ pc}$, circa 4 anni-luce.

³È la forma più conveniente per due motivi: 1) si ha la minor superficie d'impatto con lo spazio, i.e. il minor danno subito; 2) in regime relativistico, si favorisce l'efficienza in velocità e si agevolano alcuni effetti, primo fra tutti la contrazione delle lunghezze.

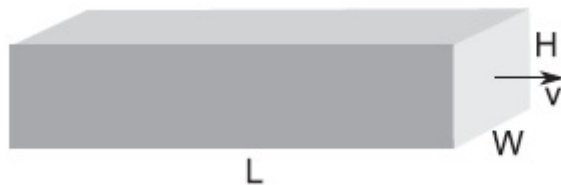


Figura 3.1: Schematizzazione aghiforme della sonda, diretta lungo l'asse della lunghezza L ; con W si denota la larghezza, mentre con H l'altezza t.c. $H = W \ll L$. Immagine presa da [2], pag.2.

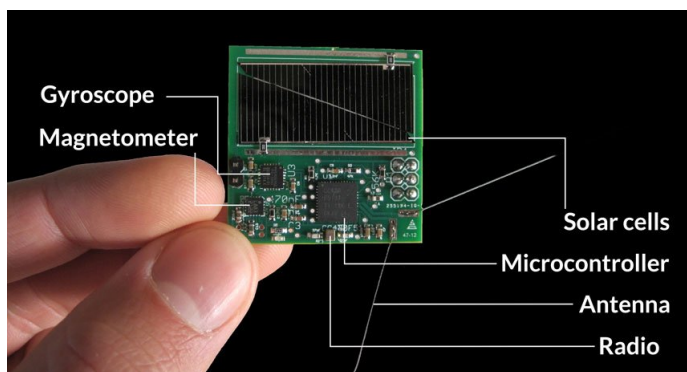


Figura 3.2: Lo *starchip*: sono evidenziati alcuni componenti elettronici. Immagine presa da <https://www.spaceflightinsider.com/conferences/tennessee-valley-interstellar-workshop-taking-long-view-stars/attachment/breakthrough-starshot-starchip/>.

3.2 Interazione con il L.I.S.M.: possibili processi fisici

Il mezzo interstellare è composto (capitolo 2) prevalentemente da H e He nella forma gassosa, più alcuni elementi pesanti (*in primis* C, O, Mg, Si, S e Fe) organizzati in strutture cristalline: le polveri. Nel valutare il viaggio interstellare della sonda, bisogna tener conto di entrambe le componenti.

In particolare, è possibile già da ora considerare trascurabili gli elettroni (di valenza) degli atomi interstellari: questi, infatti, vengono immediatamente eccitati e strappati dal loro mezzo di appartenenza non appena il velivolo spaziale ne viene in contatto. L'interazione maggiore avviene dunque tra gli ioni/nuclei del L.I.S.M. e la superficie esterna della sonda.

Considerando la descrizione del processo in un sistema di riferimento solidale alla sonda (t.c. questa stia in quiete e sia il mezzo interstellare ad impattare su di essa), possiamo schematizzare la probabile cronologia del sistema "L.I.S.M.-sonda" come segue:

1. Uno ione interstellare impatta per primo contro il target: si innescano una serie di processi di eccitazione elettronica sulla superficie, primi fra tutti esperienze di ionizzazione che porteranno alla formazione di elettroni energetici secondari;
2. Prima di rilasciare gli elettroni secondari, gli atomi della sonda si rilasceranno verso valori di energia più bassi, trasferendo l'energia in eccesso agli atomi del reticolo adiacente (fenomeno del **rilassamento del reticolo**);

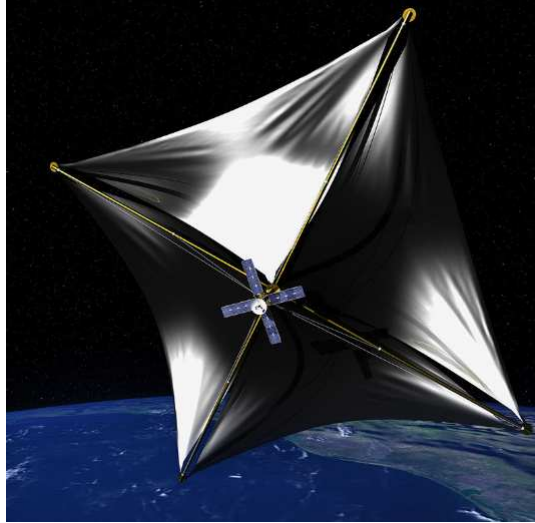


Figura 3.3: La *lightsail*: simulazione grafica.
Immagine presa da https://en.wikipedia.org/wiki/Breakthrough_Starshot.

Material	\mathcal{S}_{th} (keV nm ⁻¹)	ρ (g cm ⁻³)	n (cm ⁻³)	U_0 (eV)	T_m (K)
SiO ₂	1.5	2.32	6.98E+22	6.4	1800
Graphite	5.1	2.25	1.12E+23	4.0	4000

Figura 3.4: Proprietà fisiche quarzo (nella forma SiO₂) e grafite, come materiali di costruzione della sonda:

- \mathcal{S}_{th} , "stopping power" di soglia (si veda paragrafo 3.2.1);
- ρ , densità di massa;
- n , densità numerica atomica;
- U_0 , energia di legame;
- T_m , temperatura di fusione.

Immagine presa da [2], pag.3.

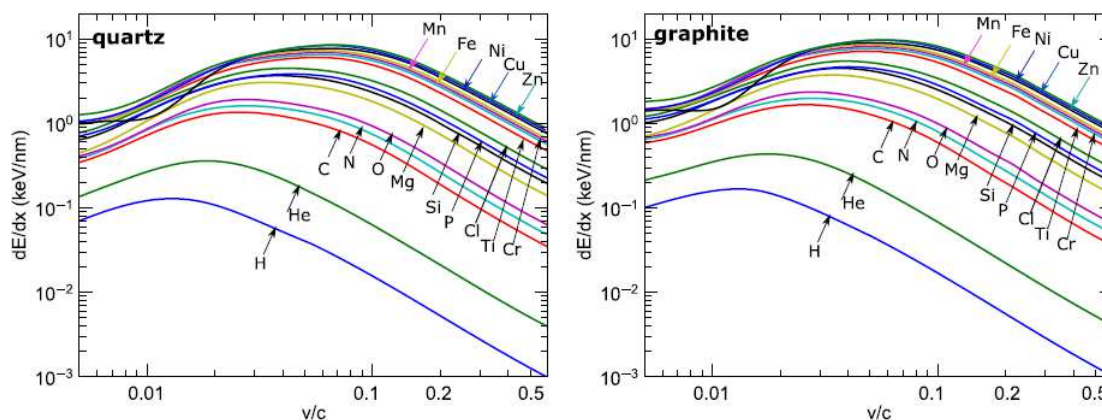


Figura 3.5: "Stopping power" dE/dx in funzione della velocità ionica, basata sul codice S.R.I.M. per i 16 elementi più abbondanti del mezzo interstellare. Grafico a sinistra: quarzo. Grafico a destra: grafite. Immagine presa da [2], pag.3.

3. Gli elettroni secondari vengono liberati: questi rilasceranno in seconda battuta ulteriori elettroni tramite l'*effetto Auger*, provocando un trasferimento di energia entro un volume cilindrico, lungo la direzione dello ione impattante della fase 1. Tale energia, temporaneamente, aumenta la temperatura del cilindro : **fase del riscaldamento**. A questo punto sono possibili cambiamenti di stato della materia (si passa da solido a liquido o da solido a vapore, potenzialmente causando danni strutturali alla sonda o la sua completa distruzione);
4. Il materiale all'interno del cilindro si raffredda, trasferendo energia termica agli atomi adiacenti: **fase del raffreddamento**;
5. Gli atomi precedentemente eccitati raggiungono una temperatura d'equilibrio all'interno del reticolo per **conduzione di calore**.

Il processo descritto avviene in tempi-scala molto corti (dell'ordine di $10^{-13}/10^{-10}$ s).

Per una trattazione completa da un punto di vista fisico-matematico, si introduce la quantità "**stopping power**" dE/dx , detta anche "*tasso di energia ionica persa per unità di lunghezza*". Questo parametro viene calcolato sommando tutte le possibili eccitazioni elettroniche e ioniche che gli atomi interstellari inducono sulla superficie della sonda.

In questo senso, si sfrutta il codice S.R.I.M.⁴ (di dominio pubblico), il quale permette di calcolare dE/dx dalle interazioni nucleari ed elettroniche per diversi elementi chimici. La fig. 3.5 mostra i risultati derivati.

È facilmente individuabile un valore massimo intorno ad un certo valore di velocità (e.g. per H risulta $v_{peak} \approx 0.015c$); tale massimo corrisponde alla massima cross-section dell'interazione "ioni interstellari-atomi della sonda".

Quando $v > v_{peak}$, dE/dx decresce rapidamente in quanto la sezione d'urto elettronica varia con v^{-2} .

⁴Stopping and Range of Ions in Matter (<http://www.srim.org/>).

Sempre dalla figura 3.5 si evince che, a $v \approx 0.1c$, un atomo leggero (e.g. He) deposita un'energia di eccitazione per atomo-target pari a:

$$E_{exc,He} = l \frac{dE}{dx} \leq 6 \times 10^8 n^{-\frac{1}{3}} \sim 13eV$$

dove n è la densità numerica, mentre $l = n^{-\frac{1}{3}}$ è la distanza media tra due atomi consecutivi all'interno del reticolo.

Similmente, un atomo pesante (e.g. Fe) deposita un'energia di eccitazione

$$E_{exc,Fe} \sim 10^3 eV$$

L'energia fornita dagli atomi leggeri è sufficiente ad ionizzare diversi elettroni negli orbitali più esterni per atomo-target ad ogni impatto con la sonda. Questi elettroni secondari, a causa della loro quantità insufficiente, non sono in grado di recare danni permanenti al velivolo. Al contrario, ci si aspetta che siano gli elementi pesanti a provocare i danni maggiori (grazie ad una E_{exc} molto più elevata).

3.2.1 Studio del "damage track"

L'impatto con gli atomi interstellari si palesa con la comparsa sulla superficie della sonda del cosiddetto "*damage track*". La fisica dietro la sua formazione è complessa⁵; l'idea di base è la seguente: affinché si formi del danno irreversibile sulla superficie di un solido, la struttura del reticolo cristallino deve essere modificata durante la **fase del riscaldamento** oppure durante la **fase del rilassamento** (con l'ulteriore condizione che la **fase del raffreddamento** sia sufficientemente rapida da non permettere agli atomi di ritornare alla configurazione iniziale).

Storicamente la formazione del "*damage track*" venne descritta attraverso due modelli principali:

- **Modello del picco termico** ("*thermal spike model*"), proposto da Seitz nel 1949;
- **Modello del picco di spostamento** ("*displacement spike model*"), avanzato da Fleischer et al. nel 1965.

Il primo prevede la formazione del danno durante la *fase del riscaldamento*.

Il secondo, invece, contempla il fatto che la repulsione Coulombiana tra gli atomi (temporaneamente ionizzati all'interno del cilindro) converta direttamente l'energia elettrostatica in energia cinetica, causando uno spostamento degli atomi stessi rispetto al *track core*.

Prove di laboratorio mostrano la miglior efficacia del modello di Seitz, in quanto può spiegare il danno subito sia nei metalli sia negli isolanti.

⁵Per approfondimenti, vedere [24].

Le stesse prove suggeriscono che la formazione del *damage track* avviene quando dE/dx è maggiore di un certo valore di soglia S_{th} . Quest'ultimo varia a seconda del materiale considerato (dipende cioè dalla sua struttura atomica): per il quarzo (SiO_2 , un isolante) vale $S_{th} = 1.5 \text{ keV nm}^{-1}$, mentre per la grafite si ha $S_{th} \approx 5.1 \text{ keV nm}^{-1}$. Per materiali ad alta conduttività termica (rame, diamante, etc.) non ci si aspetta la formazione di alcun danno per nessun valore della "stopping power".

Un fenomeno collaterale del "damage track" non trascurabile è lo **sputtering elettronico**. Esso consiste nell'espulsione di diversi elettroni dalla superficie di un solido dopo che questo è stato bombardato da un flusso continuo di particelle, tipicamente ioni. Lo *sputtering* risulta dominato da Fe, sebbene a velocità $v \sim c$ è alquanto inefficace; per $v = 0.2c$, invece, non è del tutto trascurabile in quanto il valore di dE/dx è maggiore (fig. 3.5). Tuttavia, a causa della scarsa abbondanza del ferro nel L.I.S.M., questo processo ha un effetto complessivo molto minore nel computo totale del danno alla sonda.

Riassumendo: gli atomi più leggeri trasferiscono quasi tutta la loro energie agli atomi-target favorendo un aumento della temperatura della sonda; gli atomi più pesanti provocano la formazione del "damage track" e contribuiscono anch'essi al surriscaldamento delle apparecchiature interne.

L'impatto con il L.I.S.M. non si può ridurre solo a fenomeni d'urto: bisognerebbe includere anche effetti radiativi ed energetici (ad esempio fotoni interstellari). Tuttavia ciò esula dagli obiettivi di questo lavoro di tesi e i contributi evidenziati si considerano trascurabili.

3.3 Effetti dell'interazione con il gas interstellare

È bene quantificare il "damage track" nel caso della componente gassosa. In generale, la lunghezza media entro cui un proiettile di energia iniziale E_0 può penetrare all'interno di un solido prima che arresti la sua traiettoria è definita come:

$$R(E_0) = \int_{E_0}^0 \left(\frac{dE}{dx} \right)^{-1} dE \quad (3.1)$$

Fig. 3.6 mostra i valori di $R(E_0)$ per i 16 elementi più comuni nel L.I.S.M. gassoso.

Si nota subito che atomi con velocità incidenti più elevate riescono anche a penetrare a profondità maggiori all'interno del solido, come ci si aspetterebbe. Per una velocità $v = 0.2c$, ioni pesanti vengono fermati entro una distanza $R < 1 \text{ mm}$, mentre atomi più leggeri (H, He) sono stoppati a distanze maggiori.

A ciò si collega direttamente il concetto di **track radius** r_{tr} , ovvero il raggio del "damage track" registrato sulla superficie. Esso si può esprimere come funzione di dE/dx e modelli analitici ne suggeriscono diverse forme:

$$r_{tr} = 0 \quad \text{se } dE/dx < 2.7S_{th} \quad (3.2a)$$

$$r_{tr}^2 = a_0^2 \ln \left(\frac{dE/dx}{S_{th}} \right) \quad \text{se } S_{th} \leq dE/dx \leq 2.7S_{th} \quad (3.2b)$$

$$r_{tr}^2 = a_0^2 \frac{dE/dx}{2.7S_{th}} \quad \text{se } dE/dx > 2.7S_{th} \quad (3.2c)$$

dove S_{th} è la già nota "stopping power" di soglia, a_0 è un parametro del modello che si ricava con il fit dei dati sperimentali (il best-fit si ottiene per $a_0 = 2.2 \text{ nm}$).

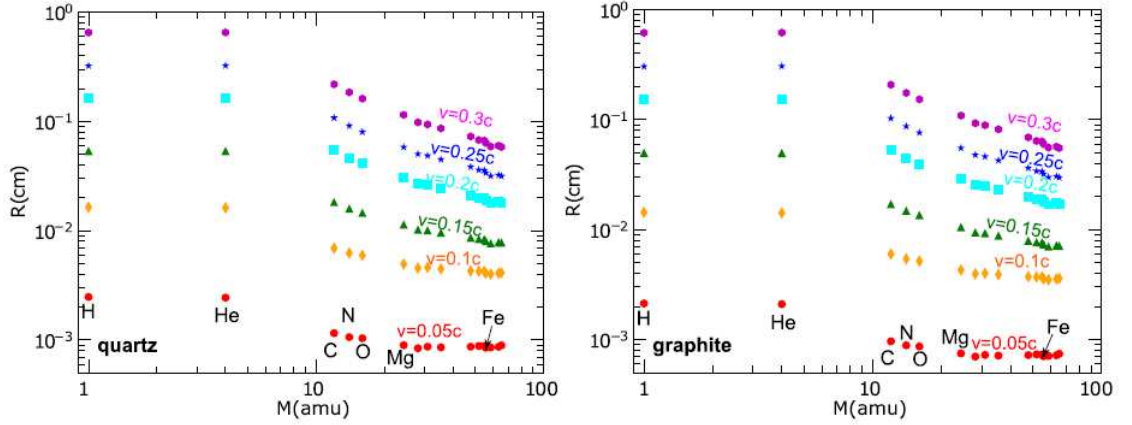


Figura 3.6: Valori di $R(E_0)$ in funzione della massa atomica dei 16 elementi interstellari più diffusi, nel range di velocità $0.05c \leq v \leq 0.3c$, per il quarzo (grafico a sinistra) e per la grafite (grafico a destra). Immagine presa da [2], pag.4.

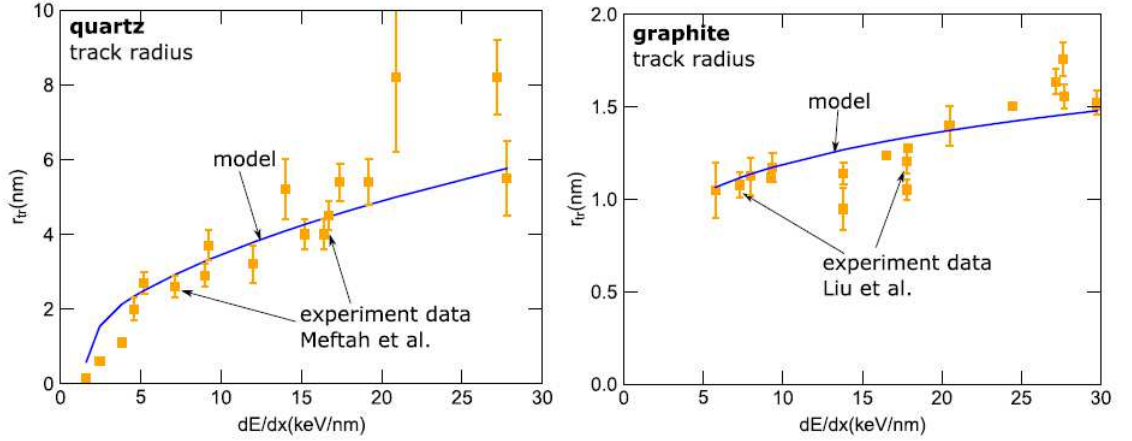


Figura 3.7: Fit analitici su dati sperimentali per SiO_2 (quarzo, pannello di sinistra) e grafite (pannello di destra). I primi sono stati derivati usando eq. (3.2b) e (3.2c), mentre i secondi da un andamento a legge di potenza del tipo $r_{tr} \propto (dE/dx)^\alpha$ (con $\alpha = 2$). Immagine presa da [2], pag.5.

Fig. 3.7 mostra un confronto tra i valori di r_{tr} (calcolato tramite le eq. (3.2b) e (3.2c)) e alcuni lavori precedenti⁶.

Si nota che, per la grafite, l'andamento segue una legge di potenza della forma $r_{tr} = a_0 \left(\frac{dE/dx}{S_{th}} \right)^\alpha$. Il fit risulta buono per alti valori di dE/dx , sebbene si registri una leggera sovrastima per $dE/dx < 10 \text{ keV nm}^{-1}$. A parità di "stopping power", r_{tr} della grafite risulta più piccolo di quello del quarzo: infatti il primo è un materiale conduttore migliore del secondo e riesce a trasferire il calore dal *track core* più velocemente.

⁶[21] per il quarzo, [22] per la grafite.

Figura 3.8: Raggio di "damage track" degli elementi pesanti nel mezzo interstellare gassoso, rispetto ad una superficie-target di quarzo (pannello superiore) e di grafite (pannello inferiore). Immagine presa da [2], pag.5.

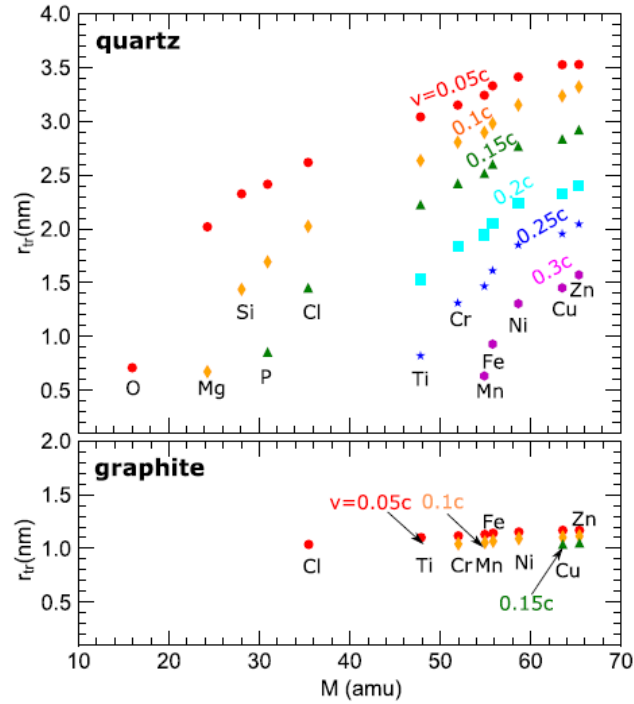


Fig. 3.8 mostra i valori di r_{tr} per gli elementi pesanti, calcolati inserendo nell'eq. (3.2b) i valori di best-fit.

Per una sonda di quarzo, r_{tr} decresce significativamente all'aumentare della velocità (ciò deriva dall'andamento di dE/dx in fig. 3.5). Per $v = 0.05c$, la formazione di danno importante avviene per ioni di massa atomica $M \geq 16$ (i.e. ossigeno ed elementi più pesanti); a velocità maggiori, e.g. $v = 0.1c$, r_{tr} diventa importante solo per $M \geq 25$; infine, solamente ioni incidenti di massa $M > 55$ possono arrecare danni a $v = 0.4c$.

Per una sonda di grafite, invece, il raggio di "damage track" dipende meno fortemente dalla velocità nel range $0.05c \leq v \leq 0.15c$, mentre non si rileva alcun danno per $v \geq 0.2c$.

3.3.1 Danno alla superficie

Si definisce x_i l'abbondanza gassosa dell' i -esimo elemento tarata sull'idrogeno, in modo tale che l' i -esima densità risulti $n_i = x_i n_H$ (dove n_H è la densità numerica protonica all'interno del gas). Il *collisional rate* della sonda con il mezzo interstellare gassoso risulta $n_i v A$, essendo A la sezione geometrica del velivolo. Ogni atomo del L.I.S.M. gassoso produrrà un "damage track" di raggio $r_{tr,i}$ ed area $\pi(r_{tr,i})^2$. Ne discende che l'area della superficie totale della sonda danneggiata da tutti gli atomi interstellari dopo un intervallo di tempo dt è pari a:

$$dS = \sum_i \pi(r_{tr,i})^2 \times x_i n_H v A \times dt = \sum_i \pi(r_{tr,i})^2 x_i A dN \quad (3.3)$$

dove $dN = n_H v dt$ è la densità di colonna del gas incontrata dalla sonda dopo un tempo dt .

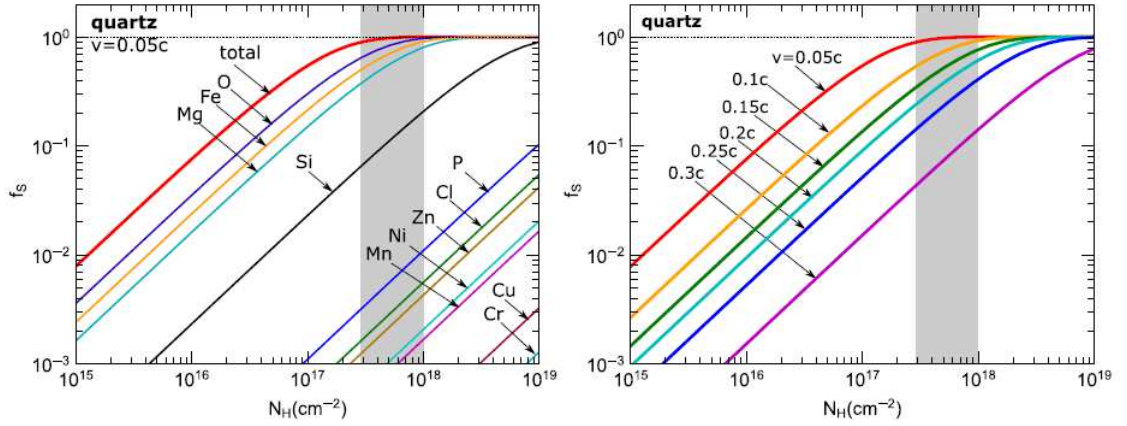


Figura 3.9: Valori di f_S in funzione della densità colonnare N_H per il quarzo. Pannello a sinistra: contributo al valore totale di tutti gli elementi pesanti alla velocità fissata $v=0.05c$. Pannello a destra: contributo totale nel range di velocità $0.05c \leq v \leq 0.3c$. In entrambi i grafici la parte ombreggiata si riferisce ai valori di N_H lungo la linea di vista di α Centauri. Immagine presa da [2], pag.6.

Per ottenere l'area totale danneggiata S basterebbe integrare l'eq. (3.3) sulla densità colonnare da $N = 0$ a $N = N_H$; in questo modo, però, non si stanno tenendo conto le possibili sovrapposizioni di danni sulla stessa superficie ma provocati in tempi diversi. È più corretto considerare anche la probabilità che gli atomi incidenti non impattino su una superficie danneggiata precedentemente. L'espressione completa vale:

$$dS = \sum_i \pi(r_{tr,i})^2 x_i A \left(1 - \frac{S}{A}\right) dN \quad (3.4)$$

dove $A \left(1 - \frac{S}{A}\right)$ è la probabilità di cui sopra.

La **frazione di superficie d'area danneggiata** della sonda dopo aver attraversato una colonna di gas di densità N_H è, infine:

$$f_S = \frac{\int_0^S dS}{A} = 1 - \exp\left(-\sum_i \pi(r_{tr,i})^2 x_i N_H\right) \quad (3.5)$$

dove $r_{tr,i}$ è funzione delle velocità (si veda fig. 3.8).

Come si nota, il calcolo completo di f_S prevede la conoscenza delle caratteristiche del L.I.S.M., in particolare lungo la linea di vista verso α Centauri.

Fig. 3.9 mostra i risultati dell'eq. (3.5) nel caso del quarzo SiO_2 , mentre fig. 3.10 nel caso della grafite.

Nel primo caso, si nota che a $v=0.05c$ la superficie si danneggia in modo importante dopo che la sonda ha attraversato una densità di colonna $N_H \approx 3 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$; il maggior contributo, in questo senso, è fornito da elementi tipo O e Fe. Nel range $0.05c \leq v \leq 0.3c$ f_S diminuisce all'aumentare di v perchè r_{tr} decresce all'aumentare di v : in particolare, per $v=0.2c$ circa il 70% della superficie risulta danneggiata dopo che è stata attraversata una densità colonnare $N_H \approx 2 \times 10^{18} \text{ cm}^{-2}$.

Nel secondo caso, invece, il danno risulta minore per $v=0.05c$, con $f_S \approx 0.3$ a $N_H = 10^{18} \text{ cm}^{-2}$. Sopra $v=0.1c$, il danno risulta trascurabile.

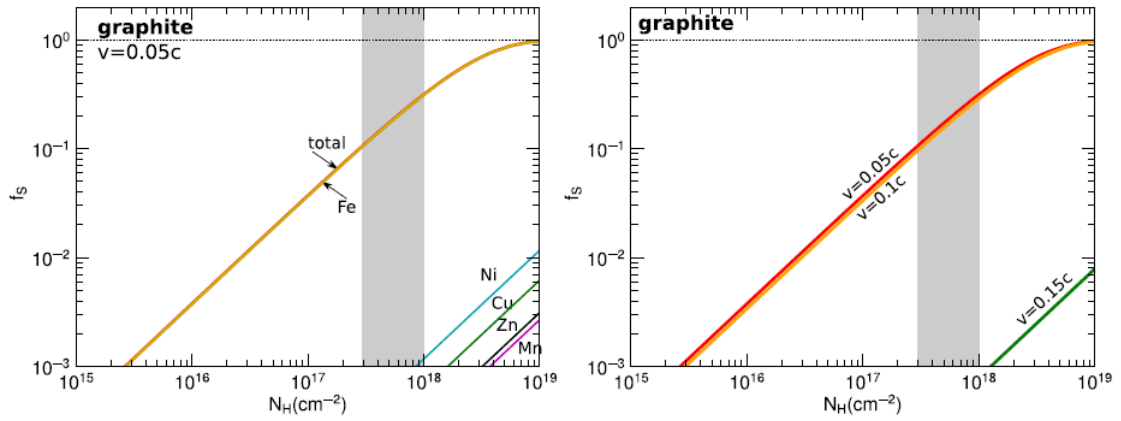


Figura 3.10: Stesse considerazioni di figura 3.9 ma per la grafite. Immagine presa da [2], pag.7.

Per analogia, l'aumento del volume danneggiato della sonda dopo un intervallo di tempo dt' è calcolato come:

$$dV = \sum_i \pi(r_{tr,i})^2 R_i \times x_i n_H v A dt' \times \left(1 - \frac{V}{LA}\right) \quad (3.6)$$

dove R_i è la lunghezza di penetrazione dell' i -esimo elemento (si veda eq. (3.1)), mentre la sommatoria è da intendersi su tutti gli elementi che possono causare del danno (i.e. che possiedono una "stopping power" $dE/dx > S_{th}$). In questa assunzione, il termine $(1 - \frac{V}{LA})$ indica la probabilità che il nuovo volume danneggiato non coinciderà con quello precedentemente eroso.

L'eq. (3.6) può essere riscritta nella seguente forma:

$$\frac{dV}{(1 - \frac{V}{LA})} = \sum_i \pi(r_{tr,i})^2 R_i \times x_i A dN \quad (3.7)$$

In questo modo risulta più comodo calcolarsi il **volume-filling factor** del "damage track" per la componente gassosa:

$$f_V = \frac{\int_0^V dV}{LA} = 1 - \exp\left(-\frac{\sum_i \pi(r_{tr,i})^2 R_i x_i N_H}{L}\right) \quad (3.8)$$

Fig. 3.11 mostra i valori di f_V per il quarzo, mentre fig. 3.12 per la grafite.

Nel caso di SiO_2 , a $v = 0.05c$ il danno più importante è causato principalmente da O, Mg e Fe (nonostante abbiano una bassa abbondanza nel L.I.S.M.). Uno strato superficiale di spessore $L = 0.1$ mm può essere eroso significativamente dopo aver attraversato una colonna di $N_H \approx 10^{18}$ cm^{-2} . Sorprendentemente, si nota una certa costanza di f_V al variare della velocità (a differenza, invece, del termine f_S). Ciò può essere spiegato con la considerazione che l'aumento della lunghezza di penetrazione R_i in qualche modo bilancia la diminuzione di superficie d'area ad alti valori di v .

Nel caso della grafite, invece, si nota che solo uno strato molto sottile ($L \approx 0.01$ mm) arriva ad essere eroso nel tempo in cui la sonda raggiungerebbe α Centauri: già queste considerazioni dovrebbero fornire un'idea migliore su quale materiale di costruzione possa essere più resistente.

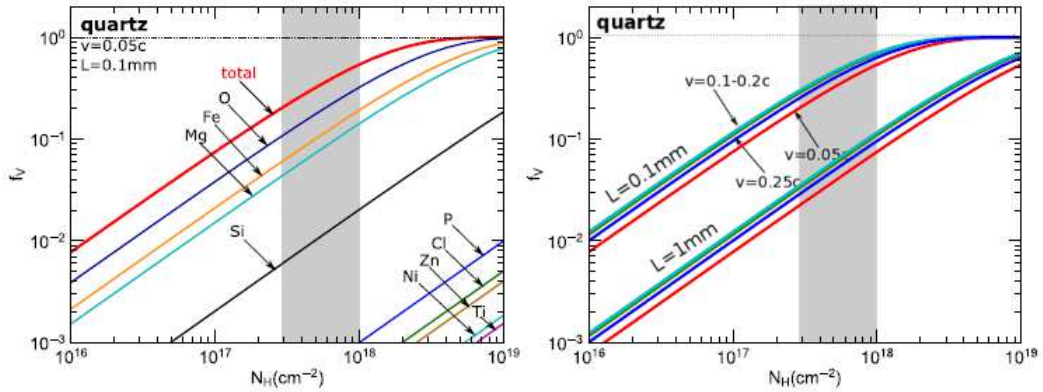


Figura 3.11: Volume-filling factor per il quarzo. Pannello a sinistra: f_V di uno strato superficiale di spessore $L = 0.1$ mm bombardato da diversi ioni. Pannello a destra: f_V totale con $L = 0.1$ mm e $L = 1$ mm a diverse velocità. L'area ombreggiata indica i valori di N_H lungo la linea di vista verso α Centauri. Immagine presa da [2], pag.8.

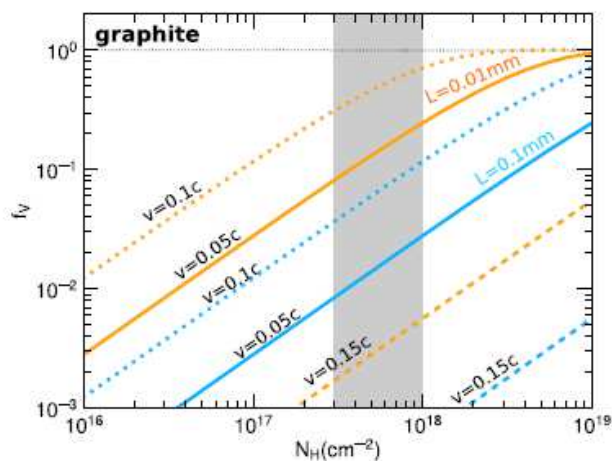


Figura 3.12: Volume-filling factor per la grafite. Le linee arancioni si riferiscono ad uno strato superficiale di spessore $L = 0.01$ mm, mentre le linee azzurre a $L = 0.1$ mm. Entrambe le configurazioni sono valutate nel range $0.05c \leq v \leq 0.15c$. La regione ombreggiata indica i valori di N_H lungo la linea di vista verso α Centauri. Immagine presa da [2], pag.8.

3.4 Impatto con la polvere interstellare

In un sistema a velocità relativistiche, l'impatto delle polveri interstellari con il target si può pensare come il bombardamento di un gruppo di atomi pesanti provenienti dall'interno del grano: questo è possibile in quanto l'energia cinetica di ogni singolo elemento è maggiore dell'energia di legame del grano stesso. Il processo segue similmente la cronologia del gas interstellare (si veda il paragrafo 3.2):

- Durante la collisione, gli atomi-target e quelli incidenti vengono ionizzati reciprocamente: si producono elettroni secondari altamente energetici;
- Questi perdono velocemente la loro energia cinetica trasferendola agli atomi della sonda adiacenti entro un volume cilindrico lungo la direzione dell'urto iniziale. In questa fase aumenta la temperatura interna del reticolo;
- Successivamente, la temperatura decresce mentre il cilindro inizia ad allargarsi per conduzione di calore;
- Il grano di polvere interstellare si fonde ed inizia ad evaporare gradualmente.

Definita a_{gr} come la dimensione tipica di un grano interstellare, la perdita di energia per unità di lunghezza durante la collisione (i.e. la "*stopping power*" delle polveri) è della forma

$$\frac{dE_d}{dx} = N_d \frac{dE_l}{dx} = \frac{4\pi a_{gr}^3 n_d}{3} \frac{dE_l}{dx} \quad (3.9)$$

dove N_d è il numero totale di atomi nel grano, n_d è la densità numerica delle polveri, dE_l/dx è la perdita media di energia per unità di lunghezza di impatto sulla superficie-target.

Chiamando ϵ la frazione di energia persa e trasferita agli atomi del reticolo, si può calcolare l'energia totale trasferita al target entro un cilindro di raggio R_{cyl} e lunghezza l :

$$\begin{aligned} \Delta E &= \epsilon \frac{l dE_d}{dx} = \frac{4\pi a_{gr}^3 n_d \epsilon l}{3} \frac{dE_l}{dx} \\ &\cong 4 \times 10^{17} a_{-5}^3 \left(\frac{n_d}{10^{23} cm^{-3}} \right) \left(\frac{\epsilon l dE_l/dx}{10^{10} eV} \right) eV \end{aligned} \quad (3.10)$$

dove $a_{-5} = \left(\frac{a_{gr}}{10^{-5} cm} \right)$.

Il valore di ϵ è incerto: modelli numerici mostrano che un buon compromesso si raggiunge se si considera $\epsilon = 0.5$ come valore costante. Simulazioni suggeriscono che circa il 60%-80% di dE/dx si trasforma in energia cinetica elettronica.

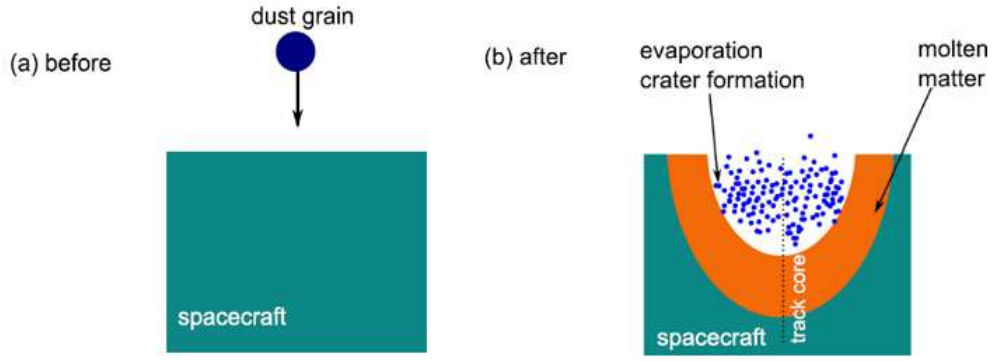


Figura 3.13: Illustrazione schematica dell'impatto di un grano interstellare con la superficie della sonda. Immagine presa da [2], pag.8.

La quantificazione del danno provocato da una tale energia sulla sonda dipende dalla temperatura iniziale del cilindro subito dopo l'impatto con il grano interstellare. Per il calcolo di T_{cyl} si sfrutta il modello di Debye⁷: nel limite ad alte temperature si può affermare che la capacità termica sia $C_V = (3N - 6)k \sim 3Nk$, dove $N = n_s \pi R_{cyl}^2 l$ è il numero totale di atomi nel cilindro e n_s indica la densità numerica atomica della sonda.

Mettendo insieme tutte queste considerazioni si arriva alla seguente stima di T_{cyl} :

$$\begin{aligned}
 T_{cyl} &= \frac{\Delta E}{C_V} = \left(\frac{a_{gr}}{R_{cyl}} \right)^3 \frac{4R_{cyl} \epsilon}{9} \frac{dE_l/dx}{k} \\
 &\cong 5 \times 10^{13} \epsilon \left(\frac{a_{gr}}{R_{cyl}} \right)^3 \left(\frac{R_{cyl}}{1cm} \right) \left(\frac{dE_l/dx}{10^{10} eV cm^{-1}} \right) K
 \end{aligned} \tag{3.11}$$

dove si è assunto implicitamente che tutta la perdita di energia ionica venga convertita in energia termica⁸.

Fig. 3.13 mostra uno schema dell'impatto "grano di polvere-sonda".

Quando T_{cyl} supera la temperatura di evaporazione $T_{evap} = U_0/3k$, la materia surriscaldata cambia rapidamente e passa allo stato gassoso; avviene un'evaporazione completa di una parte del cilindro d'impatto: qui gli atomi vengono eccitati oltre l'energia di legame U_0 e riescono a scappare istantaneamente dalla superficie. Per $T_{cyl} \sim T_m$ (dove T_m è la temperatura di fusione), il resto del volume d'impatto si fonde passando dallo stato solido allo stato liquido, ma non evapora: non riceve abbastanza calore tale da allargare il cratere del *track core*.

⁷Modello con profonde applicazioni nella fisica dello stato solido: descrive il contributo dei fononi (delle quasiparticelle) al calore specifico di un solido.

⁸In realtà una piccola parte viene espulsa sotto forma di radiazione di *Bremsstrahlung*.

3.4.1 Danno previsto alla superficie

Dalle eq. (3.9), (3.10) e (3.11) si nota subito che la densità numerica delle polveri interstellari n_d gioca un ruolo fondamentale nella trattazione di un loro impatto con la sonda. È bene chiarire la loro distribuzione dimensionale nel L.I.S.M. e il loro andamento. Ad oggi, i modelli più accreditati⁹ suggeriscono la seguente forma distribuzionale:

$$\frac{dn_j}{n_H da_{gr}} = \frac{C_j}{a_{gr}} \left(\frac{a_{gr}}{a_{t,j}} \right)^{\alpha_j} F(a_{gr}; \beta_j; \alpha_j) G(a_{gr}; \beta_j; \alpha_j) \quad (3.12)$$

dove $j = (\text{sil}, \text{gra})$ per composti come silicati e in grafite, rispettivamente; $a_{t,j}$ e $a_{c,j}$ sono dei parametri del modello, mentre C_j è una costante determinata dal rapporto di massa "gas-to-dust" $R_{g/d}$ totale.

Le funzioni-coefficiente F e G sono pari a:

$$\begin{cases} F = 1 + \frac{\beta a_{gr}}{a_t} & \text{per } \beta > 0 \\ F = \left(1 - \frac{\beta a_{gr}}{a_t} \right)^{-1} & \text{per } \beta < 0 \end{cases}$$

e

$$\begin{cases} G(a_{gr}; \beta_j; \alpha_j) = 1 & \text{per } a_{gr} < a_{t,j} \\ G(a_{gr}; \beta_j; \alpha_j) = \exp \left(- \left[\left(\frac{a_{gr} - a_{t,j}}{a_{c,j}} \right) \right]^3 \right) & \text{per } a_{gr} > a_{t,j} \end{cases}$$

Assumendo un $R_{g/d} \sim 100$ (si veda il paragrafo 2.3), il modello mostra una caduta esponenziale dal valore $a_{gr} > 0.25 \mu\text{m}$; nelle considerazioni successive, dunque, si assumono i limiti superiore $a_{max} = 1 \mu\text{m}$ ed inferiore $a_{min} = 0.001 \mu\text{m}$.

Dalla fig. 3.13: i danni più importanti che una sonda può subire sono l'evaporazione improvvisa di un volume (cilindrico) finito e la fusione del materiale circostante. Di seguito si analizzano i due aspetti, mostrando che in generale il tasso di collisione con la j -esima componente delle polveri interstellari vale

$$R(a_{gr})_{coll} = n_j(a_{gr})vA \quad (3.13)$$

dove $n_j(a_{gr}) = \frac{dn_j}{da_{gr}}$ (eq. (3.12)).

La cross-section del grano molto minore di A è stata trascurata.

Per quanto riguarda l'evaporazione: si definisce $R_{cyl, evap}$ il raggio del cilindro che viene riscaldato sino alla temperatura T_{evap} . Sostituendo quest'ultima nell'eq. (3.11) al posto di T_{cyl} si ottiene:

$$\begin{aligned} \pi R_{cyl, evap}^2 &= \frac{\epsilon dE_d/dx}{n_s U_0} = \frac{4\pi a_{gr}^3 \epsilon dE_l/dx}{3U_0} \\ \Rightarrow R_{cyl, evap} &\cong 15a_{-5}^{3/2} \left(\frac{\epsilon dE_l/dx}{1keV nm^{-1}} \right)^{1/2} \left(\frac{6eV}{U_0} \right)^{1/2} \mu m \end{aligned} \quad (3.14)$$

⁹Per ulteriori dettagli, si veda [4].

Coinvolgendo l'eq. (3.13), la **superficie d'area evaporata** a causa delle polveri in un intervallo di tempo dt è

$$dS_{evap} = \sum_{j=sil,gra} \int_{a_{min}}^{a_{max}} n_j(a_{gr}) da_{gr} vA \times \pi R_{cyl,evap}^2 \times dt \quad (3.15)$$

La **frazione di superficie d'area evaporata** della sonda dopo aver attraversato una densità colonnare N_H risulta:

$$\begin{aligned} \frac{f_{s,evap}}{N_H} &= \sum_{j=sil,gra} \int_{a_{min}}^{a_{max}} \frac{R(a_{gr})_{coll}}{A} \frac{4\pi a_{gr}^3}{3} \frac{dE_l/dx}{U_0} \frac{dn_j}{da_{gr}} da_{gr} \\ &= \sum_{j=sil,gra} \int_{a_{min}}^{a_{max}} \frac{4\pi a_{gr}^3}{3} \frac{\epsilon dE_l/dx}{U_0} \frac{dn_j}{da_{gr}} da_{gr} \end{aligned} \quad (3.16)$$

Questi eventi esplosivi di evaporazione provocano letteralmente perdite di materia dalla superficie della sonda; ciò significa che una sovrapposizione di più collisioni nel tempo può far aumentare $f_{s,evap}$ a tal punto da renderla comparabile (o addirittura maggiore) all'area A del target: la completa distruzione della sonda sarebbe inevitabile.

Per quanto riguarda la fusione: si definisce $R_{cyl,m}$ il raggio del cilindro che, per conduzione di calore, essendo adiacente al cratere di evaporazione viene scaldato sino alla temperatura di fusione T_m ; sostituendo nell'eq. (3.14) $U_0 = 3kT_m$, si trova l'espressione:

$$\pi R_{cyl,m}^2 = \frac{\epsilon dE_d/dx}{3n_s k T_m} = \frac{4\pi a_{gr}^3 \epsilon dE_l/dx}{9k T_m} \quad (3.17)$$

Per analogia con l'eq. (3.16), la **frazione di superficie d'area fusa** si può calcolare approssimativamente come:

$$f_{S,m} = 1 - \exp \left(-N_H \sum_j \int_{a_{min}}^{a_{max}} \frac{4\pi a_{gr}^3}{3} \frac{\epsilon dE_l/dx}{k T_m} \frac{dn_j}{da_{gr}} da_{gr} \right) \quad (3.18)$$

dove si è tenuto conto di possibili fusioni sovrapposte.

Fig. 3.14 mostra i valori di f_S , sia per fusione che per craterizzazione (i.e. vaporizzazione).

A $v = 0.2c$ circa il 20% della superficie viene erosa dopo aver attraversato una densità colonnare $N_H \sim 3 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ (valore molto minore rispetto a quello che ci si aspetta verso α Centauri). Si nota che il quarzo è molto sensibile al processo di fusione: si ha la liquefazione della superficie per $N_H \leq 10^{17} \text{ cm}^{-2}$; la grafite, invece, inizia a passare allo stato liquido solo per valori $N_H \geq 3 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$.

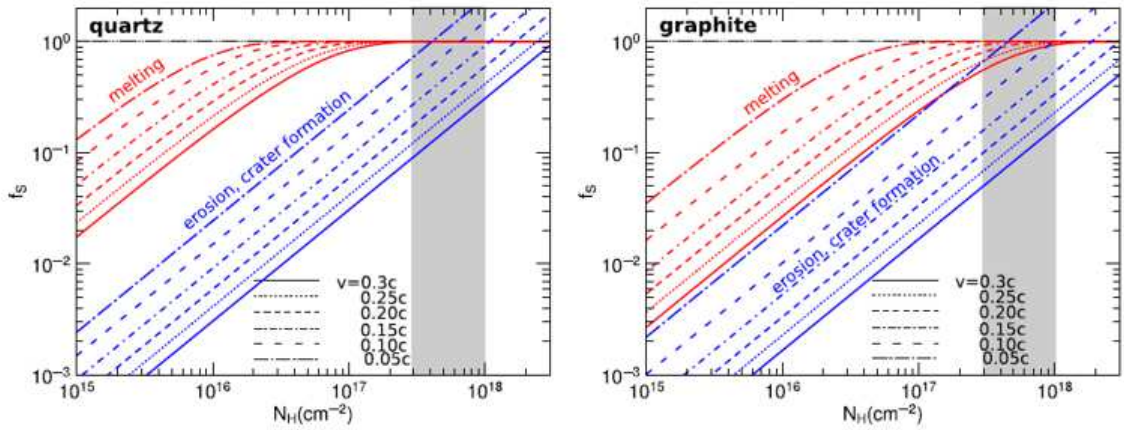


Figura 3.14: Valori di f_S per il quarzo (pannello a sinistra) e per la grafite (pannello a destra). Le linee rosse indicano i danni da fusione, le linee blu da craterizzazione. È evidenziato il range di velocità considerato. L'area ombreggiata si riferisce a valori di N_H lungo la linea di vista di α Centauri. Immagine presa da [2], pag.10.

Il danno al **volume** della sonda merita un discorso a parte.

Un grano di polvere di dimensione a_{gr} può riscaldare tramite collisione tutti gli atomi-target entro un volumetto $\delta V(a_{gr})$ fino ad un'energia media pari a quella di legame U_0 :

$$n_s \delta V(a_{gr}) U_0 = \epsilon_V E_d = \frac{4\pi a_{gr}^3 n_d \epsilon_V m v^2}{3 \cdot 2}$$

dove m è la massa media degli atomi del grano di polvere, ϵ_V è la frazione di energia cinetica E_d dei grani che è stata convertita in energia cinetica degli elettroni secondari.

Il volume totale dei crateri rispetto al volume della sonda ($V = LA$) si ottiene integrando $\delta V(a_{gr})$ sulla distribuzione delle polveri (eq. (3.12)) e sul tasso di collisione (eq. (3.13)):

$$\begin{aligned} f_{V, evap} &= \sum_{j=sil, gra} \int_{a_{min}}^{a_{max}} \frac{R(a_{gr})_{coll}}{LA} \frac{4\pi a_{gr}^3 \epsilon_V m v^2}{3 \cdot 2U_0} \frac{dn_j}{da_{gr}} da_{gr} \\ &= \sum_{j=sil, gra} \int_{a_{min}}^{a_{max}} \frac{4\pi \epsilon_V m v^2}{3L} \frac{a_{gr}^3}{2U_0} \frac{dn_j}{da_{gr}} da_{gr} \end{aligned} \quad (3.19)$$

Analogamente, il **volume-filling factor** per fusione si può derivare dall'espressione:

$$f_{V, m} = 1 - \exp \left(-N_H \sum_{j=sil, gra} \int_{a_{min}}^{a_{max}} \frac{4\pi \epsilon_V m v^2}{3L} \frac{a_{gr}^3}{6kT_m} \frac{dn_j}{da_{gr}} da_{gr} \right) \quad (3.20)$$

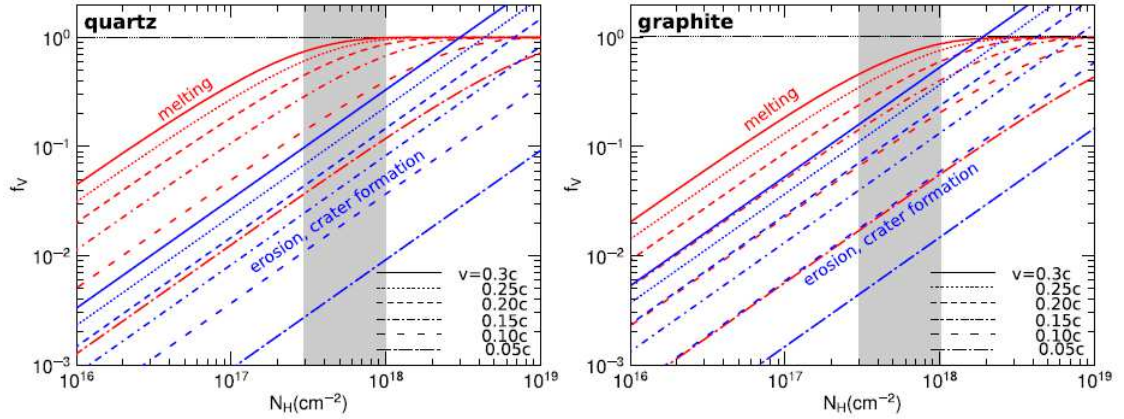


Figura 3.15: Valori di f_V per il quarzo (pannello a sinistra) e per la grafite (pannello a destra). Le linee rosse indicano i danni da fusione, le linee blu da craterizzazione. È evidenziato il range di velocità considerato. Si assume uno spessore superficiale di $L = 1$ cm. L'area ombreggiata si riferisce a valori di N_H lungo la linea di vista di α Centauri.

Immagine presa da [2], pag.11.

Fig. 3.15 mostra i valori di f_V , sia per fusione che per vaporizzazione.

Si nota una decrescita rapida della frazione di volume erosa all'aumentare della velocità: dipendenza diversa da quella di f_S ma consistente con l'idea che maggiore l'impatto del grano più profonda la sua traiettoria. Per $0.1c \leq v \leq 0.2c$ la sonda perderebbe il 30% del suo volume nel tempo in cui raggiungerebbe α Centauri. Il quarzo subirebbe un danno sino alla profondità $L = 1$ cm: l'intero corpo verrebbe distrutto; la grafite, come nel caso di f_S , registra una bassa esposizione alla fusione.

3.4.2 Dimensione critica della polvere interstellare

Esiste una dimensione minima del grano interstellare dal qual valore in poi un solo impatto con il target può provocare la completa distruzione di quest'ultimo. La **dimensione critica** $a_{d,c}$ è pari a

$$\begin{aligned} \frac{a_{d,c}}{H} &= \left(\frac{6n_s U_0}{4\pi n_d \epsilon_V m v^2} \right)^{1/3} \left(\frac{L}{H} \right)^{1/3} \\ &\cong 0.002 \epsilon_V \left(\frac{12n_s}{\overline{M} n_d} \right)^{1/3} \left(\frac{U_0}{6eV} \right)^{1/3} \left(\frac{0.2c}{v} \right)^{2/3} \left(\frac{L}{H} \right)^{1/3} \end{aligned} \quad (3.21)$$

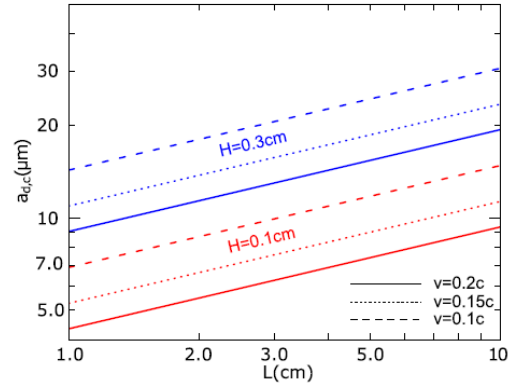
dove \overline{M} è la massa atomica media delle polveri.

Fig. 3.16 mostra le possibili soluzioni dell'eq. (3.21) per diversi valori di v , L e H .

Ad esempio, una sonda che si muove a $v = 0.2c$, di lunghezza $L = 5$ cm ed altezza $H = 0.3$ cm può essere distrutta da un grano di $a_{d,c} \sim 15\mu\text{m}$ dopo un solo impatto; sonde più piccole ($L = 1$ cm, $H = 0.1$ cm) che si muovono alla stessa velocità possono essere annientate da grani critici più piccoli ($a_{d,c} \sim 4\mu\text{m}$), come ci si aspetterebbe.

Figura 3.16: Dimensione critica di un "proiettile" interstellare in funzione della lunghezza L della sonda. Sono proposte diverse velocità d'impatto e diversi valori di altezza target H .

Immagine presa da [2], pag.11.



Il *collisional rate* totale si deriva integrando R_{coll} (si veda eq. (3.13)) sulla distribuzione dimensionale delle polveri, da $a_{d,c}$ verso a_{max} :

$$R_{coll} = \sum_j \int_{a_{d,c}}^{a_{max}} Av \frac{dn_j}{da_{gr}} da_{gr} \quad (3.22)$$

Assumendo $R_{g/d} = \text{cost.}$, la colonna di gas che la sonda dovrebbe attraversare prima della sua completa distruzione è $N_{coll} = n_H v R_{coll}^{-1}$. Se si considerano solo grani critici (in particolare $a_{d,c} \sim 15\mu\text{m}$), si trova che $N_{coll} \sim 10^{68} \text{ cm}^{-2}$ (per una sonda a velocità $v = 0.2c$ con superficie d'area $A = (0.3 \times 0.3) \text{ cm}^2$).

3.5 Analisi dei dati

Di seguito un riassunto di quanto derivato nelle sezioni precedenti. È stato quantificato il danno ad una sonda (con caratteristiche simili a quelle proposte dal progetto "*Breakthrough Starshot*") causato dall'interazione con la polvere ed il gas del mezzo interstellare (locale). In particolare sono stati considerati due materiali di costruzione: il quarzo (nella forma SiO_2) e la grafite.

La conseguenza principale dell'impatto con la componente gassosa si può riassumere nella formazione del *damage track* (paragrafo 3.3.1) sulla superficie-target; il quarzo si è rivelato essere meno resistente agli ioni interstellari, mentre un materiale ad alta conduttività come la grafite registra dei danni rilevanti solo per velocità $0.05c \leq v \leq 0.15c$.

Il bombardamento della polvere interstellare, invece, provoca delle zone di riscaldamento temporaneo che possono indurre l'improvvisa evaporazione degli atomi di superficie (paragrafo 3.4), causando la presenza di piccoli crateri. Tale craterizzazione non è trascurabile sia per il quarzo sia per la grafite, sebbene la vaporizzazione sia leggermente diversa (dipende infatti dall'energia di legame U_0 , differente a seconda del materiale). L'effetto secondario della collisione consiste nella fusione della materia adiacente il cratere (fig. 3.13): non avviene una vera erosione della superficie ma una modifica della sua struttura molecolare. Gli elementi elettronici della sonda (i.e. lo *starchip*) possono andare incontro a malfunzionamenti o ad una completa rottura.

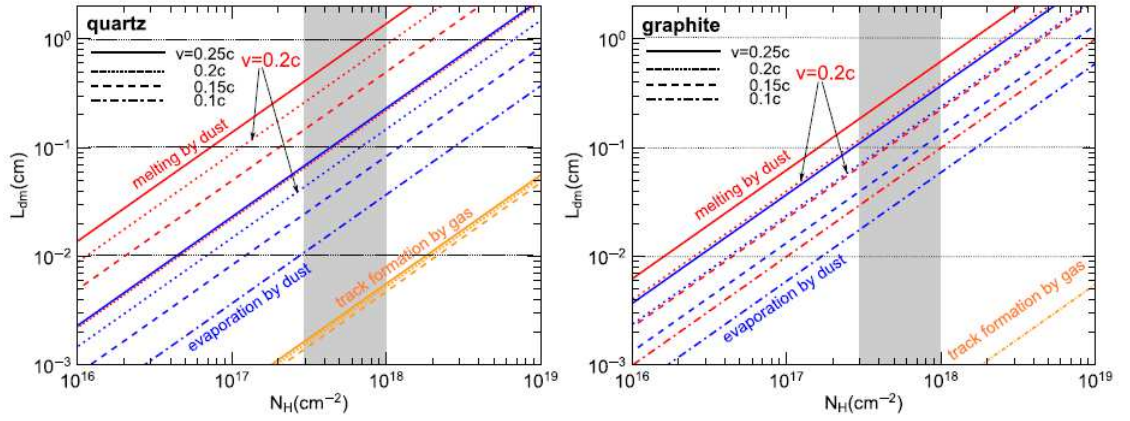


Figura 3.17: Spessore della superficie-target danneggiato dalla interazione con il L.I.S.M. per il quarzo (pannello a sinistra) e per la grafite (pannello a destra). L'area ombreggiata indica valori di densità colonnare lungo la linea di vista di α Centauri. Immagine presa da [2], pag.12.

Fig. 3.17 mostra lo spessore di superficie-target danneggiato dopo l'interazione con il L.I.S.M. in funzione di N_H a diverse velocità. Il valore di $L_{d,m}$ è determinato dallo spessore L al quale $f_{V,evap} = 1$ per l'evaporazione (eq. (3.19)) e $f_{V,m} = 0.9$ per la fusione (eq. (3.20)).

A $v = 0.2c$ l'intera superficie può evaporare sino ad una profondità ~ 0.05 cm (~ 0.07 cm), mentre la fusione può danneggiare il solido ad una profondità di 0.3 cm (0.1 cm) per il quarzo (grafite) dopo che la sonda ha attraversato una colonna di gas di densità $N_H \sim 10^{17}$ cm $^{-2}$. Dal momento che lungo la linea di vista di α Centauri si registrano valori del tipo $N_{H,obs} \sim 3 \times 10^{17}/10^{18}$ cm $^{-2}$, ci si aspetta che il danno sia tre volte maggiore.

Inoltre, sempre da fig. 3.17 si nota come l'evaporazione (fusione) da parte dei grani interstellari sia un ordine (due ordini) di grandezza più efficace rispetto al danno causato dalla componente gassosa: ciò è dovuto alla presenza di elementi pesanti a livello strutturale. Questi, infatti, nonostante costituiscano solo $\sim 1\%$ della massa totale del L.I.S.M., possono rilasciare ingenti quantità di energia sulla superficie del target. Un singolo atomo pesante (massa atomica $M < 50$) non riesce a formare un *damage track* a $v = 0.2c$ in quanto la dE/dx risulta molto bassa a quelle velocità; un grano di polvere, tuttavia, arriva a contenere sino a $\sim 10^{10}$ di questi atomi: l'effetto cumulativo induce l'evaporazione improvvisa di un volumetto cilindrico sulla superficie della sonda.

Questo effetto può risultare addirittura distruttivo per l'intero target man mano che si considerano grani di dimensioni maggiori; la dimensione critica della polvere interstellare, in questo senso, risulta essere $a_{d,c} \sim 15\mu\text{m}$ (per un target di area $A = (0.3 \times 0.3)$ cm 2 che si muove alla velocità $v = 0.2c$).

Basandosi esclusivamente sulla distribuzione dimensionale delle polveri (eq. (3.12)), si può vedere che lungo la linea di vista di α Centauri i grani critici sono piuttosto rari; la probabilità di un impatto distruttivo è dell'ordine di

$$P = \frac{N_{H,obs}}{N_{coll}} \sim \frac{10^{18}}{10^{68}} \sim 10^{-50}\%,$$

assolutamente trascurabile.

Tuttavia, il modello di Weingartner e Draine ([4]) -da cui l'eq. (3.12) deriva- potrebbe non riuscire a seguire la complessità della distribuzione delle polveri. Esso prevede un cut-off per $a_{gr} > 1\mu\text{m}$, mentre le sonde *Galileo* e *Ulysses* (si veda il paragrafo 2.2.1) suggeriscono un andamento a legge di potenza con il limite superiore fissato su $a_{gr} \sim 3\mu\text{m}$; inoltre, survey radar¹⁰ automatiche hanno rilevato tracce di meteoroidi interstellari le cui dimensioni variano da $10\mu\text{m}$ a $30\mu\text{m}$.

Con queste considerazioni, la probabilità per una sonda di incontrare grani critici lungo il suo viaggio verso α Centauri risulta essere

$$P_{cr,H} \simeq 7.99 \times 10^{-8}\% \quad (3.23)$$

molto più consistente della derivazione precedente ma ancora del tutto trascurabile.

¹⁰Per ulteriori dettagli si veda [19].

Capitolo 4

Il mezzo interplanetario

Il mezzo interplanetario, meglio conosciuto con l'acronimo **I.P.M.** (**I**nter**P**lanetary **M**edium), è per definizione l'insieme di materia barionica e radiazione che forma lo spazio all'interno del sistema solare, tra i pianeti e i corpi minori (asteroidi, comete, lune, etc.).

Coerentemente con l'obiettivo del presente elaborato e in analogia con l'I.S.M. (capitolo 1), si considerano come costituenti principali il gas e la polvere locali. Data l'estrema vicinanza del Sole, il gas interplanetario segue fedelmente la dinamica e la composizione chimica dell'eliosfera¹, mentre la materia granulare è influenzata dalla ricca presenza di oggetti celesti all'interno del sistema solare. Per le considerazioni avanzate nel paragrafo 3.2, d'ora in poi si porrà l'attenzione esclusivamente sulla componente granulare.

4.1 La componente granulare

Le polveri interplanetarie sembrano provenire da due sorgenti principali: la fascia degli asteroidi e le regioni del sistema solare esterno (comete gioviane, fascia di Edgeworth-Kuiper, nube di Oort).

Fig 4.1 mostra uno schema della loro origine e dei processi fisici attraverso i quali vengono prodotte.

Una delle più immediate conseguenze della presenza delle polveri nell'I.P.M. riguarda la **luce zodiacale**: questa è la componente luminosa non risolta dominante nel cielo notturno, oltre l'atmosfera terrestre e pare non subire alcuna variazione in luminosità nel tempo. Tramite analisi spettroscopiche è possibile quindi rilevare tracce dello scattering dei grani e determinarne, in prima approssimazione, una descrizione dal punto di vista chimico.

Dati empirici suggeriscono che le polveri interplanetarie siano composte da un'ampia frazione di:

- Silicati;
- Ossidi metallici;
- Composti solfurei e carbonacei.

¹Regione di spazio entro la quale la densità del vento solare è maggiore della materia interstellare; presenta un'estensione di circa 110 – 160 A.U. dal Sole.

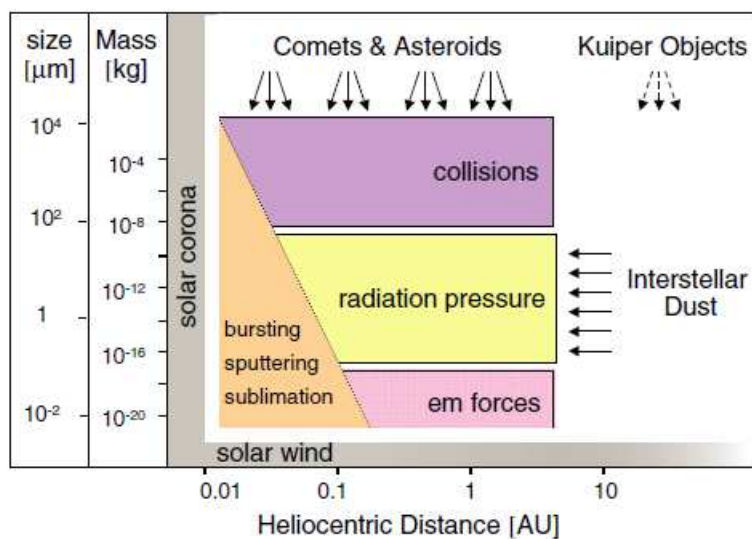


Figura 4.1: Origine e formazione delle polveri interplanetarie nel sistema solare. Immagine presa da [10], pag.2.

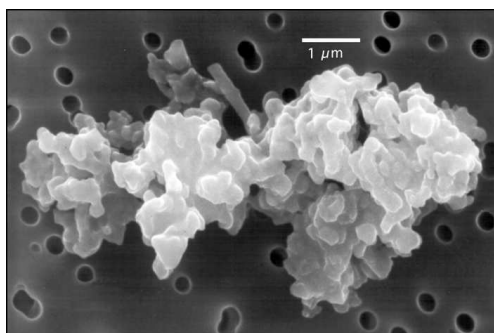


Figura 4.2: Immagine al microscopio elettronico di un granello interplanetario: *condrite porosa*. Immagine presa da https://it.wikipedia.org/wiki/Polvere_interstellare.

Fig 4.2 ne mostra un esempio al microscopio elettronico.

Si nota che la composizione è molto simile a quella della fotosfera solare (come ci si aspettava), sebbene si registrino delle deplezioni di H e non si conoscano precisamente le quantità presenti di gas nobili. Per una descrizione più dettagliata dividiamo l'I.P.M. in due macro-regioni ben distinte: l'I.P.M. **interno** e l'I.P.M. **esterno**.

4.1.1 I.P.M. interno

Riguarda il mezzo interplanetario nel sistema solare interno, indicativamente dai dintorni terrestri sino alla fascia principale degli asteroidi. Quest'ultima, in particolare, rappresenta la fonte centrale delle cosiddette **polveri asteroidali**: i continui urti all'interno della fascia producono frammenti di materia che successivamente, a causa dell'interazione gravitazionale Terra-Sole e della pressione di radiazione solare, entrano in moti di risonanza con il nostro pianeta (creando la tecnicamente detta **dust cloud locale**).

Grazie a rilevazioni *in situ* della sonda A.K.A.R.I.² (primo satellite giapponese operante nell'infrarosso), della missione N.A.S.A. denominata *Stardust*³ e della missione *Rosetta*⁴ è possibile derivare una distribuzione accurata delle polveri interne dell'I.P.M., sia da un punto di vista della massa sia dimensionale.

Ciò che si trova sono i seguenti risultati:

- Le dimensioni tipiche seguono il range $1\mu\text{m} \leq a_{gr} \leq 10^3\mu\text{m}$ (dove a_{gr} è il raggio medio del singolo grano); la distribuzione si può modellizzare con un andamento⁵ del tipo $n_d \propto (\bar{a}_{gr})^{-3}$;
- La massa tipica segue il range $10^{-12} \text{ g} \leq m_{gr} \leq 10^{-1} \text{ g}$ (dove m_{gr} è la massa media del singolo grano).

Fig. 4.3 mostra la distribuzione spaziale delle polveri interne nei dintorni terrestri.

4.1.2 I.P.M. esterno

Riguarda il mezzo interplanetario nel sistema solare esterno, indicativamente tra l'orbita di Giove sino agli inizi della fascia di Edgeworth-Kuiper.

Le polveri di questa macro-area mostrano una natura prettamente cometaria⁶ (**polveri cometarie**); a seconda dell'origine del "*parent body*" si possono individuare due sorgenti principali, entrambe extra-solari: la già citata fascia di Kuiper, in prima approssimazione, e la nube di Oort, in seconda approssimazione.

Grazie ad osservazioni *in situ* dei flussi di particelle (lungo le magnetosfere) nei pianeti gassosi e del cambiamento chimico nelle atmosfere degli stessi, tramite le sonde *Galileo* (Dust Detection System), *Pioneer 10* (Meteoroid Detector) e *New Horizons* (Student Dust Counter) è stato possibile tracciare una "mappa" delle polveri interplanetarie esterne.

Fig 4.4 mostra graficamente i flussi di massa dei grani nel sistema solare esterno.

Si nota che, fino ad una distanza di 10 A.U., prevalgono le polveri cometarie di tipo gioviano; tra le 10 A.U. e le 25 A.U., invece, la principale sorgente di grani interplanetari è la nube di Oort; infine, ad una distanza maggiore di 25 A.U. risulta preponderante la fascia di Edgeworth-Kuiper (sia direttamente sia indirettamente, attraverso l'interazione con il mezzo interstellare locale).

I dati mostrano che il mezzo interplanetario esterno presenta una distribuzione dimensionale del tipo $0.5\mu\text{m} \leq a_{gr} \leq 100\mu\text{m}$ e una distribuzione di massa $10^{-12} \text{ g} \leq m_{gr} \leq 10^{-5} \text{ g}$.

Son valori mediani rispetto a quelli dell'I.P.M. interno e del L.I.S.M., come ci si poteva aspettare.

²[17], pag.9.

³[7], pagg.1716 – 1719; [8], pag.10.

⁴[29], pag.10.

⁵Per maggiori dettagli si veda il paragrafo 5.1.

⁶Si distinguono due famiglie principali: le **comete gioviane** (J.F.C., ovvero "Jupiter-Family Comets") e le **comete Halley-type** (H.T.C., ovvero "Halley-Type Comets").

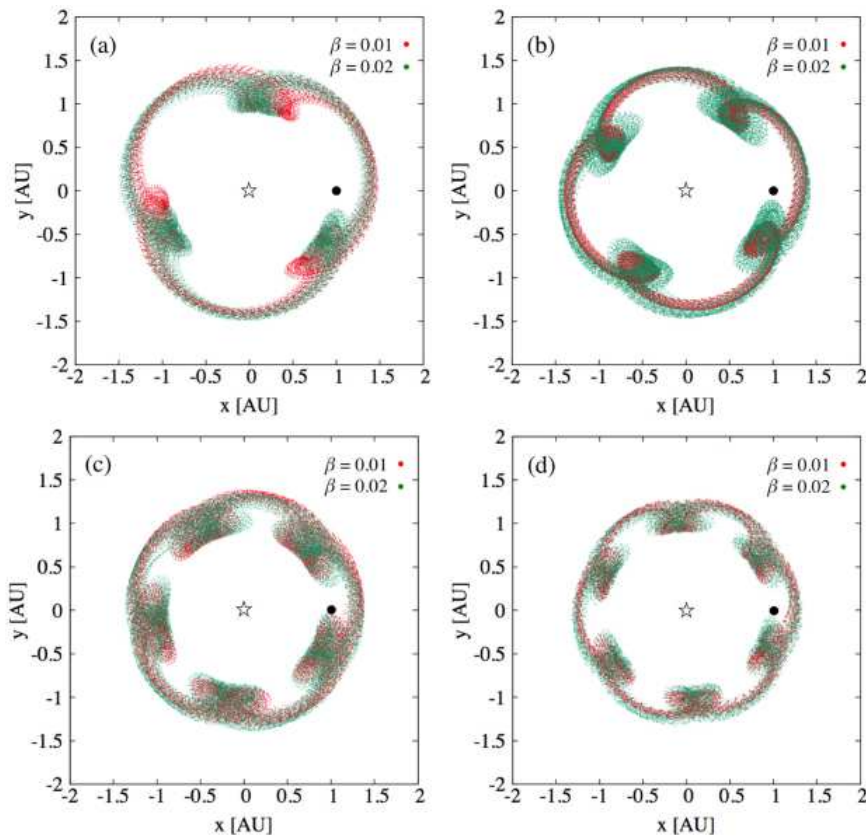


Figura 4.3: Esempi di traiettorie orbitali di polveri interplanetarie, descritte tramite il parametro fisico β (che dipende dalla dinamica e dalle forze interagenti con l'I.P.M.), intrappolate in moti di risonanza del tipo " $p : p + 1$ " con il moto medio della Terra (pallino nero in figura); in particolare $p = 3$ (pannello a), $p = 4$ (pannello b), $p = 5$ (pannello c) e $p = 6$ (pannello d). Le posizioni di ogni singola particella lungo ciascuna traiettoria sono state prese ad intervalli di tempo uguali. Il Sole è al centro di questo sistema, attorno al quale l'orbita media terrestre (di raggio 1 U.A.) è assunta essere circolare, in senso anti-orario. Immagine presa da [17], pag.7.

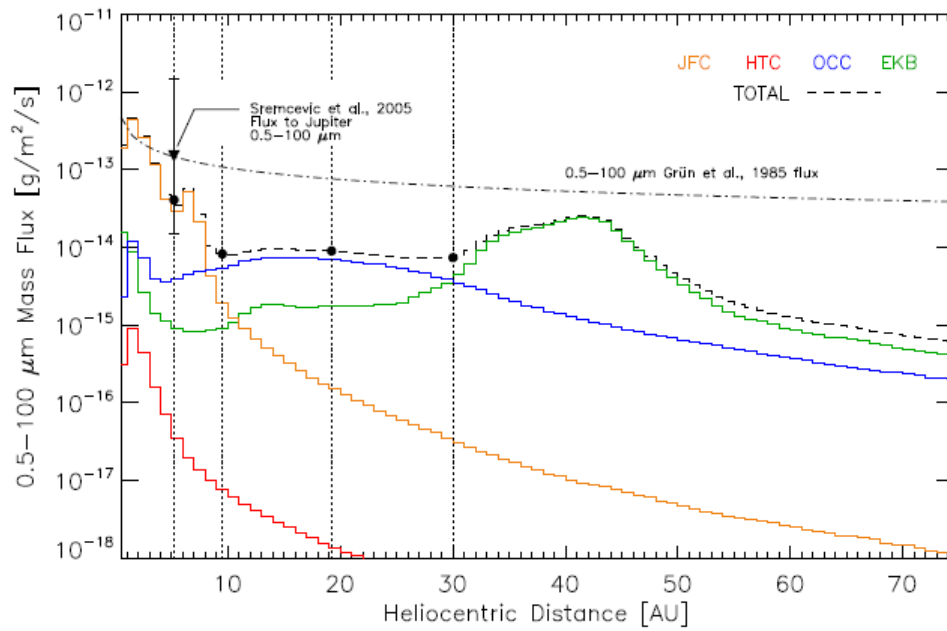


Figura 4.4: Flusso di massa delle polveri nell'I.P.M. esterno in funzione della distanza eliocentrica. Si possono notare diversi contributi, in particolare: comete gioviane (giallo), comete di tipo Halley (rosso), nube di Oort (blu) e fascia di Edgeworth-Kuiper (verde). Viene evidenziata la comparazione con alcuni modelli teorici di best-fit: Grün *et al.* (1985), Sremčević *et al.* (2015).

Immagine presa da [28], pag.10.

Capitolo 5

Conclusioni

5.1 Confronto L.I.S.M.-I.P.M.

La più marcata differenza tra mezzo interstellare *locale* e mezzo interplanetario riguarda la componente granulare: nel primo caso, le polveri risultano più diffuse; nel secondo caso, la densità e il range dimensionale sono notevolmente maggiori. Nell'ambito di un viaggio interstellare di una sonda (con le caratteristiche presentate nel paragrafo 3.1) ciò provoca diverse conseguenze d'impatto.

Per avere un'idea delle grandezze in gioco è bene calcolarsi l'energia¹ incidente delle polveri nei due mezzi, dividendo l'I.P.M. nelle sue due macro-regioni: sistema solare interno e sistema solare esterno.

- L.I.S.M.

Si ricorda che la distribuzione di massa delle polveri interstellari è $10^{-15} \text{ g} \leq m_{gr} \leq 10^{-10} \text{ g}$ (a cui corrisponde il range dimensionale $0.01\mu\text{m} \leq a_{gr} \leq 0.2\mu\text{m}$); si può considerare come valore medio $\bar{m}_{gr} \simeq 5 \times 10^{-11} \text{ g}$ (i.e. $\bar{a}_{gr} \simeq 0.1\mu\text{m}$).

Pertanto, l'energia d'impatto media risulta:

$$\bar{E}_{k,L.I.S.M.} \approx 10^{20} eV \quad (5.1)$$

- I.P.M. interno

Si ricorda che la distribuzione di massa delle polveri interplanetarie interne è $10^{-12} \text{ g} \leq m_{gr} \leq 10^{-1} \text{ g}$ (a cui corrisponde il range dimensionale $1\mu\text{m} \leq a_{gr} \leq 10^3\mu\text{m}$); si può considerare come valore medio $\bar{m}_{gr} \simeq 5 \times 10^{-2} \text{ g}$ (i.e. $\bar{a}_{gr} \simeq 500\mu\text{m}$).

Pertanto, l'energia d'impatto media risulta:

$$\bar{E}_{k,I.P.M.int} \approx 10^{29} eV \quad (5.2)$$

¹Si considera, per semplicità di trattazione, il sistema di riferimento solidale alla sonda: sono le particelle ad impattare su di essa alla velocità relativistica $v = 0.2c$. Si ricorda, infine, il valore esatto $c = 299\,792\,458 \text{ m/s}$.

Figura 5.1: La sonda della N.A.S.A. "*Parker Solar Probe*". Con il compito di studiare la corona solare, risulta ad oggi il velivolo più veloce mai stato costruito dall'essere umano. Immagine presa da https://www.repubblica.it/scienze/2018/11/08/news/parker_solar_probe_la_piu_veloce_di_sempre_sfiora_il_sole_a_100_km_al_secondo-211138339/.



- I.P.M. esterno

Si ricorda che la distribuzione di massa delle polveri interplanetarie esterne è $10^{-12} \text{ g} \leq m_{gr} \leq 10^{-5} \text{ g}$ (a cui corrisponde il range dimensionale $0.5 \mu\text{m} \leq a_{gr} \leq 100 \mu\text{m}$); si può considerare come valore medio $\bar{m}_{gr} \simeq 5 \times 10^{-6} \text{ g}$ (i.e. $\bar{a}_{gr} \simeq 50 \mu\text{m}$).

Pertanto, l'energia d'impatto media risulta:

$$\bar{E}_{k,I.P.M. ext} \approx 10^{25} \text{ eV} \quad (5.3)$$

La differenza tra i due mezzi è importante: ben nove ordini di grandezza. Questo si può facilmente spiegare pensando che l'ambiente interplanetario, per definizione, risulta più denso, più ricco di materiale granulare e significativamente meno diffuso dell'ambiente interstellare. Tutti questi fattori, combinati, rendono l'I.P.M. (maggiormente nella macro-regione interna rispetto a quella esterna) potenzialmente più pericoloso per una sonda centimetrica a velocità relativistiche. Per avere un'idea più realistica dei risultati (5.2) e (5.3), si può pensare al seguente fatto: con le dovute proporzioni, i valori di energia cinetica riportati sono comparabili a quelli di un proiettile dal diametro di 8 mm, comunemente usato per una pistola semi-automatica o per una mitragliatrice di piccolo calibro.

Le considerazioni finora esplicate valgono nel regime relativistico; dati gli attuali limiti tecnologici, le sonde realmente costruite e inviate nello spazio non arrivano alle velocità prefissate dal progetto "*Breakthrough Starshot*".

Ad esempio, il velivolo più veloce ad oggi mai stato costruito dall'essere umano è la sonda della N.A.S.A. "**Parker Solar Probe**" (fig. 5.1).

Lanciata nello spazio il 12 Agosto 2018 per studiare la corona solare, grazie ad alcuni *fly-by* (24 in tutta la durata della missione) continuerà ad accelerare sino a raggiungere i previsti 192 km s^{-1} nel 2025.

Immaginando una sonda realistica che viaggi nel L.I.S.M. e nell'I.P.M. a questa velocità, l'energia cinetica d'impatto delle polveri risulta essere:

$$\bar{E}'_{k,L.I.S.M.} \approx 10^{15} \text{ eV} \quad (5.4)$$

$$\bar{E}'_{k,I.P.M. ext} \approx 10^{24} \text{ eV} \quad (5.5)$$

$$\bar{E}'_{k,I.P.M. ext} \approx 10^{20} \text{ eV} \quad (5.6)$$

La differenza in termini di ordini di grandezza tra mezzo interstellare e mezzo interplanetario è comparabile al caso relativistico; a velocità minori si hanno energie medie d'impatto minori, come ci si doveva aspettare. È anche vero che la *Parker Solar Probe* presenta una superficie d'area molto maggiore della sonda centimetrica di fig. 3.1, dunque l'interazione con le polveri nei diversi ambienti assume conseguenze meno distruttive.

5.1.1 Probabilità d'impatto critico

Come ci si poteva attendere dal range dimensionale, il mezzo interplanetario pare essere più pericoloso e potenzialmente distruttivo per una sonda che affronta un viaggio spaziale. La probabilità che questa venga distrutta non dipende soltanto dalla dimensione delle particelle: un ruolo importante è da affidare soprattutto alla distribuzione di densità numerica e alla densità colonnare associata.

Di seguito la quantificazione di quanto introdotto (la tab. 5.1 ne riassume i risultati principali).

- L.I.S.M.

Da Draine² (2010): sfruttando l'assorbimento interstellare (di cui le polveri sono la causa principale; si veda il paragrafo 1.3), si può vedere che vale la seguente espressione:

$$\frac{n_{d,L.I.S.M.} V_{d,L.I.S.M.}}{n_H} \approx \frac{1}{F(\varepsilon_0, shape)} \int_0^\infty \frac{\tau(\lambda)}{N_H} d\lambda \quad (5.7)$$

dove

- $n_{d,L.I.S.M.}$ e $V_{d,L.I.S.M.}$ sono la densità numerica spaziale e il volume delle polveri interstellari, rispettivamente;
- n_H indica l'abbondanza dell'idrogeno nel L.I.S.M. ($1 \frac{H}{cm^3}$ come limite superiore);
- $F(\varepsilon_0, shape)$ è una funzione che dipende dalla forma geometrica dei grani e dalla loro capacità di orientazione per polarizzazione elettrostatica;
- $\tau(\lambda)$ è la profondità ottica del mezzo.

L'integrale di cui sopra si intende su tutto lo spettro di radiazione ed esprime la profondità ottica pesata sulla densità dell'idrogeno. Si hanno misurazioni precise di $\tau(\lambda)$ nell'intervallo $0.1\mu m \leq \lambda \leq 30\mu m$; queste valgono:

$$\int_{0.1\mu m}^{30\mu m} \frac{\tau(\lambda)}{N_H} d\lambda \approx 10^{-25} \frac{cm^3}{H} \quad (5.8)$$

Inserendo il valore (5.8) nell'eq. (5.7), si ottiene

$$\frac{n_{d,L.I.S.M.} V_{d,L.I.S.M.}}{n_H} \approx \frac{3.7 \times 10^{-27} cm^3}{F(\varepsilon_0, shape) H} \quad (5.9)$$

² [32], pag.14.

Stime modellistiche mostrano che $F(\varepsilon_0, shape) \sim 0.8$.

Infine, sostituendo nell'espressione (5.9) i valori numerici, si giunge alla condizione

$$n_{d,L.I.S.M.} V_{d,L.I.S.M.} \approx 4.6 \times 10^{-27} \quad (5.10)$$

Si vuole esplicitare un valore per $n_{d,L.I.S.M.}$: bisogna imporre un'espressione al volume. Dal paragrafo 5.1 si ricorda che $\bar{a}_{gr} \simeq 0.1\mu m$; assumendo che i grani di polveri siano in prima approssimazione sferici, si può scrivere

$$V_{d,L.I.S.M.} = \frac{4}{3}\pi(\bar{a}_{gr})^3 \cong 4 \times 10^{-15} cm^3$$

Riprendendo l'eq. (5.10) si trova finalmente

$$n_{d,L.I.S.M.} \approx \frac{4.6 \times 10^{-27}}{4 \times 10^{-15}} cm^{-3} \simeq 10^{-12} cm^{-3} \quad (5.11)$$

Sapendo poi che la distanza da α Centauri è ~ 1.34 pc (ovvero $l_{d,L.I.S.M.} \sim 4 \times 10^{18}$ cm), la densità colonnare associata vale

$$N_{d,L.I.S.M.} = n_{d,L.I.S.M.} \times l_{d,L.I.S.M.} \cong 4 \times 10^6 cm^{-2} \quad (5.12)$$

- I.P.M. interno.

Secondo Grün *et al.* (1985)³, la densità numerica spaziale n_d dipende dalle dimensioni dei grani secondo un andamento a legge di potenza; tale andamento risulta leggermente diverso agli estremi del range dimensionale.

Ad esempio, nei grani più piccoli si registra $n_d \propto (\bar{a}_{gr})^{-2.5}$; nei grani più grandi, invece, si ha $n_d \propto (\bar{a}_{gr})^{-4}$. Facendo riferimento allo stesso lavoro, è lecito assumere $a_{gr} = 30\mu m$ come il valore di transizione tra i due andamenti. Dunque:

$$n_d \propto (\bar{a}_{gr})^{-2.5} \approx 10^{-11} cm^{-3} \quad (\bar{a}_{gr} \approx 15\mu m, \quad 1\mu m \leq a_{gr} \leq 30\mu m) \quad (5.13a)$$

$$n_d \propto (\bar{a}_{gr})^{-4} \approx 10^{-19} cm^{-3} \quad (\bar{a}_{gr} \approx 500\mu m, \quad 30\mu m \leq a_{gr} \leq 10^3\mu m) \quad (5.13b)$$

Comparando le eq. (5.13a) e (5.13b), con l'assunzione implicita che il mezzo interplanetario interno sia omogeneo, si trova infine

$$\bar{n}_{d,I.P.M.int} \approx 5 \times 10^{-12} cm^{-3} \quad (5.14)$$

Sapendo poi che la distanza tra i dintorni terrestri e la fascia degli asteroidi è circa ~ 2 A.U. (ovvero $l_{I.P.M.int} \sim 3 \times 10^{13}$ cm), si può calcolare direttamente la densità colonnare associata:

$$\bar{N}_{d,I.P.M.int} = l_{I.P.M.int} \times \bar{n}_{d,I.P.M.int} \approx 1.5 \times 10^2 cm^{-2} \quad (5.15)$$

³[12], pagg.244 – 272.

- I.P.M. esterno.

Secondo Moreno *et al.* ([29]), la densità numerica spaziale delle polveri n_d dipende dalle dimensioni dei grani secondo un andamento a legge di potenza (analogia con la macro-regione interna) della forma:

$$n_d \propto (\bar{a}_{gr})^{-\gamma+1}$$

dove γ è un parametro t.c. $3 \leq \gamma \leq 4$.

Assumendo $\bar{\gamma} = 3.5$, si ottiene:

$$\begin{aligned} n_d \propto (\bar{a}_{gr})^{-\bar{\gamma}+1} &\propto (\bar{a}_{gr})^{-2.5} & (\bar{a}_{gr} \approx 50\mu m, \quad 0.5\mu m \leq a_{gr} \leq 100\mu m) \\ &\approx 5.6 \times 10^{-13} cm^{-3} \end{aligned} \quad (5.16)$$

Sapendo poi che la distanza tra l'orbita di Giove e l'inizio della fascia di Edgeworth-Kuiper è ~ 30 A.U. (ovvero $l_{d,I.P.M.ext} \sim 4.5 \times 10^{14}$ cm), la densità colonnare associata è, direttamente:

$$\bar{N}_{d,I.P.M.ext} = l_{d,I.P.M.ext} \times n_{d,I.P.M.ext} \approx 2.5 \times 10^2 cm^{-2} \quad (5.17)$$

Dal paragrafo 3.4.2, si ricorda che la dimensione critica di un grano di polvere è $a_{d,cr} = 15\mu m$. Si nota che rientra nel regime di "piccoli grani" ($< 30\mu m$); seguendo l'andamento analitico delle eq. (5.13a) e (5.16) per il mezzo interplanetario, oppure l'approccio osservativo dell'espressione (5.10) per il mezzo interstellare locale, si può calcolare la densità numerica critica nei mezzi interessati:

$$n_{d,cr} \cong 3.3 \times 10^{-19} cm^{-3} \quad (L.I.S.M.) \quad (5.18a)$$

$$n_{d,cr} \cong 10^{-11} cm^{-3} \quad (I.P.M.) \quad (5.18b)$$

Le densità critiche colonnari associate seguono immediatamente:

$$N_{d,cr} \cong 1.3 cm^{-2} \quad (L.I.S.M.) \quad (5.19a)$$

$$N_{d,cr} \cong 3 \times 10^2 cm^{-2} \quad (I.P.M.int) \quad (5.19b)$$

$$N_{d,cr} \cong 4.5 \times 10^2 cm^{-2} \quad (I.P.M.ext) \quad (5.19c)$$

Le **probabilità d'impatto critico** nei vari mezzi per una sonda centimetrica relativistica sono, infine:

$$P_{cr,L.I.S.M.} = \frac{N_{d,cr}}{N_{d,L.I.S.M.}} = \frac{1.3}{4 \times 10^6} \sim 3 \times 10^{-7}\% \quad (5.20a)$$

$$P_{cr,I.P.M.int} = \frac{N_{d,cr}}{\bar{N}_{d,I.P.M.int}} = \frac{3 \times 10^2}{1.5 \times 10^2} \sim 2\% \quad (5.20b)$$

$$P_{cr,I.P.M.ext} = \frac{N_{d,cr}}{\bar{N}_{d,I.P.M.ext}} = \frac{4.5 \times 10^2}{2.5 \times 10^2} \sim 18\% \quad (5.20c)$$

	n_d (cm^{-3})	l (cm)	N_d (cm^{-2})	P_{cr} (%)
L.I.S.M.	10^{-12}	4×10^{18}	4×10^6	3×10^{-7}
I.P.M.<i>int</i>	5×10^{-12}	3×10^{13}	1.5×10^2	2
I.P.M.<i>ext</i>	5.6×10^{-13}	4.5×10^{14}	2.5×10^2	18

Tabella 5.1: Valori sensibili dei mezzi interstellare (lungo la linea di vista di α Centauri) ed interplanetario (interno ed esterno).

Di seguito un breve commento alle eq. (5.20).

Nonostante il range dimensionale più sfavorevole, il mezzo interplanetario interno sembra essere meno pericoloso di quello esterno.

Questo fatto si può spiegare in termini di distanza da coprire: l'estensione spaziale Terra-fascia degli asteroidi è circa 15 volte minore di quella tra l'orbita di Giove e l'inizio della fascia di Edgeworth-Kuiper. In sostanza, la colonna di polveri nell'I.P.M.*int* non è abbastanza spessa rispetto a quella nell'I.P.M.*ext*.

A titolo di comparazione, se il mezzo interplanetario avesse le due macro-regioni simili (i.e. $l'_{I.P.M.int} = l_{I.P.M.ext}$), si avrebbe $P'_{cr,I.P.M.int} \sim 45\%$: un risultato molto maggiore di (5.20b), come ci si aspettava.

Le discrepanze così marcate tra il mezzo interplanetario esterno ed il mezzo interstellare locale (due mezzi confinanti ed interagenti), invece, possono essere spiegate in altri termini, a partire dalla differente natura degli spazi: la produzione di polveri interstellare deriva essenzialmente da attività stellari vicine o lontane (fig. 1.1), mentre le polveri interplanetarie esterne provengono dalle continue collisioni di comete, asteroidi, meteoroidi che entrano in contatto con il sistema solare (dalla nube di Oort e/o dalla fascia di Edgeworth-Kuiper, principalmente).

La presenza o meno di una sorgente fisica diretta pare essere la causa centrale nella differenza di polveri critiche tra i due mezzi; ciò sarebbe confermato anche da una quasi totale mancanza di oggetti minori osservati a livello interstellare⁴.

Infine, si nota che la probabilità (5.20a) risulta trascurabile: questo conferma l'idea generale che i grani di grandi dimensioni sono molto rari nel L.I.S.M. (si veda fig. 5.2). Il risultato così ottenuto rimane consistente con l'eq. (3.23), derivata sfruttando il gas interstellare come tracciante: ulteriore prova della bontà della presente trattazione e dell'idea che le polveri seguano proporzionalmente l'abbondanza del tracciante stesso (in questo caso: H).

⁴ [27], pag.3.

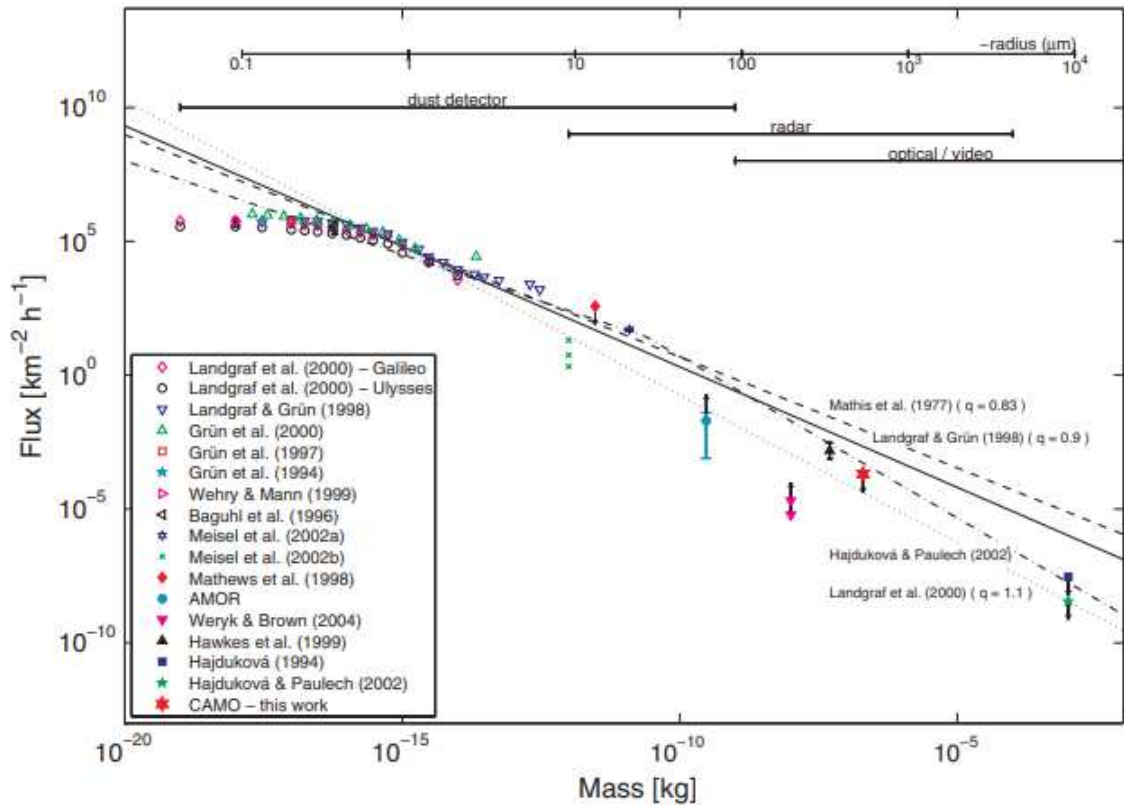


Figura 5.2: Flusso delle particelle nel L.I.S.M. in funzione della massa (asse delle ascisse inferiore) e della dimensione (asse delle ascisse superiore). Vengono evidenziati gli intervalli osservativi di diversi strumenti -dust detectors, survey radar, ottico- e il confronto con lavori precedenti. Si nota che il flusso principale riguarda le polveri relativamente "piccole" (andamento intorno al valor medio $a_{gr} \sim 0.1\mu\text{m}$); per i grani critici ($a_{d,cr} \sim 15\mu\text{m}$) si registra un flusso minore di ben cinque ordini di grandezza. Grani di dimensione ancor maggiore seguono la tendenza discendente più o meno linearmente.

Immagine presa da [9], pag.2.

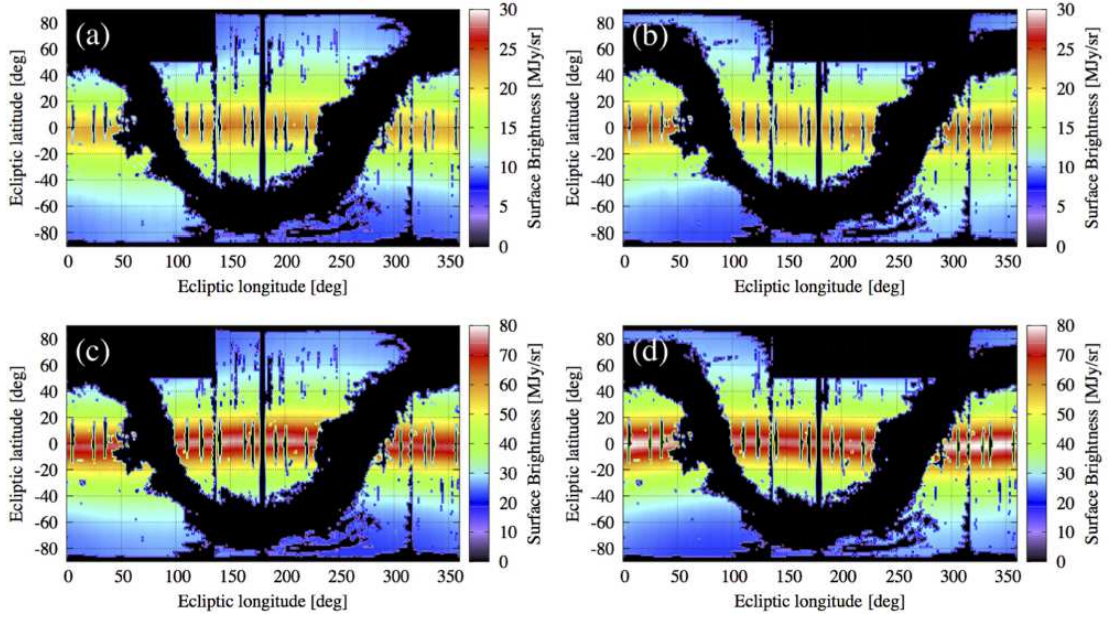


Figura 5.3: Dati della sonda A.K.A.R.I. nella banda $9\mu\text{m}$ (pannelli (a)-(b)) e nella banda $18\mu\text{m}$ (pannelli (c)-(d)). I grafici di sinistra (pannelli (a)-(c)) sono stati derivati lungo la direzione di rivoluzione della Terra; i grafici di destra (pannelli (b)-(d)) lungo la direzione opposta. Si nota come la maggior concentrazione di luminosità (i.e. delle polveri, della quale sono responsabili) si trovi a latitudini eclittiche minime.

Immagine presa da [17], pag.3.

5.2 Come proteggere la sonda

Di seguito alcune proposte per ridurre al minimo l'interazione distruttiva della sonda con i due mezzi, interstellare ed interplanetario.

1. La fase più delicata di un ipotetico viaggio interstellare per una sonda centimetrica riguarda quella iniziale: il velivolo ha appena superato l'ultimo strato di atmosfera terrestre e si ritrova nel mezzo interplanetario locale. Le polveri dell'I.P.M. presentano una distribuzione fortemente legata alla latitudine eclittica (fig. 5.3) e si può vedere che queste si distribuiscano principalmente entro un volume cilindrico⁵ centrato sul Sole e di raggio $R_{d,int} \sim 1 \text{ A.U.}$: una soluzione "a monte" consisterebbe nel considerare traiettorie eclittiche $\pm 45^\circ \leq l \leq \pm 90^\circ$, dove il flusso di polveri interplanetarie è praticamente nullo.
2. Una seconda soluzione virerebbe sulla quantità: note le distribuzioni dimensionali delle polveri nei due mezzi (tab. 5.1) e la sezione geometrica della sonda ($A = H^2 = (0.3 \times 0.3) \text{ cm}^2$), si potrebbe pensare di inviare un certo numero di velivoli -con le stesse caratteristiche e proprietà strutturali- in modo tale da avere la certezza matematica di rilevare almeno una sonda totalmente integra alla fine del viaggio prefissato.

⁵ [17], pag.6.

In formule:

- L.I.S.M.

Ricordando che $N_{d,L.I.S.M.} \cong 4 \times 10^6 \text{ cm}^{-2}$, una sonda con sezione geometrica A incontrerà nel mezzo interstellare, in media un numero

$$N_{d,L.I.S.M.} \times A \sim 3.6 \times 10^5$$

di grani di polvere, la cui dimensione tipica media più probabile è $\bar{a}_d = 0.1 \mu\text{m}$. Si tratta quindi di grani infinitesimi rispetto alla superficie d'area della sonda: considerando le polveri sferiche, la loro sezione geometrica vale $\sigma_d = \pi(\bar{a}_d)^2 \cong 3 \times 10^{-10} \text{ cm}^2$; un confronto con il target mostra che

$$\frac{n \cdot \sigma_d}{A} = \frac{(3.6 \times 10^5) (3 \times 10^{-10})}{0.3 \times 0.3} \sim 10^{-3}$$

confermando la poca pericolosità dell'ambiente interstellare.

Per le stesse considerazioni, si possono trascurare le polveri critiche, in quando molto rare. Due sonde sono più che sufficienti per ridurre al minimo l'impatto dannoso con il L.I.S.M. (paragrafo 3.5, fig. 3.17).

- I.P.M. interno

Ricordando che $\bar{N}_{d,I.P.M.int} \approx 1.5 \times 10^2 \text{ cm}^{-2}$, una sonda con sezione geometrica A incontrerà nel mezzo interplanetario interno, in media, un numero

$$\bar{N}_{d,I.P.M.int} \times A \sim 13.5$$

di grani di polvere.

Pertanto, 14 – 15 sonde sono sufficienti a minimizzare la probabilità di danno ai target.

- I.P.M. esterno

Ricordando che $\bar{N}_{d,I.P.M.ext} \approx 2.5 \times 10^2 \text{ cm}^{-2}$, una sonda con sezione geometrica A incontrerà nel mezzo interplanetario esterno, in media, un numero

$$\bar{N}_{d,I.P.M.ext} \times A \sim 22.5$$

di grani di polvere.

Pertanto, 23 – 24 sonde sono sufficienti a minimizzare la probabilità di danno ai target.

3. Una terza proposta abbraccerebbe la scelta ingegneristica del materiale di costruzione della sonda. Secondo i dati a disposizione (capitolo 3), si suggerisce di costruire il target con del materiale sottile e altamente riflettente, resistente ai processi di fusione e al bombardamento gassoso: la grafite pare essere la scelta migliore.

Per minimizzare l'impatto con le polveri, si suggerisce di porre una lamina sottile di fronte alla sonda (ad una certa distanza da quest'ultima) in modo tale che i grani vi impattino ed evaporino tramite esplosioni Coulombiane ben prima di raggiungere l'effettiva superficie del target.

Un'alternativa consisterebbe nell'aggiungere uno strato⁶ di materiale resistente e sottile (grafite) di spessore $\sim 1 - 3 \text{ mm}$ a guisa di scudo protettivo.

⁶ [2], pag.13.

Appendice

TABLE 18
SUMMARY OF CLOUD PROPERTIES

CLOUD NAME	CENTRAL COORDINATES		CLOSEST STAR (pc)	SURFACE AREA (deg ²)	T (K)	NUMBER OF STARS	ξ (km s ⁻¹)	NUMBER OF SIGHT LINES	⟨D(Fe)⟩	NUMBER OF SIGHT LINES	⟨D(Mg)⟩	NUMBER OF SIGHT LINES	MORPHOLOGY
	l (deg)	b (deg)											
LIC.....	170	-10	2.6	18270	7500 ± 1300	19	1.62 ± 0.75	19	-1.12 ± 0.10	12	-0.97 ± 0.23	21	Compact
G.....	315	+00	1.3	8230	5500 ± 400	5	2.2 ± 1.1	5	-0.54 ± 0.11	4	-0.36 ± 0.35	5	Compact
Blue.....	250	-30	2.6	2310	3900 ± 2300	3	2.64 ± 0.16	3	-0.84 ± 0.27	2	-0.51 ± 0.49	2	Compact
Aql.....	40	-05	3.5	2960	7000 ± 2800	3	2.07 ± 0.64	3	(-0.96) ^a	1	-0.69 ± 0.21	3	Compact
Eri.....	70	-20	3.5	1970	5300 ± 4000	3	3.6 ± 1.0	3	-0.39 ± 0.19	2	-0.15 ± 0.30	3	Compact
Aur.....	210	+10	3.5	1640	(6710) ^a	1	(1.2) ^a	1	(-1.13) ^a	1	(-0.79) ^a	1	Filamentary
Hyades.....	180	-20	5.0	1810	6200 ± 3800	5	2.7 ± 1.2	5	-0.32 ± 0.62	4	-1.06 ± 0.47	5	Filamentary
Mic.....	40	+15	5.1	3550	9900 ± 2000	4	3.1 ± 1.0	4	-0.92 ± 0.43	2	-0.03 ± 0.40	4	Filamentary
Oph.....	45	+25	5.1	1360	(1700) ^a	1	(3.3) ^a	1	...	0	(-0.84) ^a	1	Compact
Gen.....	300	+40	6.7	3300	6000 ± 1100	3	1.63 ± 0.41	3	(-1.29) ^a	1	-1.05 ± 0.16	3	Filamentary
NGP.....	5	+75	8.5	4020	8000 ± 600	4	1.23 ± 0.43	4	-1.04 ± 0.23	4	-0.89 ± 0.15	3	Compact
Leo.....	270	+55	11.1	2400	...	0	...	0	...	0	...	0	Compact
Dor.....	270	-50	11.7	1550	(7000) ^a	1	(5.5) ^a	1	(-0.80) ^a	1	(-0.65) ^a	1	Compact
Vel.....	300	-45	14.9	2190	(10600) ^a	1	(3.5) ^a	1	...	0	(-0.03) ^a	1	Compact
Cet.....	290	-40	15.5	2270	(6300) ^a	1	(1.3) ^a	1	...	0	(0.21) ^a	1	Filamentary

^a Those clouds with only one sight line with a physical measurement are indicated in parentheses. Since a weighted average is not possible, the listed properties should be considered uncertain.

Figura 4: Riassunto delle proprietà delle 15 nubi del modello RL08. Immagine presa da [13], pag.27.

Bibliografia

- [1] B. T. Draine, *Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium*, Princeton University Press, 2011.
- [2] T. Hoang, A. Lazarian, B. Burkhardt e A. Loeb, *The interaction of relativistic spacecrafts with the Interstellar Medium*, The Astrophysical Journal, vol.837, n.1, 2017.
- [3] S. Ortolani, *Astronomia 2*, Laurea Triennale in Astronomia, a. a. 2019/2020.
- [4] J. C. Weingartner e B. T. Draine, *Dust grain-size distributions and extinction in the Milky Way, Large Magellanic Cloud, and Small Magellanic Cloud*, The Astrophysical Journal, vol.548, 2001.
- [5] P. C. Frisch, E. Grün, P. Hoppe et al., *Dust in the Local Interstellar wind*, The Astrophysical Journal, vol.525, n.1, 1999.
- [6] M. G. Wolfire, C. F. McKee et al., *The multiphase structure of the Galactic Halo: high-velocity clouds in a hot corona*, The Astrophysical Journal, vol.453, 1995.
- [7] F. Hörz et al., *Impact features on stardust: implications for comet 81P/Wild 2 dust*, Science, vol.314, n.5806, 2006.
- [8] M. C. Price et al., *Comet 81P/Wild 2: The size distribution of finer (sub 10 μm) dust collected by the Stardust spacecraft*, Meteoritics & Planetary Science, vol.45, n.9, 2010.
- [9] R. Musci et al., *An optical survey for millimeter-sized interstellar meteoroids*, The Astrophysical Journal, vol.745, n.2, 2012.
- [10] I. Mann et al., *Dust in the Interplanetary Medium*, The Astrophysical Journal, vol.52, n.12, 2010.
- [11] C. F. McKee e J. P. Ostriker, *A theory of the Interstellar Medium: three components regulated by supernova explosions in an inhomogeneous substrate*, The Astrophysical Journal, vol.218, 1977.
- [12] E. Grün et al., *Collisional balance of the meteoritic complex*, ICARUS, vol.62, n.2, 1985.
- [13] S. Redfield e J. L. Linsky, *The structure of the Local Interstellar Medium. IV. Dynamics, morphology, physical properties and implications of cloud-cloud interactions*, The Astrophysical Journal, vol.673, n.1, 2008.

- [14] S. Redfield e J. L. Linsky, *Evaluating the morphology of the Local Interstellar Medium: using new data to distinguish between multiple discrete clouds and a continuous medium*, The Astrophysical Journal, vol.812, n.2, 2015.
- [15] S. Redfield e J. L. Linsky, *Visualizing the three-dimensional structure of the Local Interstellar Medium and possible physical causes for this structure*, Journal of Physics, vol.767, 2016.
- [16] S. Redfield, J. L. Linsky et al., *The Local Interstellar Medium: comparison with IBEX results, sightlines to exoplanets host stars and trajectories of the Voyager spacecrafts*, Journal of Physics, vol.1100, 2018.
- [17] T. Hueda et al., *Size dependence of dust distribution around the Earth orbit*, The Astronomical Journal, vol.153, n.5, 2017.
- [18] G. B. Field et al., *Cosmic ray heating of the Interstellar gas*, The Astrophysical Journal, vol.155, 1969.
- [19] W. J. Baggaley, *Advanced meteor orbit radar observations of interstellar meteoroids*, Journal of Geophysical Research, vol.105, n.5, 2000.
- [20] S. Paron, *The Interstellar Medium: from molecules to star formation*, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, vol.60, 2018.
- [21] A. Meftah et al., *Track formation in SiO₂ quartz and the Thermal-Spike Mechanism*, Physical Review B, vol.49, n.18, 1994
- [22] J. Liu et al., *Tracks of swift heavy ions in graphite studied by scanning tunneling microscopy*, Physical Review B, vol.64, n.18, 2001.
- [23] M. F. Ingham, *The light in the night sky and the Interplanetary Medium*, Reports on Progress in Physics, vol.34, n.3, 1971.
- [24] N. Itoh et al., *Making tracks: electronic excitation roles in forming swift heavy ion tracks*, Journal of Physics: Condensed Matter, vol.21, n.47, 2009.
- [25] M. Froncisz, P. Brown e R. J. Weryk, *Possible Interstellar meteoroids detected by the Canadian Meteor Orbit Radar*, Planetary And Space Science, vol.184, 2020.
- [26] A. Siraj e A. Loeb, *Impacts of dust grains accelerated by Supernovae on the Moon*, The Astrophysical Journal Letters, vol.895, n.2, 2020.
- [27] D. E. Vavilov e Y. D. Medvedev, *Dust bombardment can explain the extremely elongated shape of 1I/'Oumuamua and the lack of interstellar objects*, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters, vol.484, n.1, 2019.
- [28] A. R. Poppe, *An improved model for interplanetary dust fluxes in the outer Solar System*, ICARUS, vol.264, 2016.
- [29] F. Moreno et al., *The dust environment of comet 67P/Churyumov-Gerasimenko from Rosetta OSIRIS and VLT observations in the 4.5 to 2.9 A.U. heliocentric distance range inbound*, Astronomy & Astrophysics, vol.587, n.155, 2016.

- [30] G. Vladilo, *Lezione ISM 6: polvere interstellare*, 2016, http://wwwuser.oats.inaf.it/vladilo/AstronomiaOsservativaC/ism6_12.pdf.
- [31] A. Li, *Interstellar grains: what do we know?*, 2005, <https://ned.ipac.caltech.edu/level5/Sept05/Li/Li2.html>.
- [32] B. T. Draine, *Observed properties of Interstellar dust*, 2010, https://www.astro.princeton.edu/~draine/dust/Draine_IPMU_Lectures.pdf.