

Università degli Studi di Padova
Facoltà di Scienze mm.ff.nn.

Corso di Laurea in Scienze Naturali

**I DISCHI CIRCUMSTELLARI
E IL CASO DI BETA PICTORIS**

Relatore: Ch.mo Prof. G. Galletta

Laureanda: Marina Savoldini

Anno Accademico 2005/2006

INDICE

| | |
|---|-----------|
| Introduzione | 7 |
| Cap I DALLA NUBE MOLECOLARE AI DISCHI PROTOPLANETARI | 9 |
| 1.1 Formazione di un sistema stellare | 9 |
| 1.2 Formazione di un sistema planetario - la teoria della nebulosa solare | 10 |
| 1.3 Formazione di sistemi planetari - I pianeti extrasolari | 11 |
| 1.4 Formazione dei planetesimi secondo i modelli di Rice | 12 |
| Cap II LA POLVERE NEI DISCHI CIRCUMSTELLARI | 14 |
| 2.1 Proprietà fisiche delle polveri | 14 |
| 2.2 Modelli di polvere interstellare | 18 |
| 2.3 Depletion, formazione e distruzione dei grani di polvere | 20 |
| 2.4 Proprietà ed evoluzione della polvere nei dischi | 21 |
| 2.4.1 La crescita del grano | 21 |
| 2.4.2 Le tecniche osservative | 22 |
| 2.4.3 Le particelle più piccole | 23 |
| 2.4.4 Il grano dal submicron al micron | 23 |
| 2.4.5 Il grano cresce a dimensioni del cm | 24 |
| 2.4.6 Composizione mineralogica dei grani | 24 |
| 2.4.7 I modelli di evoluzione dei grani nei dischi | 25 |

| | |
|--|-----------|
| Cap III L'OSSERVAZIONE DI DISCHI CIRCUMSTELLARI | 27 |
| 3.1 Osservazione di dischi attorno a stelle di Pre Sequenza . . . | 27 |
| 3.1.1 Proprietà dei dischi attorno a stelle di PMS | 28 |
| 3.1.2 L'evoluzione e l'età dei dischi di PMS | 31 |
| 3.1.3 Dischi di transizione o sistemi TW Hya | 33 |
| 3.2 Osservazioni IRAS di dischi attorno a stelle di Sequenza . . | 33 |
| 3.2.1 Dischi di detriti attorno a stelle tipo Vega | 33 |
| 3.2.2 Analisi dei risultati | 39 |
| 3.3 Composizione e struttura dei dischi di detriti | 43 |
| 3.3.1 Osservazioni submillimetriche dei dischi di detriti | 45 |
| 3.4 Osservazioni ISO di dischi attorno a stelle tipo Vega | 51 |
| 3.4.1 Analisi dei risultati | 51 |
| 3.4.2 Analisi dei risultati | 52 |
| 3.4.3 Alcuni risultati complessivi di IRAS e ISO | 55 |
| 3.5 Il gas nei dischi di detriti | 55 |
| Cap IV L'OSSERVAZIONE DEL DISCO DI BETA PICTORIS: LA COMPONENTE POLVEROSA | 59 |
| 4.1 L'età di beta Pictoris | 59 |
| 4.2 L'osservazione fotografica o coronografia ottica di β Pic . | 60 |
| 4.3 L'osservazione infrarossa di beta Pictoris | 69 |
| 4.4 Scoperta di silicati nel disco di β Pic | 74 |
| 4.5 Polarizzazione nel disco di β Pic | 77 |

| | |
|---|-----------|
| Cap V L'OSSERVAZIONE DEL DISCO DI BETA PICTORIS: LA COMPONENTE GASSOSA | 78 |
| 5.1 Il gas molecolare nel disco di β Pictoris | 78 |
| 5.1.1 La prima osservazione di CO nel disco di β Pic | 78 |
| 5.1.2 Successive ricerche di gas molecolare | 79 |
| 5.2 Le proprietà del disco di gas attorno a β Pictoris | 82 |
| 5.2.1 L'osservazione di gas stabile e gas variabile | 82 |
| 5.2.2 L'osservazione di specie altamente ionizzate | 84 |
| 5.2.3 Struttura spaziale del disco di gas | 86 |
| 5.2.4 Un freno al gas nel disco di β Pictoris | 86 |
| 5.2.5 Un disco di gas ricco di Carbonio | 87 |
| 5.2.6 Perdita di massa nel sistema di β Pic | 88 |
| 5.2.7 La densità del gas circumstellare di β Pic | 90 |
| CONCLUSIONI | 92 |
| APPENDICE | 94 |
| RINGRAZIAMENTI | 96 |
| BIBLIOGRAFIA | 97 |

INTRODUZIONE

Quando accettai l'argomento di questa tesi, nel 1993, non pensavo proprio che avrei dovuto sospendere i miei studi e che mi sarei trovata, una volta ripresi gli stessi, ad affrontare nuovamente questo argomento a distanza di parecchi anni. Agli inizi degli anni '90 si cominciava a parlare di dischi protoplanetari. L'eccesso nell'infrarosso rilevato dal satellite IRAS attorno a giovani stelle aveva trovato un'interpretazione convincente: stavamo osservando sistemi planetari in formazione, potevamo vedere, come in una ricostruzione storica, le prime fasi del Sistema Solare.

Nel 1991 si cominciò a parlare di rilevazione di pianeti extrasolari. La prima evidenza fu di perturbazioni nei tempi di arrivo degli impulsi da una pulsar, perturbazioni provocate da un probabile pianeta orbitante attorno alla stella.

Il disco attorno a beta Pictoris era stato visto anche nel visibile, con l'aiuto di un coronografo, e appariva come due "baffi" ai lati della stella. Quella fu l'immagine che mi mostrò il professor G. Galletta, quando gli chiesi di assegnarmi una tesi, e mi convinse che l'argomento fosse davvero attuale.

Mi fu, poi, offerta una possibilità davvero eccezionale per uno studente: recarmi all'ESO in Cile, presso il più grande e attrezzato osservatorio europeo dell'emisfero australe, e di osservare con un radiotelescopio beta Pictoris, per rilevare la quantità di gas presente nel disco. Per uno studente di Scienze Naturali che aveva chiesto una tesi astronomica era davvero troppo: troppo interessante, troppo emozionante, troppo bello.

Dei risultati osservativi di questa esperienze si trova dettagliata descrizione al capitolo quinto del mio elaborato.

A distanza di oltre 10 anni, riprendendo in mano questo argomento ho deciso di seguire un percorso storico, evidenziando i numerosi risultati che le osservazioni da terra e i satelliti infrarossi e ultravioletti (IRAS, ISO, Spitzer, IUE , FUSE...), in circa vent'anni, hanno reso possibile.

L'osservazione, ad oggi, di oltre 180 pianeti extrasolari con caratteristiche diversificate, ha modificato la precedente visione dell'origine di un sistema planetario basata esclusivamente sul Sistema Solare. A questi risvolti dedico il capitolo primo della mia tesi, che affronta l'origine di un disco protoplanetario a partire da una nebulosa molecolare.

L'approfondimento delle conoscenze dei processi della polvere, che costituisce i dischi osservati, e un campione di osservazioni più ampio ha consentito di distinguere tra dischi protoplanetari e dischi di detriti, tra dischi visti nelle loro fasi primordiali e dischi più tardivi. A queste tematiche ho dedicato il secondo e il terzo capitolo del mio elaborato. Rispettivamente, il capitolo secondo sviluppa le caratteristiche fisiche e i modelli della polvere, con particolare attenzione ai processi evolutivi interessanti la polvere nei dischi. Il terzo capitolo affronta l'osservazione dei dischi circumstellari attorno a stelle di pre-sequenza e di

sequenza principale, identificando differenti stadi evolutivi con attenzione alle loro proprietà.

Il quarto e il quinto capitolo affrontano il caso di beta Pictoris, unico disco osservato nel visibile e che rappresenta un caso peculiare sia dal punto di vista storico che evolutivo: un prototipo dei dischi di detriti e una probabile analogia al Sistema Solare. Nel capitolo quarto descrivo il percorso di osservazioni della componente polverosa del disco, mentre nel capitolo quinto della componente gassosa a partire dalla rilevazione del monossido di carbonio da me condotta durante la mia permanenza all'ESO.

Il capitolo conclusivo di questa tesi evidenzia questioni non risolte o ancora aperte lasciando spazio a successivi approfondimenti.

CAPITOLO I

DALLA NUBE MOLECOLARE AI DISCHI PROTOPLANETARI

1.1 FORMAZIONE DI UN SISTEMA STELLARE

Una stella nasce da una piccola porzione di una nube molecolare gigante, densa e fredda (qualche decina di gradi Kelvin) che collassa per la sua stessa gravità. Poiché questa piccola nube ruota, il suo collasso gravitazionale ne accelera la rotazione, secondo il principio di conservazione del momento angolare. Le particelle vicine al centro della nube subiscono una forza di gravità ben superiore alla forza centrifuga provata dalle particelle esterne della nube collassante e per questo accelerano radialmente verso il nucleo e si accumulano, producendo il rapido accrescimento del nucleo stesso. Anche le particelle non vicine al nucleo collassano, ma la loro forza di gravità radiale è bilanciata dalla forza centrifuga, mentre non lo è la componente verticale, pertanto esse raggiungono il piano equatoriale della nube.

La contrazione della nube produce un nucleo centrale, da cui si formerà una stella, che accumula particelle e acquista massa, circondato da un disco ruotante.

Le nubi molecolari giganti collasserebbero formando una stella supermassiccia, se non ci fossero delle disomogeneità nella nube provocate da alcuni fattori, tra cui la rotazione stessa. Mentre la contrazione procede, la velocità di rotazione cresce e con essa la forza centrifuga che eventualmente bilancia la forza di gravità ostacolando un'ulteriore contrazione. Così come nella nube molecolare gigante, anche nelle sottonubi il momento angolare si conserva e la rapida rotazione bilancia gravità e forza centrifuga.

E' anche possibile che le nubi che non possiedono un momento angolare molto grande collassino verso due o più accumuli centrali, creando sistemi binari o multipli.

Un secondo fattore importante nell'innescare o prevenire la formazione stellare è il campo magnetico. In nubi parzialmente ionizzate le forze gravitazionali devono essere maggiori delle forze dovute alla pressione dei campi magnetici, che restano "congelati" all'interno del gas ionizzato e si muovono con esso. Questo fa sì che la nube si contragga solo parallelamente alle linee del campo magnetico e che si formi un disco. In una nube più calda ci sono più elettroni liberi e l'effetto è maggiore, mentre a temperature ~ 10 K l'effetto è trascurabile.

Un terzo fattore influente è la turbolenza su grande scala della materia entro la galassia. Mentre le nubi molecolari giganti si muovono entro i bracci a spirale di una galassia, la materia può venire compressa in regioni dense e può innescare con forza la formazione stellare. La maggior parte delle stelle che formeranno poi un ammasso stellare si forma perciò quasi simultaneamente. Se una stella molto

massiccia, di tipo O oppure B, evolve esplodendo come supernova, prima che le altre protostelle meno massicce si siano evolute, può soffiare via il gas restante impedendone l'ulteriore evoluzione. In alternativa l'esplosione di una supernova può produrre forti fluttuazioni di densità e portare alla nascita di una seconda generazione di stelle.

Un quarto fattore può essere la collisione di due nubi molecolari giganti che fa crescere di molto la densità della nube.

1.2 FORMAZIONE DI UN SISTEMA PLANETARIO - LA TEORIA DELLA NEBULOSA SOLARE

Secondo il modello standard della formazione del sistema solare, un sistema planetario si forma a partire dal gas e dalla polvere entro il disco di accrescimento protostellare, passando attraverso la fase di planetesimi, che evolvono ulteriormente a nuclei planetari e più tardi a protopianeti. I planetesimi, formati dal gas e dai grani di polvere, si accumulano attraverso collisioni binarie e formano pianeti in meno di 1 Myr, mentre i pianeti terrestri si raggruppano nella parte più interna del disco in meno di 100 Myr. I pianeti che si formano al di fuori del confine di condensazione dei ghiacci si accrescono maggiormente e più velocemente per la grande disponibilità di ghiacci.

Le molecole di gas e i grani di polvere nel disco sono troppo piccoli per attrarsi l'un l'altro gravitazionalmente, ma, mentre orbitano attorno al protosole, collidono sufficientemente spesso garantendosi la continua crescita per "contact wedding" (contatti che saldano) e per forze elettrostatiche. I planetesimi, corpi di circa 1-10 Km, si formano da questi processi entro 100 Kyr, supponendo una densità superficiale di 100 Kg/m^2 . A questo punto essi sono abbastanza grandi per attrarsi gravitazionalmente, aumentando così la probabilità di collisioni. I planetesimi possono continuare a crescere, anche più velocemente, verso corpi più grandi. I corpi più massicci possono attrarre gravitazionalmente più dei corpi meno massicci e crescere più in fretta. Questo fenomeno è detto di "runaway accretion" (crescita incontrollata), poiché il corpo più grosso accumula la maggior parte della massa entro una certa regione. Il protopianeta termina in un'orbita circolare e stretta attorno al protosole, riducendo l'ellitticità dell'orbita verso $e \approx 0$. La fase di crescita "runaway" dura circa 1 Myr e termina con un disco quasi privo di gas e con molti oggetti planetari di taglia compresa tra la massa della Luna e quella di Marte ($0.01 - 0.1 M_{\oplus}$), chiamati embrioni planetari. Oggetti di tali dimensioni sono in grado di perturbare gravitazionalmente le orbite degli altri embrioni, che diventano rapidamente sempre più ellittiche, possono addirittura incrociarsi, collidere e venire sparsi al di fuori del sistema planetario. La fase dei protopianeti termina quando non ci sono più embrioni da disperdere o accumulare, il che avviene in circa 10 - 100 Myr.

Secondo i modelli, i pianeti più esterni hanno un nucleo ad alta densità ($10 - 20 M_{\oplus}$) avvolto da idrogeno metallico (Giove e Saturno) e da un'atmosfera di idrogeno, elio e metano (Nettuno e Urano). Essi, secondo la teoria del "core accretion", oltre alla crescita di materiale roccioso comune ai pianeti più interni, hanno accumulato dalla nube solare particelle di gas. Giove ($310 M_{\oplus}$) e Saturno ($95 M_{\oplus}$) possiedono in abbondanza gli elementi della nebulosa primordiale, mentre Nettuno ($14.5 M_{\oplus}$) e Urano ($17.1 M_{\oplus}$) ne sono impoveriti. Ciò significa

che Giove e Saturno accumularono gas dal disco molto più velocemente e rapidamente.

Nei pianeti con masse inferiori a $10\text{-}20 M_{\oplus}$ in questa fase della formazione del Sistema Solare i gas nell'atmosfera non sono gravitazionalmente legati; quando, invece, raggiungono tali masse i gas formano un involucro gassoso. Pertanto si può dire che i pianeti gassosi giganti dapprima accrescono un nucleo roccioso, alla stessa maniera dei pianeti terrestri, poi, raggiunta una massa critica iniziano ad intrappolare particelle di gas. Questo accade in una fase iniziale della formazione stellare detta fase T-Tauri. L'osservazione di tali stelle mostra che il gas viene perduto entro 10^7 anni; abbiamo dunque un tempo limite alla formazione dei pianeti gassosi giganti.

1.3 FORMAZIONE DI SISTEMI PLANETARI - I PIANETI EXTRASOLARI

La rilevazione di pianeti extrasolari avviene per via indiretta, attraverso l'osservazione delle perturbazioni che la presenza di un pianeta orbitante attorno a una stella esercita sulla velocità radiale della stella stessa. È il cosiddetto effetto Doppler, per cui il movimento della stella dà luogo a un periodico spostamento delle righe spettrali di assorbimento verso lunghezze d'onda ora più corte, ora più lunghe rispettivamente quando l'interazione stella-pianeta fa muovere la stella verso di noi o l'allontana da noi. L'osservazione dei cambiamenti in velocità radiale della stella consente di ricavare alcune proprietà del pianeta extrasolare perturbante, quali la massa, la distanza stella-pianeta, l'eccentricità dell'orbita.

Quasi tutti i pianeti extrasolari osservati orbitano attorno a stelle di tipo solare. I sistemi planetari osservati si possono, in base alle loro proprietà, suddividere in tre gruppi e su un campione di oltre 100 esopianeti si possono trarre alcune conclusioni statistiche:

1. pianeti tipo 51 Pegasi, detti anche "Hot Jupiters", con masse approssimativamente simili a quelle di Saturno e Giove, orbite quasi circolari e molto vicine, a meno di 0.1 A.U. dalla stella. Sono presenti attorno allo 0.7% delle stelle tipo Sole.
2. pianeti molto distanti dalla stella e con alte eccentricità, e ≈ 0.2 o più. Esiste una chiara correlazione tra eccentricità e periodo di rivoluzione, simile a quella dei sistemi binari stretti. Orbite con semiasse maggiore < 0.1 A.U. tendono ad avere $e \approx 0$.
3. sistemi tipo 55 Cancri, molto simili al nostro sistema solare, con più di un pianeta. 55 Cancri ha un pianeta di massa gioviana (M_J) a 5.9 A.U. e due pianeti un poco più piccoli, in orbite più o meno circolari vicine alla stella.

Esistono poi compagne planetarie molto massicce, con masse $> 10 M_J$, che si possono sovrapporre a una distribuzione di stelle di bassa massa (nane brune con masse da 13 a 80 M_J).

Le nuove proprietà osservate nei pianeti extrasolari modificano la teoria standard della formazione planetaria. Occorre ipotizzare la migrazione dei pianeti entro il sistema planetario neo formatosi per giustificare la presenza di pianeti come 51 Pegasi di massa gioviana in orbite molto vicine alla stella. Questi pianeti si formerebbero a parecchie unità astronomiche dalla stella, al di là del confine di

condensazione dei ghiacci, poi migrerebbero, viaggiando radialmente, verso l'interno. Per spiegare cosa provochi questa migrazione e che cosa l'arresti è necessario postulare l'esistenza di forze rotatorie sul pianeta e sulle particelle del disco. Ci sono tre principali processi in grado di produrre tali azioni dinamiche: la viscosità del disco, le forze di marea e le torsioni dovute a un gradiente di densità superficiale delle particelle co-rotanti.

1.4 FORMAZIONE DEI PLANETESIMI SECONDO I MODELLI DI RICE

Il modello di formazione dei pianeti gassosi giganti per "core accretion" presenta un aspetto irrisolto: l'accrescimento dei planetesimi a misure chilometriche a partire da grani di polvere di misura micrometrica. La crescita al di sopra del metro è, infatti, resa difficile dall'inefficienza del processo di "sticking", ossia degli impatti collisionali aggreganti, oltreché dall'attrito del gas sulle particelle solide che, perdendo momento angolare, migrano verso il centro della stella con una velocità proporzionale alle dimensioni della particella.

Un modello alternativo considera la formazione dei pianeti giganti per collasso gravitazionale, a partire da instabilità gravitazionali del disco protoplanetario. Questa alternativa richiede che il disco sia parecchio massiccio e in grado di raffreddarsi rapidamente. Il gas in questi dischi per effetto auto-gravitazionale svilupperebbe strutture a spirale e trascinerebbe le particelle solide, di polvere, verso i picchi delle spirali, anziché verso il centro della stella. Il risultato sarebbe un aumento della densità locale delle particelle e un incremento della formazione di planetesimi, mediante due processi:

1. un aumento del tasso di collisioni e della crescita collisionale dei grani;
2. l'innescò del collasso gravitazionale delle componenti solide del disco.

Rice e al. (2006) sviluppano questo secondo modello includendo l'influenza gravitazionale sia del gas che delle particelle solide, considerando diverse misure delle particelle e diversi rapporti di densità superficiale gas/particelle.

Considerando la sola componente gassosa nel disco, l'instabilità gravitazionale produce strutture a spirale. Inserendo poi nel modello un disco di planetesimi, con particelle di dimensioni di 150 cm e con densità superficiale cento volte inferiore a quella del gas, le strutture a spirale del disco di planetesimi vengono frammentate producendo aggregati con densità superiore a quella del disco di gas. La formazione degli aggregati è estremamente rapida ed è in essi che le particelle solide raggiungono una densità tale da innescare il collasso gravitazionale e la formazione di planetesimi.

Se nella simulazione si inserisce un disco di planetesimi con particelle di 150 cm, ma con densità mille volte inferiore a quella del gas, si ottiene ancora un disco di planetesimi con moti locali a spirale, ma non avviene frammentazione e formazione di ammassi.

Se, infine, le particelle solide del disco hanno dimensioni dieci volte maggiori, 1500 cm, il disco di planetesimi risulta restare disaccoppiato dal disco di gas e non risente del trascinamento nelle strutture a spirale.

In conclusione, le simulazioni di Rice mostrano che, solo se la densità superficiale iniziale dei planetesimi è sufficientemente alta, il disco di planetesimi può subire

frammentazioni e produrre oggetti isolati in grado di accrescersi a dimensioni chilometriche per collasso gravitazionale. Mentre la crescita dei corpi a taglie metriche avviene per collisioni, la crescita oltre il metro, in presenza di una densità adeguata, può avvenire per collasso gravitazionale.

Capitolo secondo

LA POLVERE NEI DISCHI CIRCUMSTELLARI

Nello spazio si trovano moltissime nubi di gas e polveri a basse temperature che, attraverso il processo di contrazione e collasso gravitazionale descritto in precedenza, danno origine alle protostelle e ai dischi protoplanetari. L'osservazione dei dischi è resa possibile dalle interazioni della polvere e del gas di cui sono composti con la luce stellare. Pertanto consideriamo, dapprima, le proprietà fisiche e chimiche della polvere interstellare, che partecipa attivamente all'evoluzione delle galassie e di tutto ciò che in esse ritroviamo, compresi i futuri sistemi planetari.

2.1 PROPRIETA' FISICHE DELLE POLVERI

Le proprietà fisiche dovute all'interazione della radiazione con la polvere, quali l'estinzione e la polarizzazione della luce stellare, accanto all'emissione infrarossa, rivelano la presenza di polvere e forniscono informazioni fisico-chimiche e termodinamiche sui grani che la compongono.

Col termine **estinzione** si indica la difficoltà o l'incapacità da parte della radiazione elettromagnetica di attraversare le nubi di polveri interstellari; in realtà essa consiste di due fenomeni distinti: la **diffusione** o *scattering* dei fotoni e l'**assorbimento** vero e proprio.

Nel processo di diffusione la polvere devia la radiazione dalla direzione originaria di incidenza, così che, di un fascio di radiazioni proveniente da una sorgente, ad un dato osservatore ne giunge solo una frazione. Nel processo di assorbimento, invece, parte della radiazione diviene energia interna delle molecole che costituiscono i microscopici grani. L'assorbimento di radiazione crea uno squilibrio energetico nelle molecole, che tendono pertanto a ritornare alla stabilità originaria liberando l'energia assorbita sotto forma di altra radiazione. L'emissione di fotoni all'esterno della nube avviene però solo a lunghezze d'onda maggiori, spostate cioè verso il rosso; le nubi di polvere risultano così emittenti nell'infrarosso e la sorgente di radiazione appare tanto più arrossata quanto maggiore è lo strato di polvere tra la stessa e l'osservatore.

L'estinzione si può determinare, allora, confrontando le osservazioni di due stelle, una arrossata e l'altra non arrossata, dello stesso tipo e della stessa classe di luminosità. Siano $M(\lambda)$ e $m(\lambda)$ la magnitudine assoluta e apparente di una stella non arrossata, d la sua distanza in parsec, si ha (Legge di Pogson):

$$m(\lambda) = M(\lambda) + 5 \log(d) - 5$$

Siano $M'(\lambda)$ e $m'(\lambda)$, r' le caratteristiche di una stella arrossata, $A(\lambda)$ l'estinzione, si ha:

$$m'(\lambda) = M'(\lambda) + 5 \log(d') - 5 + A(\lambda)$$

pertanto l'estinzione è:

$$A(\lambda) = m'(\lambda) - m(\lambda) - [M'(\lambda) - M(\lambda)] - 5 \log(d'/d)$$

Si definisce **eccesso di colore** la differenza tra l'estinzione a due diverse lunghezze d'onda, λ_i e λ_j , con $\lambda_i < \lambda_j$; ossia:

$$E_{ij} = A(\lambda_i) - A(\lambda_j) = \Delta m'_{ij} - \Delta m_{ij}$$

dove Δm_{ij} e $\Delta m'_{ij}$ sono indici di colore definiti come

$$\Delta m_{ij} = m(\lambda_i) - m(\lambda_j)$$

Se le magnitudini sono misurate nelle bande di colore blu B e visuale V, l'indice di colore può essere parametro correlato alla temperatura assoluta della stella dalla relazione:

$$\Delta m_{ij} = (B - V)_0 = -0.60 + \frac{7300}{T}$$

cioè tanto più la stella è calda tanto minore è l'indice di colore.

Se la temperatura indicata dall'indice di colore è notevolmente inferiore a quella ricavata dalle righe spettrali è lecito ammettere la presenza di polvere tra la stella e l'osservatore.

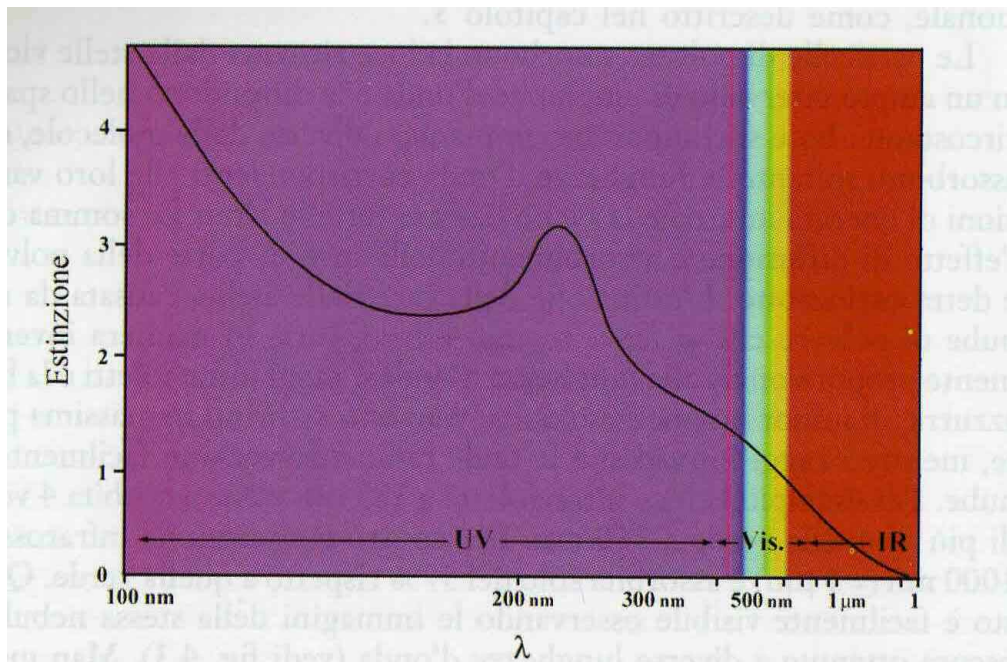
Per lo studio delle proprietà fisiche delle polveri sono importanti le curve di estinzione stellare, che ci danno la misura dell'estinzione al variare della lunghezza d'onda e quindi costituiscono una verifica per qualsiasi ipotesi sulla composizione chimica della polvere. Tali curve sono state determinate su un ampio intervallo spettrale che va dall'infrarosso al lontano ultravioletto, in generale al diminuire della lunghezza d'onda aumenta l'entità dell'estinzione. Si può vedere che esiste un andamento comune di queste curve, tanto che si può definire una curva di estinzione media.

In essa è presente:

- una zona di piccola pendenza nell'infrarosso;
- una salita lineare nel visibile con un cambio di pendenza attorno a $2.3 (\mu\text{m})^{-1}$ (434,8 nm)

- una apparente saturazione nella regione attorno a $3.4 (\mu\text{m})^{-1}$ (294,1 nm)
- un ben definito picco quasi simmetrico centrato a $4.6 (\mu\text{m})^{-1}$ (217,5 nm, nell'ultravioletto)
- un minimo nella regione tra 5 e $7 (\mu\text{m})^{-1}$ (tra 200 e 142,8 nm)
- una risalita con pendenza negativa a $\lambda^{-1} > 6(\mu\text{m})^{-1}$ ($<166,6$ nm).

Fig.1 da Galletta-Sergi (2005) Curva di estinzione media.



Infine, si osserva che la curva di estinzione non sembra dipendere dalla direzione di osservazione, a significare che la polvere presenta ovunque nella Galassia una composizione piuttosto simile. Unica eccezione sono alcune nubi locali molto concentrate e con composizione chimica peculiare.

Un altro fenomeno che permette di risalire alle proprietà della polvere è la **polarizzazione** della luce stellare, scoperta casualmente nel 1948 da Hall e Hiltner, ossia la modifica dei piani di oscillazione delle onde elettromagnetiche indotta dalla polvere. Si ritiene che responsabili siano i grani di polvere allineati da un campo magnetico.

Le onde elettromagnetiche sono onde trasversali poiché le direzioni dei campi elettrico e magnetico sono perpendicolari alla direzione di propagazione. Il vettore \vec{E} e la direzione di propagazione definiscono un piano, detto piano di vibrazione. La polarizzazione può essere di due tipi, lineare o circolare. In un'onda polarizzata linearmente tutti i piani di vibrazione (e quindi i vettori elettrici) sono paralleli. La polarizzazione lineare diventa circolare se i grani di polvere introducono una differenza di fase $\Delta\phi=90^\circ$ in una direzione di propagazione rispetto ad un'altra

(birifrangenza). Le onde elettromagnetiche nell'intervallo delle onde radio e delle microonde presentano facilmente polarizzazione. Lo studio della polarizzazione rispetto a λ rivela alcuni aspetti interessanti:

- la maggior parte delle stelle esibisce un massimo di polarizzazione attorno a $\lambda^{-1} = 2 \mu\text{m}^{-1}$ (500 nm)
- la polarizzazione cresce con la lunghezza d'onda attraverso il vicino ultravioletto, fino ad un massimo nel visibile per poi decrescere nel vicino infrarosso.

Per quanto riguarda la polarizzazione delle righe spettrali sappiamo che i profili di polarizzazione sono importanti per stabilire la grandezza e il tipo di grano; alcuni dati informano che i silicati, e non la grafite, sono agenti polarizzanti.

Come abbiamo detto all'inizio, la polvere interstellare assorbe la radiazione nella parte ultravioletta e visibile dello spettro e la riemette nella zona infrarossa. Le *bande di emissione* più forti si trovano a 3.3, 6.2, 7.7, 8.6 e 11.3 μm , come confermato dalle osservazioni degli spettrometri a bordo dell'IRTS (Infrared Telescope in Space) e dell'ISO (Infrared Space Observatory). Queste lunghezze d'onda corrispondono a quelle tipiche delle bande vibrazionali dei legami C-H e C-C nelle strutture aromatiche. Le sostanze più semplici che possono produrre queste bande sono delle molecole planari chiamate *Idrocarburi Aromatici Policiclici* (PAHs). Tuttavia altre configurazioni meno ordinate di C e H possono produrre queste bande, per es. la vetrinite che è una grafite parzialmente ordinata. Le bande sono eccitate perchè la particella, fluttuando liberamente nello spazio, assorbe un singolo fotone UV: questo può fornire l'energia necessaria per emettere nella zona IR; il grado di eccitazione suggerisce che in un grano ci siano al massimo 50 atomi di carbonio. I PAHs possono perdere gli atomi di idrogeno nell'anello esterno della loro struttura molecolare, o essere addirittura distrutti, in zone con campi di radiazione molto forti, quali quelli vicini a stelle molto calde e massicce. La de-idrogenazione è meno frequente in campi di radiazione poco energetici.

Oltre all'emissione a righe e bande, la polvere dà origine a un'**emissione continua** che è, per lo più, dovuta alla radiazione termica. Nello studio della radiazione termica si fa riferimento al **corpo nero** o radiatore integrale, il quale emette energia in funzione della temperatura secondo la legge di Wien:

$$\lambda_{\text{max}} T = \text{cost}$$

dove λ_{max} è la λ di massima emissione, inversamente proporzionale alla temperatura assoluta T. Un grano di polvere, in equilibrio termico con il campo della radiazione stellare, emette come un corpo nero, secondo una curva esponenziale, per lunghezze d'onda inferiori al raggio del grano. Quando la lunghezza d'onda è maggiore al raggio, allora l'emissività è proporzionale a $1/\lambda$.

L'emissione termica osservata tra 1 e 60 μm e per $\lambda > 100 \mu\text{m}$, è quella che più ci interessa nella ricerca di dischi protoplanetari. Il satellite IRAS (Infra-Red

Astronomy Satellite), lanciato nel gennaio 1983, ha infatti mappato quasi tutto il cielo a 12, 25, 60 e 100 μm , trovando un valore inaspettatamente alto dell'emissione galattica diffusa, con un'intensità molto variabile da una sorgente all'altra a minori lunghezze d'onda (12 e 25 μm rispetto ai 100 μm). Esso ha chiarito diversi aspetti fisici delle polveri interstellari, permettendo di perfezionare i modelli della loro struttura e composizione.

2.2 MODELLI DI POLVERE INTERSTELLARE

I dati osservativi suggeriscono l'esistenza di elementi e composti diversi nella composizione della polvere della nostra Galassia, i cui maggiori costituenti sono: la grafite, i silicati e il ghiaccio.

- la grafite è stata individuata grazie alla banda in assorbimento a circa 217,5 nm, osservabile negli spettri UV di stelle arrossate.
- i silicati sono stati messi in evidenza grazie alla presenza di una forte riga in emissione a 9.7 μm , osservata essenzialmente nella polvere circumstellare e nelle nubi molecolari che avvolgono le protostelle. I silicati costituiscono sicuramente la componente maggiore delle polveri sotto forma di:

- ENSTATITE $(\text{Fe,Mg})\text{SiO}_3$
- OLIVINE $(\text{Fe,Mg})_2\text{SiO}_4$
- SILICATI AMORFI.

Tali composti assorbono poco nel visibile, ma presentano un forte assorbimento nell'IR, a 9.7 e 18 μm .

- ghiacci d'acqua e d'anidride carbonica appaiono presenti alla superficie dei grani. Le righe di assorbimento a circa 166,6 nm, a 3.04 μm , tra 10 e 20 μm con picco a 12 μm , tipiche dell' H_2O , sono indicatrici della loro presenza.

Per poter formulare un modello di polvere interstellare, dopo averne definito la composizione, il passo successivo è considerare la forma, la dimensione e la temperatura del grano.

Le soluzioni accettate per la **forma** che giustificano la polarizzazione osservata sono quelle relative a cilindri circolari e concentrici, in cui il rapporto lunghezza/diametro del cilindro è elevato. Il fatto che la curva di polarizzazione esibisca una rapida caduta nell'UV suggerisce che i grani ultra piccoli responsabili dell'estinzione nel lontano ultravioletto siano, invece, sferici e non allineati.

Più complessa da definire è la **dimensione** del grano; per interpretare le curve di estinzione, di polarizzazione e di emissione termica bisogna ipotizzare l'esistenza di una distribuzione delle dimensioni dei grani da pochi decimi di nanometri a pochi micrometri. Generalmente un grano assorbe e diffonde la luce a lunghezze d'onda comparabili alla sua misura, ossia con $\lambda \approx 2\pi a$, dove a indica la

dimensione. Se i grani avessero dimensioni molto superiori alla lunghezza d'onda delle radiazioni incidenti bloccherebbero tutti i fotoni senza distinzioni, assorbendo tutta la luce. Viceversa, radiazioni di lunghezza d'onda molto superiore alla dimensione dei grani non vengono né diffuse né assorbite da essi.

La curva di estinzione cresce dal vicino IR al vicino UV. Deve esistere una popolazione di grossi grani con $a > \lambda / 2\pi \approx 0.1 \mu\text{m}$, per spiegare l'estinzione a lunghezze d'onda visibili, e una popolazione di grani molto piccoli con $a < \lambda / 2\pi \approx 0.016 \mu\text{m}$, per giustificare l'estinzione nel lontano UV.

La curva di polarizzazione ha un massimo nell'ottico. Deve esistere una popolazione di grani allineati, non sferici, con tipiche misure di $a \approx \lambda / 2\pi \approx 0.1 \mu\text{m}$ responsabile del picco a 500 nm.

I grani di polvere assorbono la luce nel UV/visibile e la riemettono nell'IR. A tale proposito deve esistere una popolazione di "polvere fredda" nell'intervallo di dimensioni $a > 250 \text{ \AA}$, riscaldata dalla luce stellare alle temperature di equilibrio tra $15 \text{ K} < T < 25 \text{ K}$, che produce l'emissione a $\lambda > 60 \mu\text{m}$ (lontano IR). Deve esistere anche una popolazione di "polvere calda" nell'intervallo di dimensioni $a < 250 \text{ \AA}$, riscaldata casualmente da singoli fotoni stellari a temperature $T > 20 \text{ K}$, responsabile dell'emissione a $\lambda < 60 \mu\text{m}$ (vicino e medio IR).

La **Temperatura** del grano si ottiene supponendo che il grano assorba ed emetta energia come un corpo nero. La dimensione del grano ha un effetto ben preciso sulla temperatura, infatti grani grandi hanno temperatura minore.

Questo ci porta a dire che la definizione di temperatura stazionaria o di corpo nero può non avere significato se associata a grani troppo piccoli; in quanto, essendo la capacità termica del grano molto bassa, quando un fotone è assorbito, la temperatura cresce velocemente e poi cade. Non solo la loro temperatura sarà più alta, ma essi contribuiranno molto di più all'emissione nell'IR.

Dagli inizi degli anni '70 vengono sviluppati modelli di polvere interstellare a costituenti multipli; i due componenti a più alta rifrangenza, silicati e grafite, vengono inclusi nella maggior parte di essi. Vediamone alcuni.

- **MODELLO DEI PICCOLI GRANULI DI SILICATI O GRAFITE**, proposto da Mathis e al. (1977), sviluppato da B. T. Draine e H. M. Lee (1984): considera i grani nudi e omogenei costituiti di silicati o grafite con dimensioni comprese fra pochissime decine di nm e, come limite superiore, $0.25 \mu\text{m}$. Questo divenne uno dei modelli standard, a cui, in seguito, vennero apportate numerose modifiche includendo nuove componenti (per es. carbonio amorfo, rifrattori organici carbonacei, PAHs) e aggiustando la misura dei grani.
- **MODELLO DEI GRANULI CON CORE/MANTLES**, presentato da J. M. Greenberg e dai suoi collaboratori nel 1968, poi riproposto gli anni successivi (1978). Questo modello suppone che la maggior parte della polvere sia costituita da grani con un nucleo di silicati coperto da un mantello esterno di molecole complesse organiche tra cui NH_3 , CH_4 , CO e

H₂O. Nelle zone più calde (~ -200°C) la superficie del granulo si può ricoprire di ghiaccio d'acqua con struttura amorfa e di altri composti, tra cui la formaldeide (H₂CO). Ogni granulo sarebbe poi circondato da un sottile straterello di H e di altri elementi allo stato atomico. Il mantello organico rifrangente proteggerebbe il nucleo di silicati dalla distruzione. Questo tipo di grani giustificerebbe l'estinzione nell'ottico e nel vicino IR; il picco di estinzione nell'UV sarebbe prodotto da grani più piccoli di grafite; l'estinzione a λ più corte, attorno a 120 nm, sarebbe causata da piccole particelle di silicati. I più recenti sviluppi di questo modello sono quelli di Li e Greenberg (1997).

Considerando differenti materiali di copertura (carbonio amorfo, carbonio amorfo idrogenato HAC) e nuovi tipi di polvere sono state apportate modifiche ed elaborati nuovi modelli, come ad esempio il

- **MODELLO DEI GRANI CON CORES DI SILICATI E MANTELLO DI CARBONIO AMORFO IDROGENATO (HAC):** W.W.Duley, A.P.Jones e D.A.Williams (1989) ritengono che il picco nell'UV sia prodotto dall'assorbimento da parte dello ione OH⁻ in presenza di atomi di silicio. Le righe di emissione nell'IR sono causate da assorbimento di fotoni UV da parte di "isole" di HAC sulla superficie dei *core* di silicati.

2.3 DEPLETION, FORMAZIONE E DISTRUZIONE DEI GRANI DI POLVERE

Con il termine di *depletion* ci si riferisce al fattore per il quale la densità di colonna di un certo elemento gassoso è diminuita rispetto a quella prevista in base alle abbondanze cosmiche (generalmente si considerano quelle solari). Il gas mancante si assume sia in fase solida. La depletion è diversa da zona a zona della Galassia e dipende dalla composizione chimica, dalla densità e dalla temperatura. L'andamento della depletion può fornire dei limiti alla formazione e distruzione dei grani di polvere.

È accettato generalmente che la polvere possa formarsi solo nelle regioni più dense del mezzo interstellare; pertanto si ritiene che le stelle fredde siano sorgenti di polvere. I grani possono formarsi nella cromosfera della stella ed essere spinti nello spazio per mezzo del vento stellare, oppure possono formarsi più vicino alla fotosfera della stella ed essere spostati per mezzo della pressione di radiazione. Si ritiene che le stelle di tipo M iniettino nello spazio circostante grani di silicati, in quanto i loro spettri presentano le bande tipiche dei silicati a 9.7 e 18 μ m. Le stelle di tipo C emettono a 10 e 12 μ m le bande del Silicio e nel vicino IR bande che possono essere ricondotte a particelle di C amorfo.

Si può stimare la vita media di un grano di polvere nel mezzo interstellare calcolando un'età di oltre 3 Gyr.

Un grano di polvere può anche essere distrutto; diverse sono le cause:

- lo **sputtering** o espulsione degli atomi esterni con minor energia di legame in situazioni di shock, quali ad esempio il passaggio di un'onda d'urto dovuta all'esplosione di una Supernova.
- la **pressione di radiazione**, in vicinanza di oggetti con flussi di energia molto forti.
- gli **urti** tra grani, che è il processo che più ci interessa nella formazione dei dischi. Esso dipende da molte variabili, non ultima delle quali la velocità relativa dei grani. Infatti, questo meccanismo può anche servire per la costruzione di grani più grandi e non solo per la loro distruzione (collisioni aggreganti e collisioni distruttive).

2.4 PROPRIETA' ED EVOLUZIONE DELLA POLVERE NEI DISCHI

I grani di polvere nei dischi protoplanetari sono molto diversi dai grani del mezzo interstellare, variano da oggetto a oggetto ed evolvono nel tempo.

Le proprietà dei dischi non possono essere comprese senza una completa conoscenza delle proprietà e dell'evoluzione della polvere di cui sono formati; per esempio, la determinazione della massa solida del disco, dall'emissione continua millimetrica, richiede la conoscenza del coefficiente di assorbimento della polvere e della temperatura del grano. I grani di polvere determinano la struttura termica e geometrica del disco poiché la loro opacità domina sull'opacità del gas.

Rispetto agli anni '90, si sono fatti molti progressi nella conoscenza dei grani di polvere, si hanno molti dati relativi ad un gran numero di dischi attorno a stelle di masse e luminosità differenti, dati ottenuti con interferometri ad alta risoluzione e telescopi spaziali e da terra ad alta sensibilità.

2.4.1 La crescita del grano

La composizione della polvere delle nubi molecolari è simile a quella interstellare; invece quando la polvere si raccoglie nei dischi circumstellari subisce i maggiori cambiamenti perché, da questo momento, i grani interstellari possono crescere da misure submicrometriche a corpi di taglia chilometrica, attraverso la coagulazione di particelle più piccole in particelle via via più grandi.

Per particelle submicrometriche la crescita avviene per moti browniani. La crescita del grano a misure del centimetro e del metro avviene principalmente per aggregazione collisionale e le velocità relative dei grani sono accoppiate al moto del gas. Per grani nell'intervallo di dimensioni tra 1 e 100 μm le velocità relative sono dell'ordine di 10^{-3} - 10^{-4} m/s e conducono ad aggregazioni casuali (di tipo frattale) con strutture aperte e a catena. Mentre si accrescono in massa, le particelle iniziano a sedimentare sul piano del disco e le velocità relative aumentano, portando alla compattazione degli aggregati. Sopra il limite di compattazione inizia la crescita incontrollata, in cui pochi grossi aggregati crescono per collisioni con particelle più piccole.

Per grani superiori al metro le velocità relative rimangono più o meno costanti a circa 50 m/s, una velocità superiore alla soglia di distruzione, per cui è necessario invocare altri processi per superare la barriera di crescita, come abbiamo già visto nei modelli di Rice.

Al di là di molte incertezze, i modelli conducono a una crescita molto grande degli aggregati; per effetto della gravità stellare i corpi più grossi sedimentano intorno al piano equatoriale del disco protoplanetario lasciando i grani più piccoli alla superficie del disco.

La crescita del grano può essere molto più lenta in regioni più lontane dalla stella, mentre le regioni più vicine verrebbero svuotate dei grani più piccoli. Se non intervenissero altri meccanismi a rifornire di piccoli grani i dischi, in tempi molto brevi i dischi di polvere scomparirebbero. Processi secondari, quali la frammentazione degli aggregati, conducono ai **dischi di detriti** osservati.

I rimescolamenti radiali e meridionali possono influire sull'evoluzione del grano, portando la maggior parte del materiale del disco vicino alla stella. I grani possono, allora, avere una "seconda vita", se le temperature nel disco più interno sono abbastanza elevate da farli evaporare. La sublimazione e la ricondensazione dei grani nel disco più interno, accoppiata a forti derivate radiali, può giustificare la presenza dei molti grani cristallini rilevati e contribuire alla variazione della dimensione dei grani e dei loro aggregati in diverse zone radiali del disco.

2.4.2 Le tecniche osservative

Le proprietà dei grani nei dischi possono essere esplorate con diverse tecniche e su un intervallo di lunghezze d'onda molto vasto, dal visibile a λ centimetriche. La maggiore limitazione nell'esplorazione dei dischi sta nella struttura fisica degli stessi, nel loro forte spessore ottico che li rende opachi.

Lo spessore ottico τ_v di un mezzo esprime la frazione di luce incidente che viene assorbita dal mezzo ed è in relazione all'estinzione della luce; τ_v si può ottenere dall'integrazione del coefficiente di assorbimento k_v lungo il cammino ottico.

Se τ_v è > 1 si parla di un mezzo otticamente spesso, opaco che emette come un corpo nero, se τ_v è < 1 si dice che il mezzo è otticamente sottile.

Lo spessore ottico dei dischi è estremamente alto e a λ ottiche e IR consente di ottenere informazioni solo dei grani localizzati in superficie e quindi relative a una porzione piccola della massa di polvere. Solo a λ più lunghe, dove una porzione sempre maggiore del disco diventa otticamente sottile, è possibile misurare le proprietà della maggior parte della massa di polvere. Tuttavia anche a λ molto lunghe le regioni del disco più vicine alla stella (poche A.U.) sono otticamente spesse e perciò la porzione più interna del piano mediano del disco rimane inaccessibile a tutte le lunghezze d'onda.

La regione spettrale del medio IR, tra 3 e 100 μm , è ricca di righe che nei dischi, attorno a stelle otticamente visibili al centro del disco, sono viste in emissione poiché originano dagli strati superficiali riscaldati dalla radiazione stellare a temperature più elevate di quelle del piano mediano. La spettroscopia IR indaga le particelle con dimensioni fino a pochi μm e nell'intervallo di temperature 50 - 1500 K; questo comporta che tali spettri siano relativi alla polvere delle regioni più interne e superficiali del disco, mentre nessuna informazione proviene dai

grani grossi e freddi. La regione spettrale a $10\ \mu\text{m}$ è accessibile da terra con studi interferometrici ad alta risoluzione spaziale e fornisce informazioni sulla presenza di grani di silicati amorfi e cristallini, compresi in un intervallo di temperatura di 200-600 K e con dimensioni pari a pochi μm ; ha pertanto un valore diagnostico limitato ai caldi e piccoli silicati delle regioni superficiali e più interne dei dischi (entro le 10 A.U. per stelle più calde).

A λ più corte, nel visibile e vicino IR, lo scattering diventa lo strumento di rilevazione e di indagine dei dischi, seppure limitatamente alla superficie.

Informazioni sulle proprietà del grano collocato in profondità nel disco possono essere ottenute dai dischi visti di taglio, in silhouette, che appaiono come una banda scura sullo sfondo luminoso. Dall'assorbimento di questa striscia di polvere, in dipendenza dalla lunghezza d'onda, è possibile risalire alle proprietà della polvere che costituisce il disco. Alcuni di questi dischi presentano righe dei silicati a $10\ \mu\text{m}$ in assorbimento, che, a differenza delle righe di emissione, campionano i grani più freddi appartenenti alle regioni più esterne del disco. Perciò solo comparando studi a diverse λ è possibile esplorare la popolazione dei grani in misura, composizione e struttura, tenendo presente che nei dischi osservazioni a diverse λ campionano regioni differenti del disco.

Nessuna tecnica è sensibile ai corpi più grandi di pochi cm, mentre i planetesimi di taglia chilometrica possono essere rilevati dalle perturbazioni dinamiche che essi esercitano sulla stella e sul disco. In mezzo alla scala di dimensioni, i corpi di taglia metrica rimangono di fatto nascosti alle osservazioni.

2.4.3 Le particelle più piccole

In molti dischi è stata rilevata emissione da parte di particelle molto piccole e transitoriamente riscaldate, attribuita a PAHs e a materiale carbonaceo identificato con nano-diamanti.

I dischi "*flared*" o svasati, con la parte esterna più spessa di quella interna (con flusso F_V che cresce con la lunghezza d'onda nell'intervallo 10-60 μm) hanno forti righe dei PAHs in emissione, mentre i dischi "*flat*", con uno spessore costante lungo il raggio (con flusso F_V che decresce con λ nell'intervallo 10-60 μm) hanno emissioni deboli o assenti. Da tali emissioni è stato possibile misurare l'inclinazione del disco. Anche per queste particelle le osservazioni sono limitate agli strati più superficiali del disco ed entro le 40 A.U., dato che l'intensità delle righe decresce con il raggio e a tali distanze è ben al di sotto delle attuali capacità osservative.

2.4.4 Il grano dal submicron al micron

Le osservazioni nel visibile e vicino IR dello scattering e della polarizzazione di dischi visti in silhouette conducono alla misura dei grani diffondenti, seppure non siano misurazioni prive di difficoltà. Per dischi in silhouette ci sono evidenze della crescita del grano a misure di pochi μm e di una stratificazione verticale delle dimensioni dei grani; mentre gli strati superficiali contengono grani di

polvere piccoli quanto quelli del mezzo interstellare, le regioni più vicine al piano mediano contengono grani significativamente più grossi ($> 1 \mu\text{m}$).

Anche la spettroscopia nel medio IR conferma la crescita dei grani di silicati da misure submicrometriche a misure micrometriche; se i grani crescono ulteriormente l'emissione dei silicati scompare. La forma e l'intensità della banda dei silicati a $10 \mu\text{m}$ sono correlate con la dimensione dei grani; i silicati amorfi di misure crescenti hanno righe più deboli e piatte.

I primi spettri del satellite Spitzer a $20 \mu\text{m}$, che campionano grani più grossi e regioni del disco più lontane dalla stella, confermano i risultati ottenuti dall'analisi delle righe a $10 \mu\text{m}$.

2.4.5 Il grano cresce a dimensioni del cm

A λ millimetriche, dove il disco diventa moderatamente otticamente sottile, è possibile indagare le proprietà della maggior parte della massa di polvere concentrata nel piano mediano del disco. L'emissione continua della polvere è correlata alle proprietà dei grani.

Il flusso misurato alla frequenza ν è $F_\nu \propto \lambda^{-\alpha}$ con α indice spettrale.

Il coefficiente di opacità della polvere per unità di massa k_ν , nell'intervallo di onde millimetriche, varia con la frequenza ν secondo una legge di potenza:

$$k_\nu \propto \lambda^{-\beta}, \text{ con } \beta = \alpha - 2.$$

Il valore dell'esponente β è direttamente correlato alla distribuzione di dimensione del grano. Nel mezzo interstellare $\beta \sim 1.7$, mentre nei dischi attorno a stelle di pre-sequenza, per valori osservati di $\alpha \leq 3$, si ottiene un valore di $\beta \sim 1$ o anche più basso. Gli indici spettrali osservati richiedono l'esistenza di grani di dimensioni molto più grandi delle λ di osservazione.

Dall'interferometria millimetrica, si può concludere che in molti dischi la crescita del grano non si ferma alla dimensione del micron, ma si trova una popolazione dominante di sabbia e ciottoli, di grani millimetrici e centimetrici.

In aggiunta al gradiente verticale delle misure del grano, c'è anche l'evidenza di un gradiente radiale delle proprietà del grano. I risultati conducono ad un indice spettrale che varia con il raggio da $\alpha \sim 2.5$ ($\beta \sim 0.5$), nelle 60 A.U. più interne verso la stella, fino a $\alpha \sim 3.0$ ($\beta \sim 1$) nella parte più esterna del disco. Interpretando questo dato come indice di una crescita differenziale, si conclude che i grani più grandi si trovino nella parte più interna del disco, mentre nella parte più esterna vi sarebbero i grani ancora ad uno stadio meno evoluto.

2.4.6 Composizione mineralogica dei grani

Gli spettrografi spaziali e da terra di ultima generazione hanno rilevato nei dischi protoplanetari la presenza di nuove specie di polvere in aggiunta ai silicati amorfi:

silicati cristallini ricchi di Mg e poveri di Fe della famiglia delle olivine e dei pirosseni. Ci sono anche prove della presenza di FeS (pirrotite) e SiO₂.

L'abbondanza dei silicati cristallini relativamente a quella dei silicati amorfi è superiore a quanto previsto nel mezzo interstellare, quindi queste specie di polvere devono essersi formate durante il collasso della nube molecolare progenitrice o nel disco di accrescimento. Diversi meccanismi possono essere responsabili dell'elaborazione di grani cristallini. Nelle regioni più interne del disco, dove la temperatura supera i 1000 K, il calore può indurre il cambiamento del reticolo del grano da caotico a regolare, portando alla trasformazione dei silicati amorfi in silicati cristallini (olivine e pirosseni). Al di sopra dei 1200-1300 K, i processi di equilibrio chimico portano alla vaporizzazione e alla condensazione della fase gassosa dei silicati, principalmente nella forma di forsterite cristallina. Il rimescolamento radiale provvede a distribuire i silicati cristallini anche nelle regioni più esterne e fredde del disco.

La composizione mineralogica della polvere nei dischi è comparabile a quella delle comete del Sistema Solare, degli asteroidi e delle particelle di polvere interplanetaria.

In molti dischi l'emissione a 11.3 μm, tipica dei silicati cristallini, è molto più forte dell'emissione a 9.8 μm, picco dei silicati amorfi. Inoltre, i grani di pirosseni cristallini sono stati trovati nei dischi con relativa abbondanza di forsterite e silice. Sono probabili forti gradienti radiali nella cristallinità. L'interferometria nel medio IR spettralmente risolta ha reso possibile lo studio della natura dei grani di polvere su scala dell' A.U., rilevando nelle più interne 1-2 A.U. dei dischi grande quantità di piccoli silicati cristallini (oltre il 50%). Le regioni più esterne, tra le 2 e le 20 A.U., presentano ancora emissione di silicati, ma via via che il disco diventa più freddo l'emissione a 10 μm si fa più debole.

Modelli di equilibrio chimico e rimescolamento radiale prevedono anche un gradiente della natura dei cristalli con la distanza: le regioni più interne del disco dovrebbero contenere principalmente forsterite, mentre a grandi distanze la forsterite lascerebbe il posto a enstatite.

La distribuzione radiale della composizione mineralogica del grano unita alla distribuzione di misura decrescente con la distanza, suggerisce che l'aggregazione dei grani proceda più intensamente nelle regioni più interne e più dense del disco.

2.4.7 I modelli di evoluzione dei grani nei dischi

I dati osservativi, seppure su un campione parziale, mostrano che tutti i dischi contengono polvere lungamente elaborata. Il grado di elaborazione varia molto da oggetto a oggetto. Non sembrano, al momento, esserci correlazioni tra le proprietà del grano e il fattore tempo: si trovano grani elaborati sia in dischi di giovani oggetti stellari che di stelle più vecchie. Ciò porterebbe a concludere che i grani vengano processati negli stadi precoci dell'evoluzione del disco.

Anche i modelli di crescita del grano, per collisioni e sedimentazione, prevedono una crescita in tempi molto brevi (rispetto all'età di stelle giovani) a misure centimetriche e oltre, a formare planetesimi. Secondo questi modelli la massa del disco risulterebbe distribuita in maggior parte nei planetesimi e in piccola parte in una coda di frammenti più piccoli, di origine secondaria, derivanti dalla frammentazione dei conglomerati.

In realtà, le osservazioni millimetriche mostrano la presenza di grani di grosse dimensioni, ma che raccolgono una grossa frazione della massa del disco. Pertanto, sembra che in molti dischi il processo di formazione dei planetesimi sia meno efficiente di quanto previsto dai modelli teorici; l'inefficienza può derivare dalla stessa frammentazione dei corpi più grossi.

Capitolo terzo

L'OSSERVAZIONE DI DISCHI CIRCUMSTELLARI

L'evoluzione dei dischi circumstellari è collegata al processo di formazione stellare e planetaria. In uno scenario di formazione di una stella isolata di bassa massa, i dischi iniziano la loro esistenza come **dischi protostellari**; più tardi, quando la stella neonata raggiunge la fase T Tauri, mutano verso lo stato di **dischi protoplanetari**. Quando la stella ha raggiunto la fase di Sequenza Principale e il processo di formazione planetaria è completato, si ritiene che il disco sia svuotato del suo gas primordiale, per effetto della *depletion*, e trattienga solo piccole quantità di gas generate dal vento stellare o dall'evaporazione di corpi solidi. Nei pochi casi in cui i dischi nella loro ultima fase (*late disks*) sono stati osservati, l'età dei piccoli grani di polvere risulta essere minore dell'età dei sistemi a cui appartengono, implicando così un meccanismo di rifornimento della polvere stessa. A questo tipo di dischi circumstellari più recenti è dato il nome di **dischi di detriti**.

Il tempo di vita del gas in questi sistemi, al momento ancora sconosciuto, determina il massimo periodo nel quale i nuclei planetari possono accumulare gas e formare pianeti gassosi.

3.1 OSSERVAZIONE DI DISCHI ATTORNO A STELLE DI PRE SEQUENZA

Sin dagli anni '80 sono noti e studiati dischi circumstellari attorno a stelle giovani, con età compresa tra 0.1 e 10 Myr. Furono dapprima rilevati indirettamente mediante la loro emissione infrarossa e a lunghezze d'onda millimetriche, e, più recentemente, dalle immagini dirette nell'ottico (dall'Hubble Space Telescope e dalle ottiche adattive da terra), nel vicino IR e nel millimetrico.

Le osservazioni di protostelle, separate in Classe I e Classe II, rivelano estesi dischi in rotazione kepleriana. Le sorgenti di Classe I, cioè ancora inserite nella nube molecolare, vengono chiamate "*embedded sources*" perchè avvolte da un involucro di gas CO, otticamente spesso, e sono caratterizzate dall'attività stellare di potenti getti. Le sorgenti di Classe II, più evolute e rappresentate dalle stelle "T Tauri", hanno già dissipato il guscio di gas e cessato l'attività di getti; appaiono come sorgenti visibili.

La maggior parte dei dischi è stata evidenziata attorno a stelle di pre-sequenza (PMS) con masse comprese tra ~ 0.5 e $5 M_{\odot}$: stelle T Tauri, stelle Herbig Ae, ma anche attorno a nane brune.

Nel caso delle Herbig Ae, il forte eccesso IR misurato dà luogo a interpretazioni controverse: talvolta viene interpretato come dovuto ad un guscio sferico di

polvere, a volte ad un anello formatosi alla distanza di sublimazione della polvere (~ 0.3 A.U.).

Nel caso delle nane brune, le teorie di formazione stellare prevedono l'esistenza, attorno ad esse, di dischi molto piccoli e a breve vita. Le indagini ISOCAM nel medio IR hanno rilevato molte candidate nane brune associate a polvere calda; nell'ammasso del Trapezio di Orione Muench e al. (2001) rilevano che il 63% delle nane brune ha dischi, mentre nessuna nana bruna con dischi è stata trovata vicino a σ Orionis, regione più vecchia della precedente. Altre giovani regioni, Cha I e ρ Oph, mostrano la presenza di nane brune con eccesso IR che può essere ricondotto all'esistenza di dischi.

Quanto alle stelle più massicce, le Herbig Be con masse di 8-20 M_{\odot} , i modelli di formazione stellare alternativi al collasso gravitazionale, secondo cui queste stelle si formerebbero per coagulazione di oggetti di massa più piccola, non prevedono la presenza di dischi massicci. Eppure diverse evidenze fanno presupporre una veloce evoluzione della materia circumstellare e una rapida dissipazione dei dischi Herbig Be.

L'osservazione di tali dischi non è facile, sia per la piccola dimensione sia per la confusione con il gas e la polvere residua delle nubi molecolari. La risoluzione angolare attualmente disponibile per telescopi millimetrici è di 0.3"-1" (corrispondenti a ~ 45-140 A.U. a distanze di 150 pc), per telescopi ottici è di 0.2"-0.5" (~ 30-70 A.U. alla stessa distanza). La nostra attuale capacità di "vedere" questi dischi è limitata in genere alla parte più esterna del disco.

La componente gassosa più abbondante del disco, dopo l' H_2 , è il monossido di carbonio, che, come previsto dall'evoluzione chimica, rispetto alle nubi molecolari nei dischi appare impoverito o assente (Savoldini & Galletta, 1994; Liseau, 1999; Roberge e al., 2000; Lecavelier des Etangs e al., 2001). L'osservazione spettroscopica degli isotopi del CO dà informazioni basilari: le righe ^{12}CO $J=1 \rightarrow 2$ e $J=2 \rightarrow 1$ forniscono la temperatura cinematica del disco $T_k(r)$, mentre le righe del ^{13}CO e del ^{18}CO consentono di rilevare la massa del gas.

Guilloteau e Dutrey (1998), comparando l'immagine CO con modelli standard di dischi, per otto stelle T Tauri hanno quantificato alcuni parametri di cinematica del disco:

- I dischi CO sono in rotazione kepleriana con $V(r) \sim [r/(100 \text{ A.U.})]^{-0.50 \pm 0.05}$
- Il modello cinematico indica una piccola turbolenza dell'ordine di ~ 0.1 Kms^{-1}
- La temperatura cinetica, coerente con il calore stellare in dischi "svasati", varia con $T(r) \sim r^{-0.62-0.68}$

I risultati ottenuti sono però validi per le parti esterne del disco, con $r \geq 30-60$ A.U.

3.1.1 Proprietà dei dischi attorno a stelle di PMS

La stella evolve verso la sequenza principale, il disco invecchia a sua volta attraverso vari processi che mutano le proprietà di gas e polveri sino a portare, in un tempo di qualche milione di anni, alla dissipazione del disco stesso. Un tale processo, ma non l'unico, è l'accrescimento dei grani di polvere e la formazione

dei pianeti. I pianeti si formano prima che la stella raggiunga la Sequenza Principale (MS) e le proprietà dei futuri sistemi planetari dipendono dalle proprietà dei loro dischi di Pre-Sequenza (PMS).

Alcune proprietà sono note dalle osservazioni e dalla comparazione con modelli teorici (A.Natta, 2004 e A.Dutrey, 2000).

Tali proprietà possono essere così sintetizzate:

quanto alla **forma**, le immagini dell'Hubble, che riproducono la superficie del disco in luce diffusa, mostrano dischi in cui il rapporto H/R dello spessore sulla distanza dalla stella è una funzione crescente del raggio. Come previsto dalla teoria dei dischi gassosi in equilibrio idrostatico, lo spessore H ad un certo valore di R è determinato dall'equilibrio tra pressione locale e campo gravitazionale della stella:

$$H/R = (T_d/T_c)^{1/2} (R/R_{star})^{1/2}$$

Dove T_d è la temperatura del disco alla distanza R e T_c è la "temperatura dinamica", una misura del potenziale gravitazionale della stella:

$$T_c = \mu_g GM_*/kR_*$$

con μ_g peso molecolare medio del materiale del disco, M_* e R_* massa e raggio della stella centrale.

Se la massa del disco è dominata dal gas, il rapporto H/R è circa 0.03 a 1 A.U. ed è compreso tra 0.1-0.15 a 100 A.U., per una stella T Tauri. Se la massa del disco è dominata dalla polvere μ_g è molto più grande e H/R diviene piccolo.

Pertanto, è previsto che i dischi di polvere siano geometricamente piatti, mentre appaiono svasati se ricchi di gas. Questi intercettano, a grandi distanze, una maggior quantità di radiazione stellare e la forma del disco influisce sul profilo di temperatura e quindi sulla sua distribuzione di energia spettrale (SED = spectral energy distribution). Pertanto è possibile intuire dalle SED se il disco è ricco o meno di gas, anche senza averne un'immagine diretta.

La maggior parte delle stelle di PMS ha SED tipiche dei dischi svasati, mentre alcune hanno SED tipiche dei dischi piatti. In quest'ultime è possibile che i grani abbiano cominciato a depositarsi sul piano mediano del disco, separatamente dal gas.

Per quanto riguarda la **massa** del disco di polvere, è possibile misurarla dal flusso osservato a lunghezze d'onda millimetriche, dove l'emissione è otticamente sottile:

$$M_{dust} = \frac{4}{3} \frac{a\rho}{Q_v} \left[\frac{F_v D_*^2}{B_v(T_{dust})} \right]$$

dove D_* è la distanza della stella, F_v è il flusso osservato, a la dimensione media dei granuli, ρ la densità media della polvere, Q_v la sua emissività alla frequenza osservata, T_{dust} la sua temperatura.

Nota la massa della polvere, per derivare la massa totale del disco è necessario conoscere il rapporto M_{gas}/M_{dust} . Se si assume un valore pari a 100, che è tipico

del mezzo interstellare, ma dubbio per i dischi, si ottengono masse del disco comprese tra 0.003 e 0.3 M_{\odot} .

Beckwith e al. (1990), nonostante alcune incertezza del metodo, calcolarono masse comprese tra ~ 0.001 e $0.1 M_{\odot}$, sufficienti a formare sistemi planetari.

La determinazione diretta della massa del gas non è priva di incertezze. La derivazione della massa dell' H_2 per esempio dal CO, utilizzando valori standard del fattore di conversione CO/ H_2 , sono molto più basse di quelle ottenute dalla polvere. E' probabile che i traccianti molecolari, come il CO siano influenzati dalla "depletion" verso i grani.

E' possibile, altrimenti, osservare parecchie specie molecolari e ricavare la densità locale del gas e da ciò dedurre la massa del disco, come fatto da Dutrey e al. (1997): rilevando l'abbondanza relativa all' H_2 di specie molecolari, come HCO^+ , CN, CS, HCN, H_2CO , C_2H , hanno ricavato la massa dell' H_2 dei dischi attorno a GGTau e DMTau. Il valore ottenuto è pari a $\sim 0.004 M_{\odot}$, inferiore alla massa ricavata dall'emissione di polvere pari a $\sim 0.03 M_{\odot}$.

Infine, Thi et al. (2001) hanno condotto l'osservazione delle righe dell' H_2 nel medio IR, tramite il satellite ISO, per alcune stelle T Tauri e Herbig Ae; i valori ottenuti concordano con le masse ricavate dall'emissione millimetrica della polvere.

Le **dimensioni** dei dischi sono rilevabili dalle immagini a diverse lunghezze d'onda. L'emissione millimetrica fornisce immagini di dischi con raggi di 50-100 A.U., l'immagine del CO mostra raggi più grandi e le immagini nel visibile hanno dimensioni similmente maggiori. Taluni dischi nella nebulosa di Orione sono estesi anche 1000 A.U.

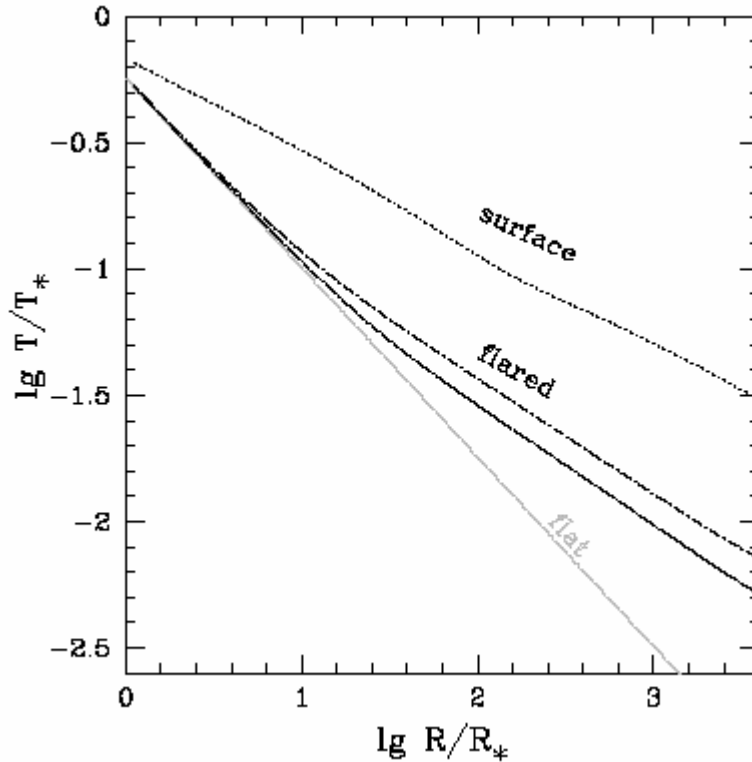
A.Dutrey (2000) riferisce la morfologia di oggetti "embedded" e T Tauri visti dall'HST. HH 30 ha un disco illuminato di taglio con raggio di ~ 250 A.U.

Stelle T Tauri presentano dischi con raggio esterno di 300-1000 A.U.

La struttura termica dei dischi può essere ricavata confrontando le SED con le previsioni dei modelli. Essendo i dischi riscaldati dall'irraggiamento della stella centrale, si può presupporre che la **temperatura** del disco sia proporzionale alla temperatura stellare, in un intervallo che va da circa $1/2 T_*$, nelle vicinanze della stella, a circa $0.01 T_*$, a $10^3 R_*$. In genere, si assume che il disco sia isotermico nella direzione verticale e che la T calcolata sia la temperatura del piano mediano. In verità, in un disco irradiato la superficie risulta essere più calda del piano mediano e, quindi, ad ogni raggio esiste anche un gradiente verticale di temperatura, che influisce sulla SED e produce righe di emissione della polvere.

Probabilmente la temperatura del gas differisce da quella della polvere, soprattutto sugli strati superficiali del disco o a grandi distanze dalla stella, dove la densità scende a valori critici.

Fig.2 da Natta (2004) Rapporto della temperatura del disco sulla temperatura della stella centrale in funzione del rapporto del raggio del disco sul raggio stellare, per dischi piatti, svasati e per la superficie del disco.



3.1.2 L'evoluzione e l'età dei dischi di PMS

Attualmente si ritiene che i dischi attorno a stelle che non hanno ancora acceso stabilmente l'idrogeno, di Pre-Sequenza Principale (PMS), vivano alcuni milioni di anni. Il processo di dissipazione del disco, una volta iniziato, dovrebbe avvenire rapidamente (in poche decine di migliaia di anni). Si pensa anche che i dischi attorno a stelle massicce abbiano vita più breve.

Mediamente, esiste una relazione tra frequenza dei dischi ed età dell'oggetto stellare, eppure esistono casi che si discostano di molto: stelle relativamente vecchie (~ 10 Myr) che ancora possiedono dischi ricchi di gas (stelle Herbig Ae) e stelle relativamente giovani che lo hanno già perso (molte stelle T Tauri).

Questo accade perché il processo di dispersione del disco è provocato da cause intrinseche al disco stesso, quali la viscosità e la formazione planetaria, e da cause estrinseche, quali l'interazione del disco con la stella centrale e l'ambiente in cui il disco evolve.

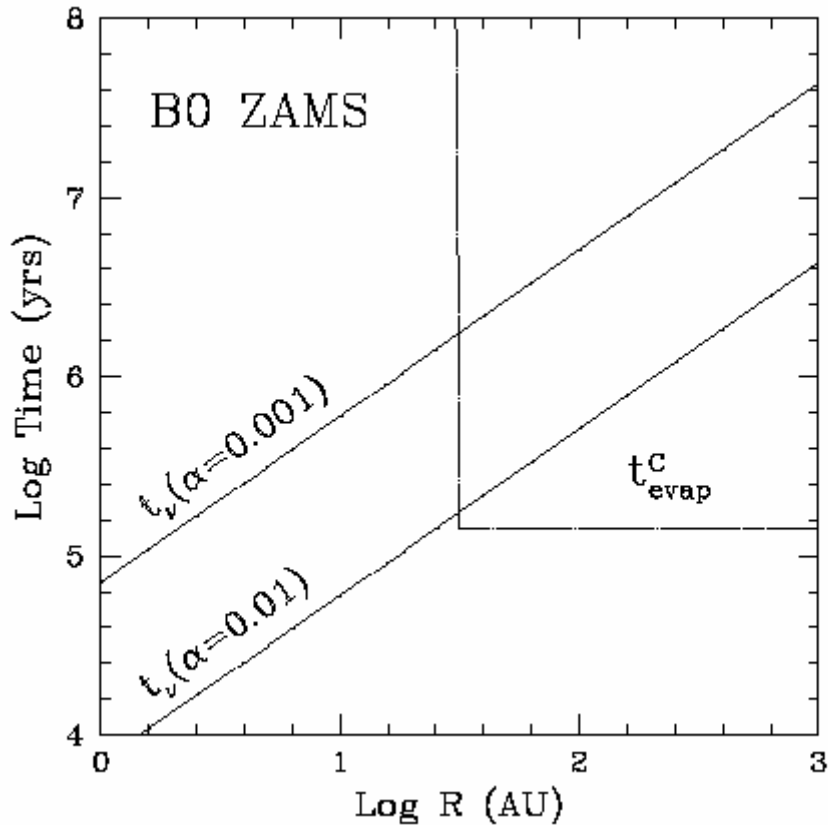
L'evoluzione del disco avviene per accrescimento di materia sulla stella e per momento angolare trasportato all'esterno. Parte della massa in accrescimento non raggiunge la stella, ma viene espulsa dal sistema in forma di getti ad alta velocità e di venti, che trasportano all'esterno una frazione significativa di momento angolare. L'emissione UV e X dello shock di accrescimento può riscaldare, ionizzare il disco e dissiparlo. Il vento stellare, d'altra parte, può evaporare il disco per fotoionizzazione e fotodissociazione.

Infine, stelle massicce nelle vicinanze e possibili compagne possono far evaporare il disco o distruggerlo per interazioni mareali.

E' anche possibile che esista una distribuzione dell'età dei dischi analoga alla loro distribuzione di masse, con un'ampiezza di oltre un fattore 100: con stelle T Tauri al limite inferiore della distribuzione di masse e dischi al limite superiore che vivono più a lungo per formare pianeti.

Abbiamo poi il caso limite delle stelle Herbig Be, in cui il processo di dissipazione del disco è molto rapido (meno di 1 Myr), a seguito dell'azione combinata di viscosità e fotodissociazione .

Fig.3 da Natta (2004) Scala dei tempi di dissipazione di un disco attorno a una stella BO in funzione del raggio del disco. Le linee si riferiscono alla fotoevaporazione causata dalla radiazione stellare e dalla viscosità, per due differenti valori del parametro di viscosità α . Si può vedere come la parte più esterna del disco ($R > \sim 30$ A.U.) evapora molto rapidamente in circa 10^5 anni.



L'evoluzione dei dischi nel tempo dipende anche dal declino del tasso di accrescimento e in parte dai cambiamenti delle proprietà della polvere in essi contenuta.

I grani di polvere nel mezzo interstellare raggiungono dimensioni di poche decine di micrometri, la crescita a dimensioni centimetriche si prevede che avvenga negli strati più densi dei dischi circumstellari di PMS.

L'osservazione tra 1.3mm e 7mm di alcune stelle (Testi e al. 2001) si adatta bene sia a modelli di dischi piccoli ($R \sim 50$ A.U.) e otticamente spessi che a modelli di dischi più estesi e otticamente sottili. Probabilmente, i dischi presentano un'ampia varietà di struttura.

3.1.3 Dischi di transizione o sistemi TW Hya

Si tratta di oggetti trovati nel Toro e nel gruppo di stelle TW Hya, caratterizzati dalla presenza di un "disco di transizione". Hanno SED con un deficit di flusso nel vicino IR, rispetto alle altre stelle T Tauri, mentre a λ più lunghe i flussi sono comparabili o maggiori. La SED peculiare di questi oggetti può essere correlata ad un disco otticamente spesso e troncato a poche A.U. dalla stella. Il processo di svuotamento della parte più interna del disco può essere spiegato dalla fotoevaporazione o, nel caso di oggetti meno energetici come le nane brune, dalla formazione di un pianeta. La regione interna di TW Hya, a circa 4 A.U. dalla stella, contiene gas e particelle micrometriche di silicati. L'analisi della polvere di questi dischi di transizione mostra, mediato sull'intero disco, un contenuto molto basso di silicati cristallini.

3.2 OSSERVAZIONI IRAS DI DISCHI ATTORNO A STELLE DI SEQUENZA

3.2.1 Dischi di detriti attorno a stelle tipo Vega

Il satellite IRAS (Infrared Astronomy Satellite) ha evidenziato eccessi infrarossi intorno a un considerevole numero di giovani stelle. La prima di tali stelle ad essere individuata fu Vega (α Lyrae) da Aumann e al. (1984). L'eccesso a $60 \mu\text{m}$ fu interpretato come l'evidenza di materiale protoplanetario e la scoperta di simili eccessi in altre tre stelle relativamente vicine, ϵ Eridani, α Piscis Austrini e β Pictoris, (F.Gillet, 1986) sollevò il problema di quanto frequenti fossero tali strutture nei dintorni del Sole.

Le osservazioni al KAO (Kuiper Airborne Observatory) di Harper e al. (1984) confermarono che l'emissione in eccesso di Vega si estende a $160 \mu\text{m}$.

Rispetto ai dischi protostellari sopradescritti, i **dischi di detriti** evidenziati dall'eccesso IR sono ad uno stadio evolutivo più avanzato; le loro dimensioni, di poche centinaia di pc, sono considerevolmente più piccole di quelle di migliaia di pc dei dischi molecolari poiché essi hanno avuto il tempo di collassare. Le stelle attorno a cui ruotano sono già giunte alla sequenza principale, cioè bruciano stabilmente l'idrogeno.

La polvere rilevata da IRAS è molto più giovane, da 10^5 a 10^7 anni, dei relativi sistemi (Backman e Paresce, 1993). I grani di polvere di cui sono formati hanno subito una considerevole crescita. E' di importanza centrale nella definizione di disco di detriti che l'emissione rilevata provenga da materiale di "seconda generazione", rilasciato dopo che si sono formati planetesimi e, forse, anche pianeti.

La loro composizione contiene più elementi condensati e freddi e meno fase gassosa. Il gas, anche se poco, non è distribuito insieme alla polvere e, pertanto, le dinamiche di quest'ultima non sono controllate dal trascinarsi del gas; la polvere, otticamente sottile, si dispone lungo il piano mediano del disco (Lagrange e al., 2000).

Tra le ricerche condotte in passato, per individuare stelle con dischi, le principali sono quelle di Aumann e al. nel 1984, di Sadakane e Nishida nel 1986, di Backman e Gillett nel 1987.

Aumann si basò essenzialmente sui dati del satellite IRAS, stabilendo i criteri che deve soddisfare una sorgente definita "*tipo Vega*":

- a) Posizione della sorgente infrarossa associata a una stella di sequenza principale di distanza nota, entro 25 parsec.
- b) Flusso a 12, 25 e 60 μm ben determinato.
- c) Un eccesso a 60 μm .
- d) Estensione spaziale della sorgente inferiore a 90 arcsec a 60 μm , in quanto se l'estensione è superiore trattasi di una nebulosa.

Per il punto a) si è fatto riferimento al CATALOG OF NEARBY STARS (Gliese 1969), che include stelle fino a 22 pc dal Sole e al Catalogo di Woolley (1970) per le stelle comprese tra i 22 e i 25 pc.

Questa ricerca produsse 756 associazioni di posizione di sorgenti IRAS con stelle vicine. Di queste stelle, 504 sono identificate come subgiganti o nane; tra di esse, 267 hanno flussi misurati dall'IRAS a 12 e 25 μm e solo 36 di esse hanno flusso misurato a tutte e tre le lunghezze d'onda (le altre sono evidentemente così deboli da avere un'emissione non misurabile dagli strumenti del satellite IRAS). Le posizioni del 50% di tutte le sorgenti infrarosse considerate sono vicine alla stella associata, entro 10 secondi d'arco.

Per ogni sorgente è stata verificata la possibilità che l'emissione IR provenisse non dalla stella medesima, ma da galassie di fondo nella stessa zona di cielo o da sorgenti intense vicine, quali "cirri" di polvere. La probabilità di confusione di una sorgente vicina con altre di sfondo diventa molto più alta per stelle che giacciono entro pochi gradi dal piano galattico, dove la densità di sorgenti brillanti aumenta di molto.

Tabella I da Aumann e al. (1984)

Stelle selezionate da Aumann e al. (1984) entro 25 pc da Sole e con flussi IRAS a 12, 25, 60 μm . Sono elencate: l'ascensione retta (RA), la declinazione (DEC), la latitudine galattica (b^{II}), i numeri dei cataloghi di Gliese e Wolley (prefissi G e W), il nome o il numero del catalogo DM, il tipo spettrale, la classe di luminosità, la magnitudine visuale, la magnitudine K (a 2.2 μm), le magnitudini a 12, 25, 60, 100 μm , ed infine gli indici di colore o eccessi di flusso: K-[12], [12]-[25], [12]-[60]. La lettera E nella colonna K indica magnitudini stimate attraverso l'indice di colore (V-K). Le lettere M e U nelle colonne dei flussi indicano flussi con misure di qualità media e superiore.

TABLE I

DWARFS AND SUBGIANTS WITHIN 25 PARSEC WITH IRAS FLUX AT 12, 25 AND 60 MICRONS

| RA (1950) DEC | B II | DEL | NUMBER | NAME | CLASS | MV | [K] | [12] | [25] | [60] | [100] | [12] | [25] | [60] |
|-------------------|--------|------|--------|-------------|-------|-------|-------|-------|-------|--------|--------|-------|-------|-------|
| 0: 6:32 58 52.3 | -3.27 | 0.03 | 8.0 | BET CAS | F2IV | 2.27 | 1.48 | 1.34 | 1.28 | 0.49 | -3.55U | 0.14 | 0.06 | 0.85 |
| 0:23:32 -77 31.9 | -39.78 | 0.05 | 19.0 | BET HYI | G1IV | 2.79 | 1.32 | 1.30 | 1.26 | 1.25 | -0.82U | 0.02 | 0.04 | 0.05 |
| 1:22:32 59 58.4 | -2.35 | 0.15 | 58.1 | DEL CAS | A5V | 2.68 | 2.37 | 2.27 | 2.28 | 1.41M | -2.75U | 0.10 | -0.01 | 0.86 |
| 1:41:40 -16 11.6 | -73.44 | 0.13 | 71.0 | TAU CET | G8V | 3.50 | 1.65 | 1.56 | 1.59 | 1.21 | -1.11U | 0.09 | -0.03 | 0.35 |
| 2:42:44 -18 47.1 | -62.54 | 0.50 | 111.0 | TAU(1) ERI | F6V | 4.46 | 3.32 | 3.32 | 2.89 | -0.30M | -2.53M | 0.00 | 0.43 | 3.62 |
| 3: 9:57 -29 10.6 | -59.03 | 0.04 | 127.0A | ALP FOR | F8IV | 3.95 | 2.51 | 2.47 | 2.46 | 1.54M | -0.82U | 0.04 | 0.01 | 0.93 |
| 3:30:32 - 9 37.6 | -49.05 | 0.11 | 144.0 | EPS ERI | K2V | 3.73 | 1.65 | 1.56 | 1.37 | -0.07 | -1.47 | 0.09 | 0.19 | 1.63 |
| 3:40:50 - 9 55.5 | -46.00 | 0.03 | 150.0 | DEL ERI | K0IV | 3.54 | 1.45 | 1.34 | 1.36 | 1.80M | -0.82U | 0.11 | -0.02 | 0.14 |
| 3:43:35 -64 57.7 | -43.54 | 0.05 | 154.2 | BET RET | K0IV | 3.84 | 2.01E | 1.16 | 1.12 | 1.12 | -0.95U | 0.85 | 0.04 | 0.04 |
| 4:14:43 -51 36.6 | -44.76 | 0.04 | 167.1 | GAM DOR | F0V | 4.24 | 3.45E | 3.46 | 3.31 | 1.40M | -0.82U | -0.01 | 0.15 | 2.06 |
| 5:14:15 79 10.7 | 22.65 | 0.05 | 196.0 | DM+79 169 | F6V | 5.04 | 3.97E | 3.86 | 3.73M | 1.50M | -0.82U | 0.11 | 0.13 | 2.36 |
| 5:46: 5 -51 4.9 | -30.61 | 0.10 | 219.0 | BET PIC | A5V | 3.85 | 3.47 | 2.66 | 0.04 | -2.75 | -3.41 | 0.81 | 2.62 | 5.41 |
| 6:34:30 -19 12.7 | -11.79 | 0.09 | 239.1 | NU CMA | K1V | 3.92 | 1.61 | 1.54 | 1.52 | 1.34M | -0.82U | 0.07 | 0.02 | 0.20 |
| 6:42:55 -16 39.5 | -8.88 | 0.16 | 244.0A | ALP CMA | A1V | -1.46 | -1.35 | -1.38 | -1.39 | -1.24 | -1.74 | 0.03 | 0.01 | -0.14 |
| 7:31:24 31 59.9 | 22.48 | 0.01 | 278.0A | ALP GEM | A1V | 1.95 | 1.46 | 1.49 | 1.52 | 1.36 | -0.82U | -0.03 | -0.03 | 0.13 |
| 7:36:38 5 20.7 | 13.02 | 0.13 | 280.0A | ALP CMI | F5V | 0.37 | -0.65 | -0.74 | -0.53 | -0.73 | -0.82U | 0.09 | -0.21 | -0.01 |
| 8:43:19 -54 31.5 | -7.37 | 0.12 | 321.3A | DEL VEL | A0V | 2.02 | 2.05E | 1.72 | 1.68 | 0.98 | -3.14U | 0.33 | 0.04 | 0.74 |
| 9:12:39 -69 30.6 | -14.41 | 0.04 | 339.2 | BET CAR | A1V | 1.67 | 1.53 | 1.52 | 1.53 | 1.43M | -0.82U | 0.01 | -0.01 | 0.09 |
| 10:58:50 56 39.1 | 54.80 | 0.10 | W9343 | BET UMA | A0V | 2.40 | 2.35 | 2.33 | 2.08 | 0.94 | -0.82U | 0.02 | 0.25 | 1.39 |
| 11:46:28 14 51.1 | 70.80 | 0.24 | 448.0 | BET LEO | A3V | 2.14 | 1.90 | 1.90 | 1.62 | 0.32 | -0.82U | 0.00 | 0.28 | 1.58 |
| 13:53:14 -54 27.6 | 6.98 | 0.06 | 534.1 | DM-54 5466 | G8V | 6.00 | 4.37E | 3.95 | 3.77M | 1.13M | -3.32U | 0.42 | 0.18 | 2.82 |
| 14:35:54 -60 37.4 | -0.69 | 0.03 | 559.0A | ALP CEN | G2V | -0.01 | -1.51 | -1.86 | -1.84 | -1.65 | -6.11U | 0.35 | -0.02 | -0.21 |
| 15:32:34 26 52.9 | 53.77 | 0.00 | W9524 | ALP CRB | A0V | 2.2 | 2.21 | 2.10 | 1.83 | 0.80 | -0.82U | 0.11 | 0.27 | 1.30 |
| 15:37:44 -44 30.0 | 8.43 | 0.04 | 594.0 | DM-44 10310 | F5V | 4.63 | 3.56E | 3.61 | 2.82 | 0.94 | -1.73U | -0.05 | 0.79 | 2.67 |
| 15:54:10 15 48.6 | 45.7 | 0.34 | 603.0 | GAM SER | F6V | 3.86 | 2.65 | 2.54 | 2.60 | 1.44 | -0.82U | 0.11 | -0.06 | 1.10 |
| 16:39:22 31 41.7 | 40.29 | 0.10 | 635.0A | ZET HER | G0IV | 2.89 | 1.27 | 1.20 | 1.17 | 1.12M | -0.79U | 0.07 | 0.03 | 0.08 |
| 17:12: 9 -38 32.4 | -0.11 | 0.25 | 662.0A | DM-38 11686 | G3IV | 6.66 | 5.19E | 2.59 | 0.61 | -1.86 | -6.87U | 2.60 | 1.98 | 4.45 |
| 17:44:29 27 44.5 | 25.62 | 0.04 | 695.0A | MU HER | G5IV | 3.42 | 1.70 | 1.66 | 1.66 | 1.57M | -0.82U | 0.04 | 0 | 0.09 |
| 18:35:15 38 44.3 | 19.24 | 0.14 | 721.0 | ALP LYR | A0V | 0.03 | 0.00 | -0.04 | -0.17 | -1.95 | -3.00U | 0.04 | 0.13 | 1.91 |
| 19:48:21 8 44.3 | -8.90 | 0.08 | 768.0 | ALP AQL | A7V | 0.76 | 0.20 | 0.21 | 0.16 | 0.25 | -0.94U | -0.01 | 0.05 | -0.04 |
| 19:52:51 6 16.6 | -11.09 | 0.17 | 771.0A | BET AQL | G8IV | 3.72 | 1.61 | 1.62 | 1.58 | 1.41M | -0.79U | -0.01 | 0.04 | 0.21 |
| 20:44:17 61 39.1 | 11.64 | 0.09 | 807.0 | ETA CEP | K0IV | 3.43 | 1.22 | 1.10 | 1.14 | 0.83 | -2.32U | 0.12 | -0.04 | 0.27 |
| 21:45: 1 -47 32.1 | -49.10 | 0.07 | 838.0 | DM-47 13928 | G2V | 5.58 | 4.14E | 4.24 | 3.59M | 1.63M | -0.82U | -0.10 | 0.65 | 2.61 |
| 22:54:54 -29 53.4 | -64.91 | 0.06 | 881.0 | ALP PSA | A3V | 1.16 | 0.99 | 0.86 | 0.72 | -1.89 | -3.40 | 0.13 | 0.14 | 2.75 |
| 23:28:57 58 52.9 | -2.13 | 0.59 | 895.4 | DM+58 2605 | K0V | 6.75 | 4.92E | 4.70 | 3.59M | 0.62M | -4.07U | 0.22 | 1.11 | 4.08 |
| 23:37:16 77 21.3 | 15.31 | 0.03 | 903.0 | GAM CEP | K1IV | 3.21 | 0.89 | 0.72 | 0.77 | 0.79 | -0.88U | 0.17 | -0.05 | -0.07 |

Sadakane e Nishida (1986) si basarono invece su un campione stellare più ampio, riferendosi al BRIGHT STAR CATALOG (Hoffleit 1982), e considerarono 5206 sorgenti stellari selezionando quelle che:

1. Rispettano la definizione di stella "tipo Vega" data da Aumann, con eccesso a $60 \mu\text{m} > 1\text{mag}$.
2. Non hanno sorgenti puntiformi o poco estese nelle vicinanze, né discrepanze o confusione di flusso.
3. Distano dal piano galattico oltre 10° .
4. Non sono stelle con righe di emissione tipo Be o giganti tipo K e M.

La selezione portò ad individuare 12 nuove stelle "tipo Vega" elencate in tabella. Le stelle "tipo Vega" dopo questa ricerca salgono così a 24.

Tabella Additional "Vega-like" Stars da Sadakane & Nishida (1986).

Stelle tipo Vega selezionate da Sadakane e Nishida.

1. differenze tra posizioni IRAS e posizioni SAO in arcsec
2. SB: binaria spettroscopica, VD: doppia visuale

TABLE I

Additional "Vega-like" Stars

| HR | HD | Sp.T. | Del ¹ | b | Parallax | m_V | [12] | [25] | [60] | [12]-[60] | Rem ² |
|--------------------|--------|----------|------------------|--------|----------|-------|-------|-------|-------|-----------|------------------|
| 451 ³ | 9672 | A3V | 9 | -74.78 | | 5.63 | 5.20 | 3.30M | -0.54 | 5.74 | |
| 622 ⁴ | 13161 | A5III | 8 | -25.20 | 0.022 | 3.00 | 2.59 | 2.32 | 0.47 | 2.12 | SB |
| 1570 ⁵ | 31295 | A0V | 11 | -20.25 | | 4.65 | 4.35 | 3.53U | 0.95M | 3.40 | |
| 1705 ⁶ | 33949 | B9V | 6 | -27.55 | 0.034 | 4.36 | 4.57 | 3.72M | 1.13M | 3.44 | VD |
| 4132 | 91312 | A7IV | 11 | +58.62 | 0.031 | 4.75 | 4.07 | 3.94U | 1.00M | 3.07 | SB,VD |
| 5351 ⁷ | 125162 | A0p | 13 | +64.67 | 0.045 | 4.18 | 3.85 | 3.48 | 1.00M | 3.63 | |
| 6168 ⁸ | 149630 | B9V | 4 | +42.70 | 0.010 | 4.20 | 4.04 | 3.88 | 1.26M | 2.78 | SB? |
| 6629 ⁹ | 161868 | A0V | 4 | +15.36 | 0.039 | 3.75 | 3.63 | 3.05 | 0.06 | 3.57 | SB? |
| 6670 | 162917 | F3-SIV-V | 14 | +15.71 | 0.038 | 5.77 | 4.66 | 3.94U | 0.87M | 3.79 | SB |
| 6948 | 170773 | F5IV | 17 | -13.74 | | 6.22 | 4.96M | 3.86U | 0.82 | 4.14 | |
| 8522 ¹⁰ | 212097 | B9III | 8 | -23.88 | 0.023 | 4.81 | 4.79 | 3.77U | 0.97M | 3.82 | |
| 8799 | 218396 | A5V | 3 | -35.57 | | 5.99 | 5.00 | 3.58U | 1.03M | 3.97 | SB |

Un controllo delle stelle trovate da Aumann e al.(1984) fu condotto da Aumann e Probst (1991) studiandole a lunghezze d'onda osservabili da terra: nella banda K ($2.2 \mu\text{m}$) e nella banda N ($10 \mu\text{m}$). Tra le sorgenti indagate spiccarono solo due stelle con particolari caratteristiche:

- 1) β Pictoris, nota per avere un disco protoplanetario rilevato in luce diffusa da Smith e Terrile (1984), mostra un eccesso di emissione anche a $10 \mu\text{m}$, concentrato entro un diametro di $12''$ (192 A.U.). Il flusso a $10 \mu\text{m}$ proviene dalla regione più interna e calda del disco, mentre il materiale più freddo emittente a $60 \mu\text{m}$ e rilevato dal satellite IRAS è contenuto entro una zona più estesa, tra le 17 e le 790 A.U.
- 2) ζ Leporis, con eccessi IR che originano entro un diametro di $6''$ dalla stella.

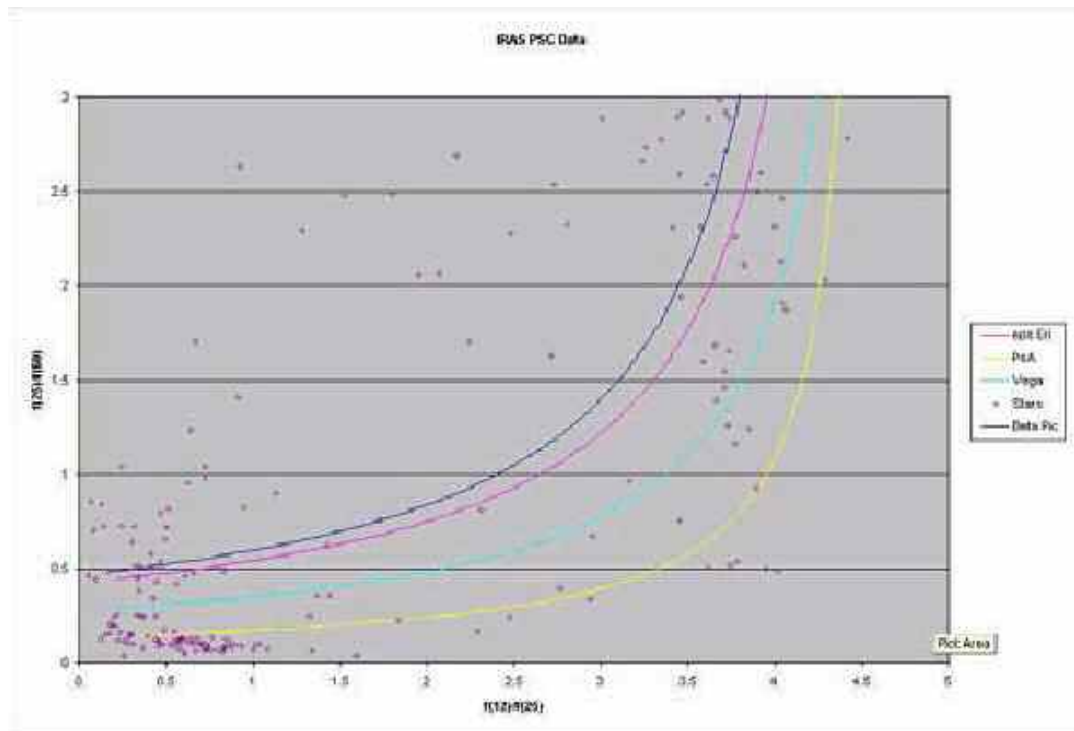
Per le altre sorgenti indagate l'eccesso origina da materiale localizzato al di fuori dei $6''$ dalla stella, cioè da sorgenti di fondo o stelle fredde compagne. Soltanto 2

sorgenti su 7 trovate da IRAS con eccessi IR superarono l'esame a $10\ \mu\text{m}$, entrambe stelle di tipo A.

Questo porta a concludere che poche stelle possono essere identificate come "tipo Vega" con la sola fotometria da terra.

Backman e Gillet (1987) condussero un'indagine statistica su un campione molto vasto di stelle di sequenza prese dallo YALE BRIGHT STAR CATALOG (Hoffleit 1982), producendo il diagramma in Fig.4 del rapporto dei flussi a $25/60\ \mu\text{m}$ contro il rapporto dei flussi a $12/25\ \mu\text{m}$.

Fig.4 da Backman (2004) I punti rappresentano il rapporto di colore nel lontano IR di stelle di sequenza principale mostranti eccesso infrarosso dai dati IRAS. Le curve rappresentano i loci di colore delle quattro stelle archetipi dei dischi di detriti, dall'alto in basso β Pictoris, ϵ Eridani, Vega, α Piscis Austrini.



Una stella senza alcun disco di polvere occuperebbe l'angolo superiore destro del diagramma, mentre sarebbe rappresentata tanto più in basso e a sinistra quanta più emissione di polvere si aggiunge alla sua SED. Le curve rappresentano i loci di colore tracciati prendendo i sistemi dei quattro archetipi di dischi di polvere: α Lyrae, ϵ Eridani, α Piscis Austrini e β Pictoris.

Il rapporto di luminosità polvere/stella varia al crescere e al diminuire della quantità di polvere, ma lasciando costanti le rispettive morfologie, quali l'intervallo di temperatura.

Come si può vedere dal diagramma, ci sono molti sistemi stellari che riproducono le caratteristiche colore-colore e perciò la morfologia delle quattro stelle archetipo dei dischi di polvere.

Aumann e Good (1990) considerarono le osservazioni IRAS su un campione di stelle G vicine. In media tali stelle avevano un eccesso a 60 e 100 μm , possibilmente dovuto a una nube fredda ($T \sim 30 \text{ K}$). Se il Sole rappresenta un archetipo di stella G, dovrebbe possedere una simile nube, ma difficile da rilevare direttamente sia da terra che da telescopi spaziali infrarossi, a causa dell'interferenza del piano galattico, del continuo della polvere zodiacale e dell'emissione dei frammenti asteroidali sul piano dell'eclittica.

Le scansioni IRAS del piano dell'eclittica sarebbero congruenti con una nube fredda, più estesa della nube tipica di stelle G, con un raggio di 100 -150 A.U.

Aumann (1991) misurò l'estensione spaziale di alcune sorgenti IR, per stabilire se i presunti dischi protoplanetari avessero un'estensione simile a quella del Sistema Solare, o se si trattasse di grandi nubi o gusci di gas di altra origine. Per le quattro stelle archetipi utilizzate da Gillet le dimensioni appaiono comparabili con quelle della nube protoplanetaria.:

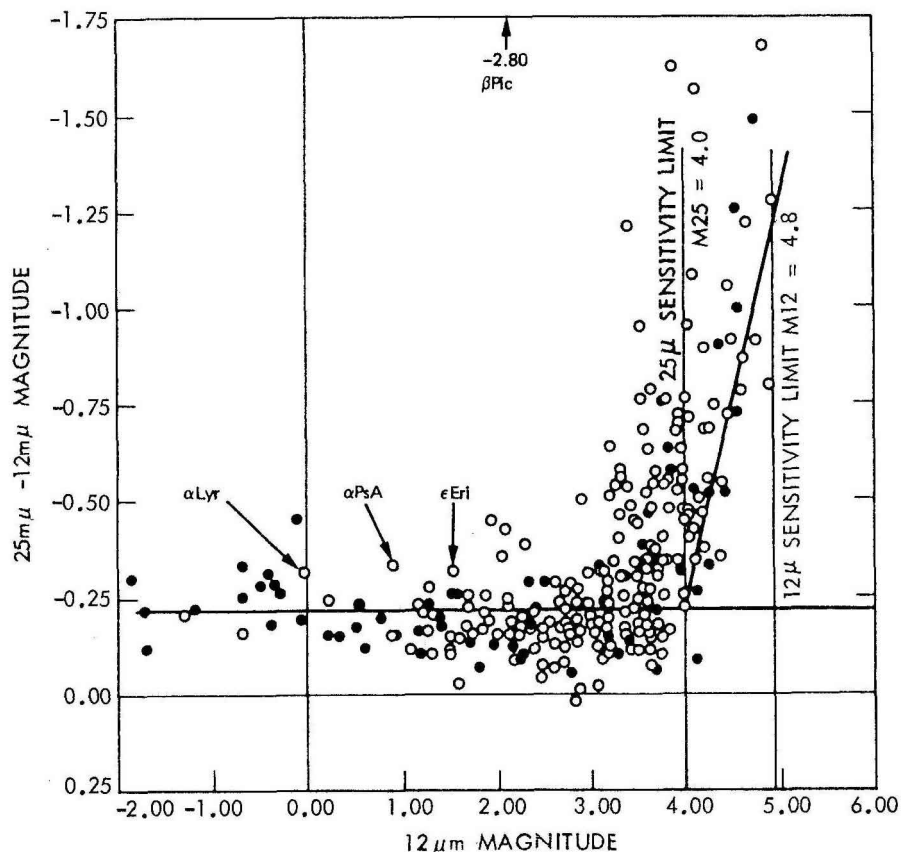
- α Lyr (diametro = $27'' \pm 4''$, equivalenti a $220 \pm 30 \text{ A.U.}$);
- β Pic (diametro = $9'' \pm 4''$, equivalenti a $150 \pm 65 \text{ A.U.}$);
- α PsA (diametro = $39'' \pm 4''$, equivalenti a $270 \pm 30 \text{ A.U.}$);
- ε Eri (diametro = $22'' \pm 5''$, equivalenti a $70 \pm 15 \text{ A.U.}$);

Il disco di α PsA appare probabilmente inclinato a 45° rispetto al piano del cielo. Osservazioni spettroscopiche a lunghezze d'onda maggiori, 870 e 1300 μm (Chini e al., 1991), confermarono la presenza di dischi di polvere attorno a tre di queste stelle, β Pic, α PsA, ε Eri, e a τ_1 Eri, tutte visibili nel cielo sud.

3.2.2 Analisi dei risultati

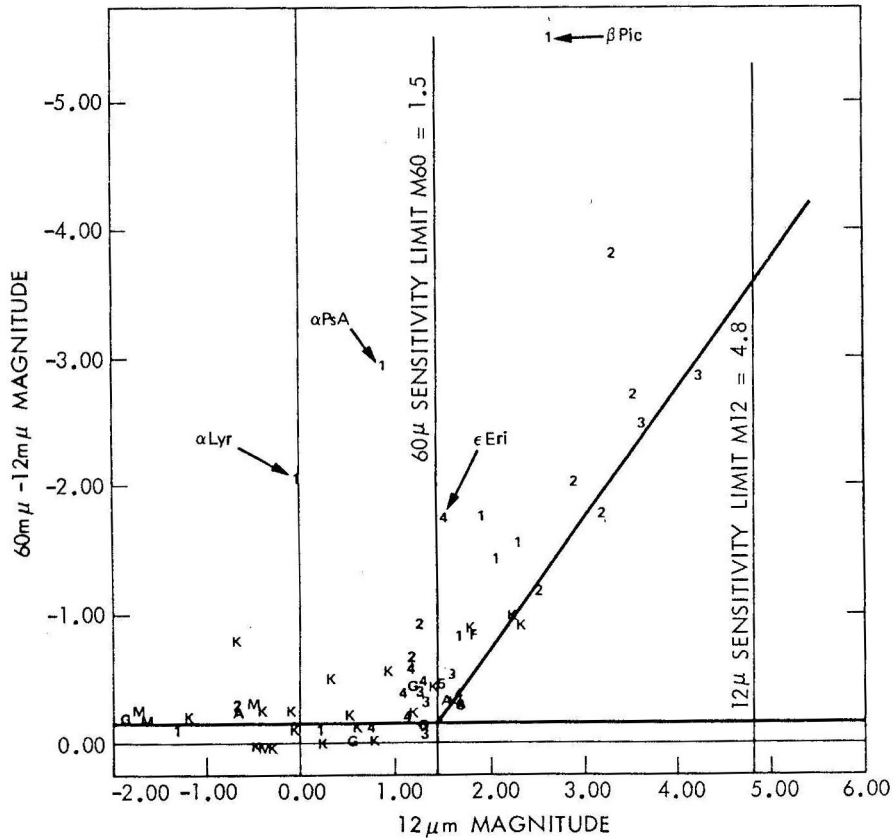
Indici di colore infrarossi :

Fig.5 da Aumann (1985) Indici di colore [25]-[12] delle stelle nane e sub-giganti entro 25 pc dal Sole in funzione della magnitudine a 12 μ . L'assenza di stelle a destra della linea inclinata è dovuta alla più bassa sensibilità di IRAS a 25 μ m rispetto a 12 μ m. Le giganti sono mostrate con cerchi pieni, le subgiganti e le nane con cerchi vuoti.



In Fig.5 viene mostrato l'indice di colore [12]-[25] delle sorgenti di Aumann e al. in funzione della magnitudine a 12 μ m. Si nota che la maggior parte delle stelle mostra piccole differenze di indice di colore. Delle 335 sorgenti, 80 hanno eccesso di oltre -0.25 , cioè il 24% del campione. Delle quattro sorgenti con il forte eccesso a 60 μ m, α Lyr, α PsA, ϵ Eri e β Pic, soltanto l'ultima ha un cospicuo eccesso a 12 μ m. Attorno a questa stella è stato osservato nel visibile, usando un coronografo, un disco circumstellare (Smith e Terrile 1984).

Fig.6 da Aumann (1985) Indici di colore $[60]-[12]$ delle stesse stelle. L'assenza di stelle a destra della linea inclinata è dovuta alla più bassa sensibilità di IRAS a $60 \mu\text{m}$ rispetto a $12 \mu\text{m}$. Le classi spettrali delle giganti sono indicate con le lettera da A a M, le classi spettrali delle subgiganti e nane sono indicate con i numeri da 1 a 5.



In Fig.6 è mostrato l'indice di colore $[60]-[12]$ in funzione della magnitudine a $12 \mu\text{m}$ delle sorgenti di Aumann e al. rilevate da IRAS. Delle 68 stelle solo 14 hanno un eccesso maggiore a 1.0 mag. Se consideriamo significativo un eccesso superiore a 1.0 magnitudini per sorgenti lontane dal piano galattico, si ottiene una netta divisione tra stelle con e senza eccesso. E' lecito attribuire le stelle con tale eccesso al "tipo Vega". Nella Tabella di Aumann le stelle tipo Vega sono asteriscate.

Tabella: distribuzione spettrale di stelle di MS con $[12] < +3.5$ mag entro i 25 parsec.

| Spectral class | Number in catalog | Coadded measure | |
|----------------|-------------------|------------------|------------------|
| | | 25 μm | 60 μm |
| A | 27 | 27 | 24 |
| F | 63 | 61 | 40 |
| G | 36 | 36 | 28 |
| K | 25 | 24 | 17 |
| Total | 151 | 148 | 109 |

I due più pronunciati caratteri che distinguono le 24 stelle tipo Vega trovate nelle ricerche precedenti sono:

- la predominanza di tipi spettrali A (13 stelle) ed F (6 stelle). Nei due campioni di stelle 15 delle 24 hanno tipo spettrale compreso tra il B9 e l'A5, corrispondenti ad un intervallo di temperatura tra 11.000 K e 8.000 K. Non ci sono stelle B caldissime o intermedie (B0-B8). La prima considerazione che si può fare è che si tratta di stelle giovani; questo è in accordo col fatto che si stiano ancora formando pianeti. Stelle troppo giovani, le più calde, con una vita di poche centinaia di milioni di anni, non riescono probabilmente a formare pianeti, un processo che per il Sistema Solare è durato circa 200 milioni di anni.
- l'assenza di stelle doppie strette. Stelle troppo vicine, quali quelle in sistemi binari stretti, producono azioni mareali che impediscono il processo di accumulazione planetaria. Tuttavia 7 di esse sono elencate nel Bright Star Catalog come binarie spettroscopiche e 2 si sospetta che lo siano, mentre ϵ Eri si sospetta sia una binaria astrometrica (Van de Kamp, 1971).

Fig.7 Aumann (1988) Distribuzione degli indici di colore [12]-[25] per stelle di tipo A,F,G e K. Una frazione significativa di stelle di tipo A ed F mostrano un significativo eccesso [12]-[25].

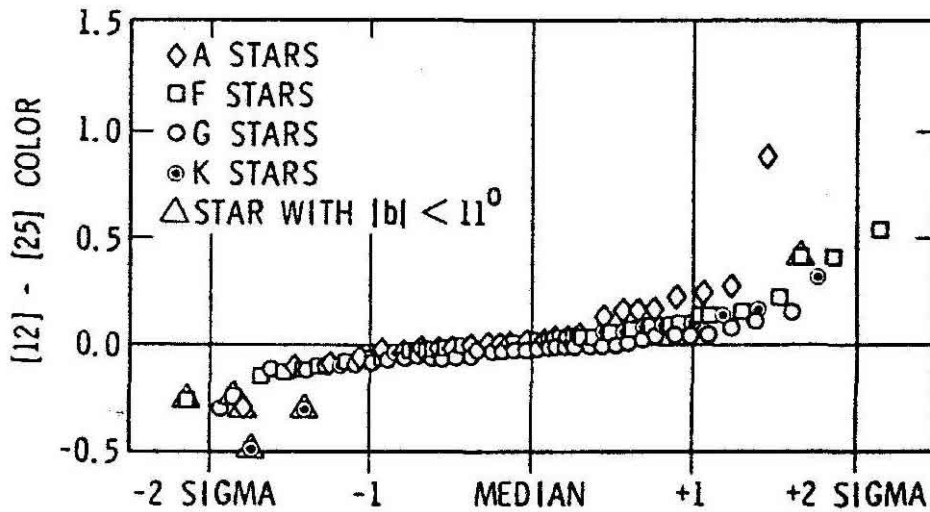
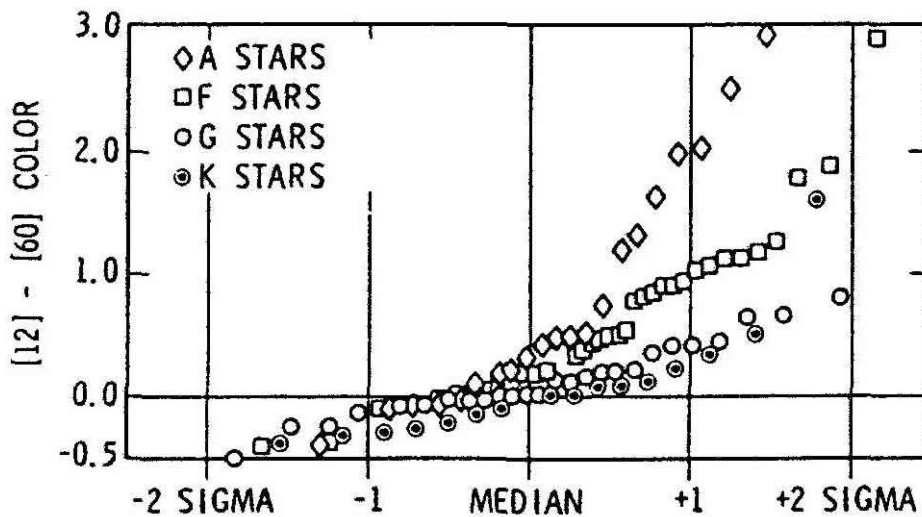


Fig.8 da Aumann (1988) Distribuzione degli indici di colore [12]-[60] per stelle di tipo A,F,G e K. Il tipico eccesso, appena rilevabile in stelle tipo G, cresce con le più luminose stelle tipo F e ancor più con stelle di tipo A.



Dal fatto che l'ampio eccesso a 60 μm sia stato osservato meno frequentemente in stelle F, G e K non si può concludere che il fenomeno fisico sia comune solo in stelle giovani di sequenza principale, bensì che l'indagine sia pregiudicata da effetti di selezione. Le stelle G, K ed M appartengono infatti sia a stelle di Popolazione I, giovani e di Sequenza Principale, sia a stelle di Popolazione II, più evolute, attualmente sia sotto forma di subgiganti e giganti rosse che di stelle di Sequenza Principale, la cui evoluzione si conta in decine di miliardi di anni.

Essendo il numero di stelle di Pop. II nella nostra Galassia piuttosto elevato, il numero di stelle G, K ed M di Pop. I che possono avere ancora dischi protoplanetari si abbassa a favore di stelle di tipo A ed F. Inoltre, essendo per lo più le stelle G, K, M di Pop II stelle vecchie, attorno ad esse possono esistere già pianeti, non rilevabili nell'IR, e non più dischi. La presenza di un disco di detriti attorno a ϵ Eri, il cui tipo spettrale è K2, indica un'età breve di questa stella e rappresenta in tal senso un'eccezione.

Un'altra ragione che spieghi la differente distribuzione tra le classi spettrali dell'effetto Vega potrebbe essere la seguente: se si interpreta l'eccesso a $60 \mu\text{m}$ come l'evidenza di un anello o di un disco di materiale condensato, simile a quello dedotto per α Lyrae, ci si può chiedere se sia possibile che un'ampia frazione di stelle in sequenza principale abbia simili dischi, ma che IRAS possa rivelare solo quelli più caldi, con diametro più piccolo o che circondano stelle più luminose. Per rispondere a questa domanda, Aumann e Good (1990) costruirono un modello di disco protoplanetario che riuscisse ad interpretare gli eccessi di stelle tipo Vega, e provarono a sostituire alla stella centrale di tipo A una stella con caratteristiche di tipo solare (classe G). In questo caso il modello prevede eccessi IR a 25 e $60 \mu\text{m}$ inferiori a 1 magnitudine rispetto a quelli di una stella A. Stelle di tipo G con un disco non verrebbero perciò identificate, con i criteri suesposti, come stelle di tipo Vega.

Il confronto col Sistema Solare infine conferma questa ipotesi. Una volta che i pianeti si sono formati, l'emissione IR a $60 \mu\text{m}$ proviene dalla polvere interplanetaria sul piano dell'eclittica e dai pianeti. Basandoci sulle osservazioni IRAS di nubi zodiacali nel Sistema Solare, il Sole, visto a una sufficiente distanza, avrebbe un eccesso IR con un picco a $25 \mu\text{m}$ di 0.00018, che si ridurrebbe a 0.0001 a $60 \mu\text{m}$. L'eccesso dovuto ai pianeti è ancora più insignificante. Dato che questo eccesso è molto più basso di quello trovato in media nelle altre stelle di tipo G, esso indurrebbe a credere che il nostro Sole abbia una nube di particelle fredde al di fuori dei pianeti più esterni. I suoi eccessi infrarossi, comunque, sono ben inferiori a quelli delle stelle di tipo A ed F. Dato che il Sole ha un'età di circa 4.5 Gyr e brucia l'H in 10 Gyr, è lecito concludere che le stelle in cui l'eccesso IR è osservabile, se formano dischi protoplanetari, devono essere più giovani del Sole.

3.3 COMPOSIZIONE E STRUTTURA DEI DISCHI DI DETRITI

L'analisi dei dati IRAS ed ottici permise di ricostruire la struttura e la composizione dei dischi tramite modelli fisici di polveri e particelle.

Secondo i primi modelli, i possibili sistemi protoplanetari osservati sarebbero composti da due gusci di materia a temperature diverse, ma con particelle della stessa composizione. I grani potrebbero essere grandi e la loro emissività indipendente dalla lunghezza d'onda, o piccoli, con emissività proporzionale a $1/\lambda$. In entrambi i casi le particelle sono nere nel visibile.

I modelli qualitativi per α Lyr, α PsA e ϵ Eri sono simili, con grani di polvere tra 3.7 e $100 \mu\text{m}$, con i grossi grani che dominano la composizione. Nella prima di esse però la temperatura dei due gusci è uguale (modello a guscio singolo, con

$T = 78$ K), mentre per le altre due stelle la temperatura dei gusci è diversa, $360 \text{ K} \leq T \leq 670 \text{ K}$.

Invece, per β Pic il guscio più esterno ha grani con dimensioni $> 3.7 \mu\text{m}$ e temperatura di 81 K. L'eccesso a $60 \mu\text{m}$ sembra essere concentrato molto più vicino alla stella ed è probabilmente di differente composizione e origine. La dinamica orbitale suggerirebbe anelli di polvere o dischi appiattiti. Le differenze di forma spaziale sono dovute ad orientazione o potrebbero corrispondere a diversi stadi di evoluzione dei dischi.

Le dimensioni dei grani calcolate da questi modelli, sia di 100 che di $3.7 \mu\text{m}$, sono sempre molto più grandi di quelle dell'ordine del submicron misurate per i grani interstellari.

Le osservazioni di Chini e al. (1990, 1991) a 870 e 1300 μm suggerirono la presenza di grani ancora più grossi, con raggio compreso tra 10 μm e oltre 1 mm, non rilevabili con osservazioni IRAS.

Tabella: Parametri del modello di Chini e al.

| | D [pc] | T_* [K] | Ri/Ro [A.U.] | a_{\min}/a_{\max} [μm] | Ti / To [K] | M_d [M_{\oplus}] |
|----------------|--------|-----------|--------------|---------------------------------------|-------------|------------------------|
| α PsA | 6.7 | 8800 | 40/74 | 18/4374 | 110/80 | 0.015 |
| τ_1 Eri | 13.7 | 6400 | 53/120 | 18/4374 | 75/60 | 0.094 |
| ϵ Eri | 3.3 | 4900 | 7/38 | 162/486 | 95/55 | 0.0029 |
| β Pic | 16.4 | 8000 | 36/430 | 6/4374 | 110/45 | 0.44 |

D: distanza stellare in pc;

T: temperatura effettiva stellare in K;

Ri / Ro: raggio interno ed esterno del disco di polvere in A.U.;

a_{\min} : minimo raggio dei grani (μm)

a_{\max} : limite inferiore del massimo raggio previsto

Ti/To: T dei grani alla distanza Ri e Ro

M_d : minima massa di polvere del disco (in M_{\oplus})

In α PsA, τ_1 Eri e ϵ Eri la polvere circumstellare è localizzata entro 7 e 120 A.U. dalla stella, in β Pic tra 36 e 430 A.U. Il modello proposto per β Pic si adatta bene sia ai dati IR che ottici, confermando l'estensione ottica di 500 A.U. dalla stella, misurata da Smith e Terrile (1984).

La scoperta originaria dei quattro prototipi diede l'impulso a parecchie ricerche a partire dai dati IRAS, per più stelle di sequenza principale con dischi di polvere fredda, e furono stilate parecchie liste di candidate "tipo Vega".

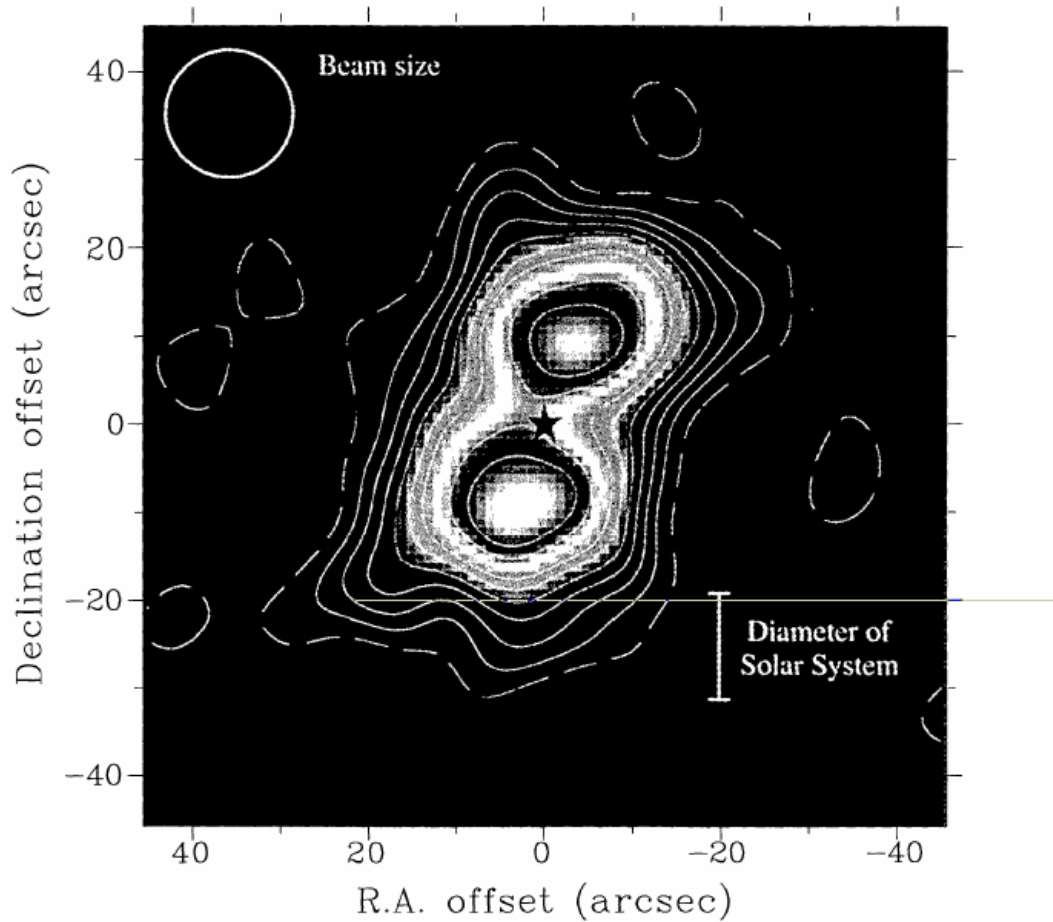
3.3.1 Osservazioni submillimetriche dei dischi di detriti

Greaves e Holland (2000) fotografarono i 4 prototipi a $850 \mu\text{m}$, utilizzando una delle prime camere submillimetriche, la SCUBA al JCMT alle Hawaii. In tabella le stelle osservate e le relative proprietà:

Table 1. Stellar properties: type, luminosity, distance from the Sun, estimated age, and summary of observations relevant to disks. *ISO* data have been published recently by Walker & Heinrichsen (2000); for other sources see Holland et al. (1998) and Greaves et al. (1998).

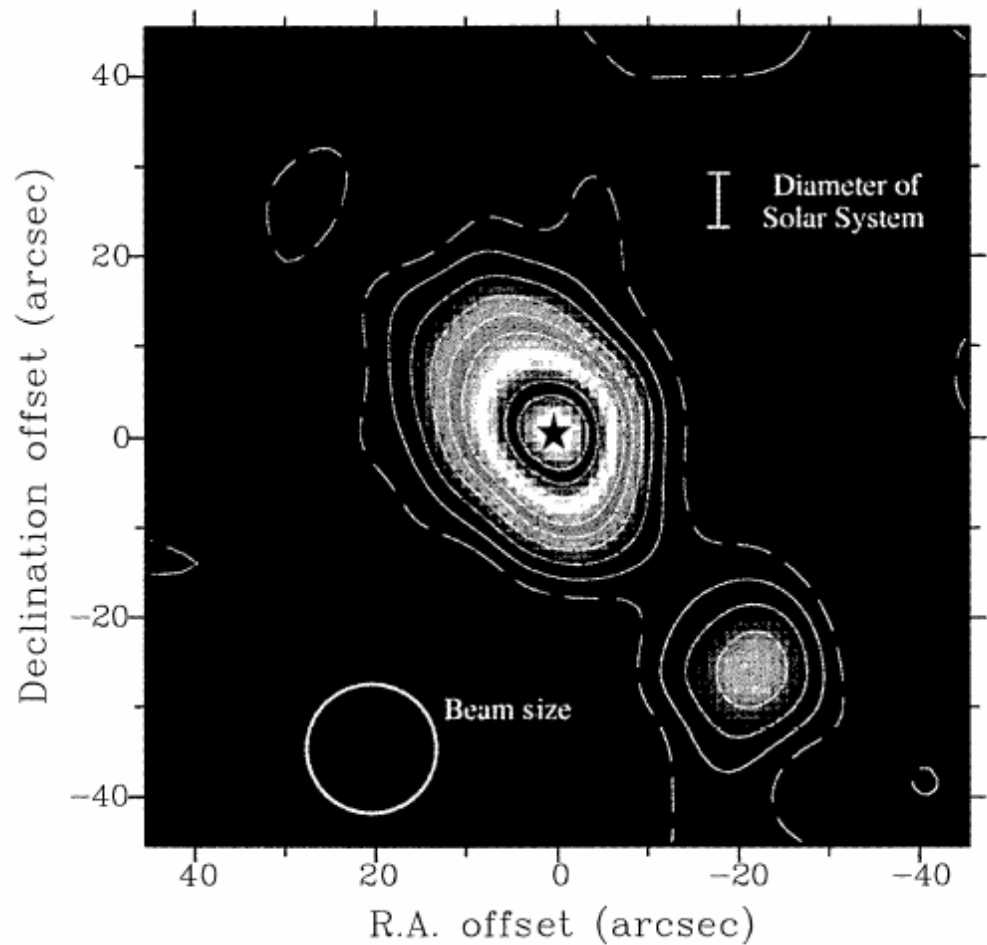
| | Fomalhaut (α Piscis Austrini) | β Pictoris | Vega (α Lyrae) | ϵ Eridani |
|----------------------------|---|--|---|---|
| Stellar type | A3 V | A5 V | A0 V | K2 V |
| Luminosity (L_{\odot}) | 13 | 9 | 60 | 0.3 |
| Distance (pc) | 7.7 | 19.3 | 7.8 | 3.2 |
| Estimated age (Myr) | 200 | ~ 20 | 350 | 500–1000 |
| Previous data | <i>IRAS</i> <i>ISO</i> close to edge on? | <i>IRAS</i> <i>ISO</i> optical near infrared edge on | <i>IRAS</i> <i>ISO</i> close to face on? | <i>IRAS</i> <i>ISO</i> close to face on? |

Fig. 9 da Greaves e Holland (2000) Mappa a $850 \mu\text{m}$ di α PsA.



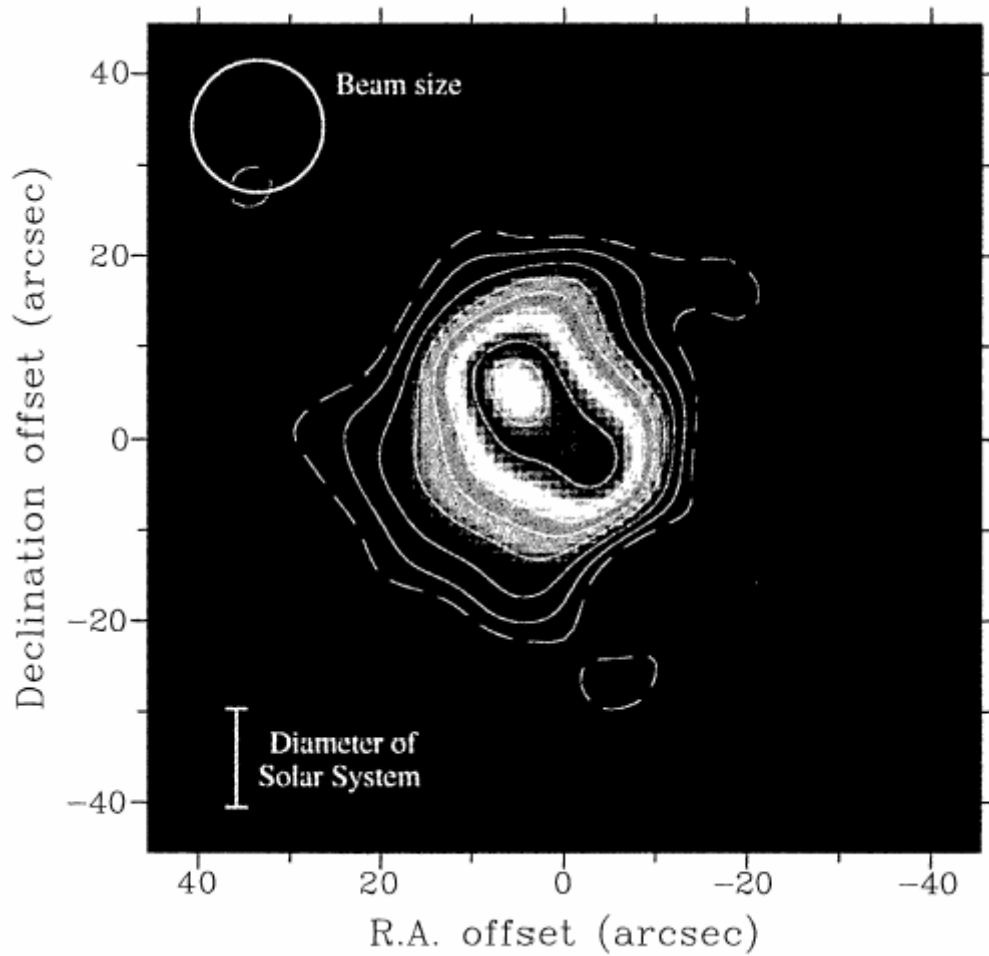
Fomalhaut: Nell'immagine a $850 \mu\text{m}$ di α PsA sono evidenti due picchi simmetrici a circa 10 arcsec (80 A.U.) dalla stella. La struttura dell'immagine è coerente con un toroide visto di taglio, con dimensioni approssimativamente di 315 per 140 A.U. . C'è una chiara depressione tra i due picchi presso la stella, interpretabile come una cavità con assai minore emissione di polvere. Questa cavità è stata generata probabilmente dalla coagulazione della polvere in planetesimi, poiché eventuali grossi corpi rocciosi non emetterebbero, significativamente, nel submillimetrico. Il modello di Dent e al. (2000), che riproduce i dati SED, suggerisce che i grani di polvere giacciono in un anello compreso tra un raggio più interno di 70 A.U. e un raggio più esterno di 140 A.U.

Fig.10 da Greaves e Holland (2000) Mappa a 850 μm di β Pic.



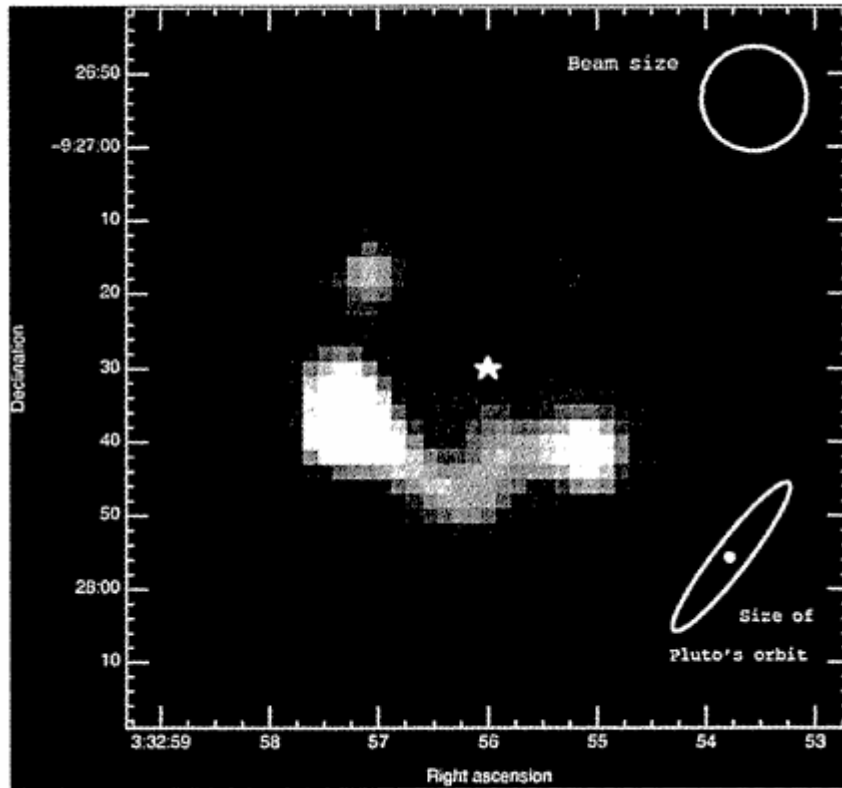
β Pic: l'emissione si estende sino ad almeno 250 A.U. dalla stella, ma non è risolta la cavità centrale. Al di là del disco principale c'è una "bolla" secondaria localizzata a 700 A.U. a sud-ovest della stella. Tra le possibili spiegazioni di questa seconda emissione è la frammentazione del disco (ma sembra improbabile su un solo lato), una galassia di fondo non risolta, oppure una seconda sorgente coperta da polvere. Quest'ultima ipotesi sembra la più plausibile: potrebbe trattarsi di un pianeta in accrescimento (otticamente nascosto) o di una nana bruna con età di ~ 20 Myr.

Fig.11 da Greaves e Holland (2000) Mappa a $850 \mu\text{m}$ di Vega.



Vega: presso Vega la polvere forma una struttura approssimativamente circolare, ma il picco di emissione è a circa 70 A.U. a nord-est della stella. C'è una piccola depressione presso la stella e un picco più debole secondario a sud-ovest. Il disco o l'anello di Vega potrebbe essere visto di fronte. L'asimmetria sarebbe spiegata da un corpo in orbita che perturba il disco.

Fig.12 da Greaves e Holland (2000) Mappa a $850 \mu\text{m}$ di ϵ Eri.



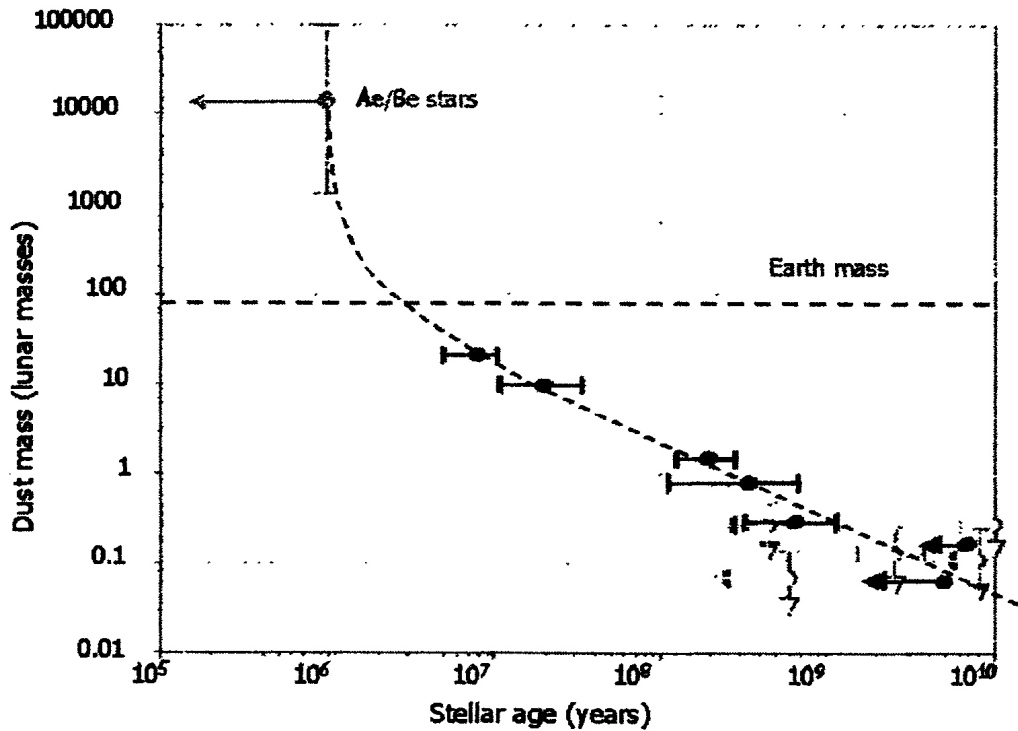
ϵ Eri: Questa stella differisce dalle altre per essere più simile al Sole, di tipo spettrale K2, mentre Vega, β Pic e α PsA sono stelle più luminose, di tipo A. La polvere attorno a ϵ Eri sarà allora più fredda, poiché il riscaldamento stellare è poco efficace, e l'emissione è rilevabile soltanto perché la stella è estremamente vicina a noi, a una distanza di 3.2 parsec. Così, il picco dell'emissione, anche nelle parti più luminose dell'immagine, è più debole che nelle altre stelle. Un anello di polvere circonda la stella, con una cavità centrale che può essere, ancora, spiegata con il processo di svuotamento dovuto alla formazione di planetesimi. L'anello di ϵ Eri è molto simile, in dimensioni, alla fascia di Kuiper, con una cavità equivalente, in scala, all'orbita di Nettuno. La polvere giace tra 35 e 75 A.U. dalla stella. La massa dell'anello è di circa $10^{-3} M_{\oplus}$ inferiore alla massa della fascia di Kuiper, ma lo strumento rivela solo la componente di polvere e non corpi rocciosi. Ci sono anche significative variazioni nella luminosità dell'anello, che potrebbero essere dovute a un pianeta di massa gioviana che orbita a circa 40 A.U.

Tabella: le proprietà dei dischi secondo i modelli di Dent e al. (2000), che riproducono i dati a $850 \mu\text{m}$

| Star | Inner, outer radii (AU) | Inclination (degrees) | M (dust) (M_{lunar}) | T (dust) (K) | grain size (μm) |
|----------------|-------------------------|-----------------------|-----------------------------------|----------------|------------------------------|
| Fomalhaut | 100,140 | 70 | 1.4 | 40 | 100 |
| β Pic | 20,— | > 80 | 3.0 | 85 | 10 |
| Vega | 80,120 | 5 | 0.2 | 80 | 70 |
| ϵ Eri | 50,80 | 20 | 0.07 | 35 | 30 |

I modelli indicano che i grani sono in massima parte grandi, con dimensioni di decine di μm . Questo conferma l'idea che i grani si accumulino in corpi più grandi, ma, dato che una volta raggiunte le dimensioni prossime ai $100 \mu\text{m}$ verrebbero trascinati verso la stella dalle forze di Poynting-Robertson (frenamento dovuto alla radiazione nel senso del moto), bisogna presupporre una diversa origine dei grani più grossi, cioè da processi erosivi quali collisioni asteroidali.

Fig.13 da Greaves e Holland (2000) Il grafico della massa di polvere stimata contro l'età stellare.



L'andamento della decrescita di massa è abbastanza lineare, tra i 10 Myr e un Gyr. La massa totale della polvere scende al di sotto della massa della Terra in pochi Myr, pertanto i pianeti terrestri devono formarsi in tempi più brevi di questo.

3.4 OSSERVAZIONI ISO DI DISCHI ATTORNO A STELLE TIPO VEGA

Con IRAS non potevano essere rilevati dischi oltre i 25 pc, ma con l'avvento del satellite ISO (Infrared Space Observatory) fu possibile estendere i limiti di IRAS. ISO fu lanciato nel novembre '95 e fu operativo sino all'aprile del '98. Il fotometro a bordo dell'ISO (ISOPHOT) operò tra 2.5 e 240 μm . I primi risultati mostrarono le immagini risolte a 60 μm dei dischi attorno a Vega e β Pic. Furono osservate parecchie stelle "tipo Vega" e in Tabella 1 sono riportati gli oggetti osservati da Walker e Heinrichsen (2000).

TABLE I
Spectrum Characteristics and Map Sizes for Targets Observed

| Star | Sp. type | Spectrum | Map size 60/90 (") | Angle (Z axis) (°) | Scan (60) (") | Angle (°) | T_{ww} (°) | T (°K) | Emissivity λ^n | Flux at 200 μm (Jy) | Dust mass (M_{\odot}) |
|----------------|----------|-------------------|--------------------------|--------------------------|---------------------|--------------|------------------------|-------------|---------------------------|--------------------------------------|------------------------------|
| Vega | A0V | Photosphere | 24/36 | 112.2 | 19 | 103 | 95 | 65 | -1.0 | 1.58 | 4.0×10^{-9} |
| β Pic | A5V | Cool thermal | 26/28 | 43.1 | 12.4 | 30 | 105 | 65 | -1.0 | 2.06 | 3.2×10^{-8} |
| Fomalhaut | A3V | Photosphere | 19/30 | 59.0 | | | 80 | 55 | -1.0 | 2.82 | 8.4×10^{-9} |
| ϵ Eri | K2V | Photosphere | —/— | 71.8 | | | 90 | 50 | -1.0 | 1.88 | 1.1×10^{-9} |
| 49 Cet | A3V | Cool thermal | (7)/— | 75.2 | | | 80 | 60 | -1.0 | 0.32 | 5.5×10^{-8} |
| HD98800 | K5Ve | Cool thermal | 14/— | 125.1 | | | 165 | 45: | -2.0 | 0.63 | 6.7×10^{-8} |
| HD139614 | A7Ve | Silicate | —/— | 109.6 | | | 135 | 45: | -1.5 | 3.92 | 4.5×10^{-6} |
| HD135344 | F4Ve | Silicate | 21/10 | 107.4 | | | 85 | 50 | -1.1 | 9.53 | 8.1×10^{-5} |
| HD144432 | A9/F0Ve | Silicate | xxxxx | | | | 180 | 50 | -2.0 | 1.59 | 4.5×10^{-6} |
| HD169142 | A5Ve | C-rich | —/54 | 84.7 | (4.0) | 90 | 115 | 55 | -1.0 | 6.54 | 4.3×10^{-5} |
| HD34700 | G0V | C-rich | 12/— | 58.3 | | | 100 | 60 | -1.1 | 2.19 | 5.7×10^{-7} |
| HD142666 | A8Ve | Silicate + C-rich | 27/xx | 101.6 | 7.8 | 102 | 175 | 110 | 0.0 | 2.58 | 6.7×10^{-6} |

3.4.1 Analisi dei risultati:

Per tutti gli oggetti furono presi spettri a bassa risoluzione, a 5.8 e 11.6 μm , e mappe a 60 e 90 μm .

Gli spettri ottenuti confermano precedenti lavori e risultano più attendibili, in mancanza dell'interferenza a 9.7 μm dovuta all'ozono tipica delle osservazioni da terra. Per alcuni oggetti (Vega, Fomalhaut, ϵ Eri) la fotosfera stellare domina lo spettro a 11.6 μm . Altri spettri mostrano l'eccesso termico freddo, l'ampia riga spettrale a 10 μm dovuta all'emissione di silicati, le bande molecolari dovute a molecole ricche di carbonio non identificate e chiamate perciò UIR (Unidentified Infrared Features) o dovute ai PAH (Idrocarburi Policiclici Aromatici). Le linee a 6.2 e 7.7 μm provengono dai legami C-C, le linee a 8.6 e 11.3 μm dai legami C-H. In Tabella 1 sono indicate le caratteristiche spettrali dominanti per ogni oggetto.

La fotometria tra 60 e 240 μm permise di derivare le temperature e le leggi di emissione della polvere, anche se i valori per Vega e β Pic di 65 K erano discordi con valori pubblicati precedentemente (73 K e 85 K rispettivamente) e hanno indicato l'incertezza di una tale determinazione.

La temperatura e l'emissività, oltre ai flussi a 200 μm , consentono di determinare la massa della polvere. I valori derivati sono compresi tra 10^{-9} e $10^{-4} M_{\odot}$ (da meno della massa lunare a meno della massa di Giove).

Le misure in arcsec, ottenute dalle mappe a 90 e 60 μm , indicano se il disco è risolto o non risolto. Alcuni dischi non sono risolti a entrambe le λ .

L'anello attorno a ϵ Eri è visto di fronte; ISO, più sensibile alla polvere calda, osserva la regione più interna dell'anello, già osservato a 850 μm da Holland e Greaves (2000).

Un successivo campionamento di Walker (2002) permise di risolvere angularmente a 60 e 90 μm i dischi di tutti i prototipi e della maggior parte delle candidate "tipo Vega".

In Tabella 2 sono riportati i diametri dei dischi dei prototipi e delle candidate in A.U.

Table 2. Prototype and candidate debris disc diameters

| star | alternative name | sp.type | distance (pc) | disc (60) d (AU) | disc (90) d (AU) | submm d (AU) | dust mass M_{moon} | comment |
|----------------|------------------|---------|---------------|------------------|------------------|--------------|-----------------------------|------------------------|
| Vega | HR7001 | A0V | 7.76 | 220 | 340 | 200 – 800 | 0.11 | |
| β Pic | HR2020 | A5V | 19.28 | 540 | 690 | 40 – (600) | 0.88 | Possible planet? |
| α PsA | HR8728 | A3V | 7.69 | 170 | 310 | 160 – 240 | 0.23 | |
| ϵ Eri | HR1084 | K2V | 3.22 | 61 | 74 | 100 – 160 | 0.03 | Possible planet |
| HD98800 | SAO179815 | K5Ve | 46.67 | (650) | (470) | | 1.8 | Variable/double binary |
| 49 Cet | HR451 | A1V | 61.27 | 1000 | – | | 1.5 | |
| HD34700 | SAO112630 | G0V | (76:) | 1300 | 2200 | | 15 | C-rich dust |
| HD135344 | SAO206462 | F4Ve | 84 | 1800 | (840) | | 98 | Double |
| HD169142 | SAO186777 | A5Ve | 145 | (1500) | 4200 | | 190 | C-rich dust |
| HD139614 | SAO226057 | A7Ve | 151 | 2600 | (1500) | | 130 | Pre-main-sequence |

3.4.2 Analisi dei risultati :

Vega: il valore del diametro del disco di Vega misurato con ISO è simile ai precedenti valori, 26" a 60 μm e 42" a 90 μm . La misura del disco determinata con i dati infrarossi è compatibile con i dati submillimetrici a 850 μm , riportati in tabella per confronto ed espressi in A.U. In particolare, il disco infrarosso sarebbe collocato al bordo più interno del materiale submillimetrico più freddo. Ozernoy e al. (2000), riproducono con un modello l'emissione di Vega e interpretano le asimmetrie del disco con l'ipotesi che ci sia un pianeta oscurato dall'anello di polvere.

β Pic: i dati ISOPHOT sono comparabili alle precedenti misurazioni ottiche che suggeriscono un diametro di 500 A.U. e ai dati submillimetrici di circa 600 A.U. Anche per β Pic la presenza di un pianeta entro i 50 A.U. dalla stella spiegherebbe le asimmetrie del disco (Heap e al., 2000).

α PsA: La misura nell'IR è coerente con quella submillimetrica. Questo disco nei modelli di Dent e al. (2000) è visto di taglio, con una cavità centrale in cui la polvere, più fredda che attorno a Vega e β Pic, non è rilevabile nel vicino IR.

ϵ Eri: Il disco è visto di fronte, i valori di ISO della polvere più calda sono comparabili ai valori submillimetrici. Hatzes e al. (2000) dichiarano di aver rilevato, dalle misurazioni della velocità radiale, un pianeta orbitante attorno a ϵ Eri a soli 3.4 A.U.

HD 98800: il disco non è risolto.

49 Cet: il disco è risolto a 60, ma non a 90 μm .

HD 34700: il disco è risolto, ma la distanza della stella è incerta e di conseguenza anche la dimensione del disco.

HD 135344: il disco non è risolto a 90 μm , incerta è la distanza e la stima della massa.

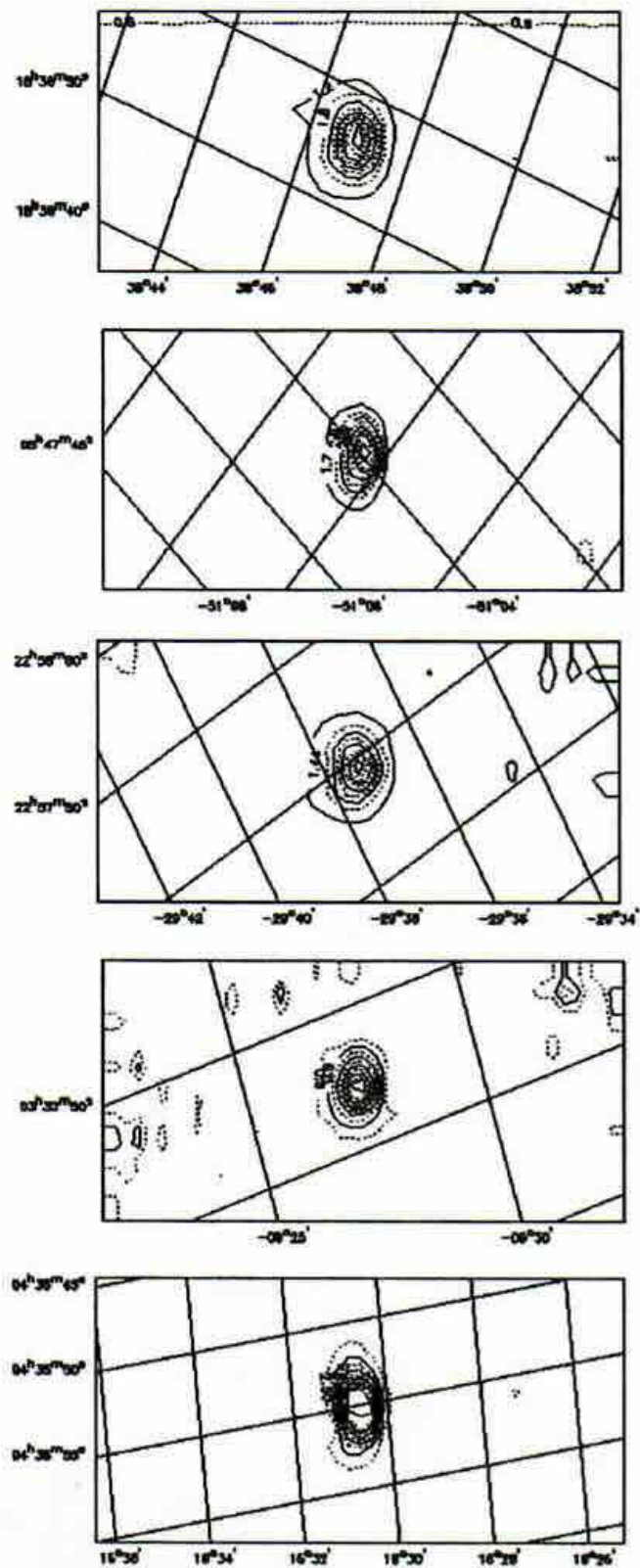
HD 169142: disco è risolto solo a 90 μm . La distanza della stella è incerta, la misura del disco e la massa della polvere che se ne ricavano risultano essere più grandi che negli altri dischi di detriti.

HD 139614: se la distanza della stella sarà confermata, il disco risulta essere più grande e massiccio degli altri.

Le misure ISO a 60 e 90 μm , per i quattro prototipi, sono inferiori alle misure a λ più lunghe, il che è coerente con l'esistenza di grani più freddi rilevati nel submillimetrico a maggiore distanza dalla stella.

I risultati relativi alle masse dei dischi, ottenuti da Walker e Heinrichsen (2000) e in Tabella 2 riportati in masse lunari, sono provvisori. I dischi si suddividono tra dischi a massa approssimativamente lunare e dischi a massa terrestre.

Fig.14 da Walker (2002) Le mappe ISOPHOT a $60\ \mu\text{m}$ dei quattro prototipi, dall'alto in basso: Vega, β Pic, α PsA, ε Eri e la stella di calibrazione HR 1457.



3.4.3 Alcuni risultati complessivi di IRAS e ISO

Da Backman (2004) sono state tratte le seguenti conclusioni:

- 1) Sono noti più di 100 “candidati” dischi di detriti, ma non tutti sono risolti angolarmente, per cui non se ne conoscono le dimensioni.
- 2) Non c'è alcuna forte dipendenza nella frequenza dei dischi di detriti dal tipo spettrale della stella (contrariamente al campionamento di Aumann).
- 3) La densità media della polvere nel disco decresce con l'età della stella.
- 4) Alcuni dischi sono stati trovati attorno a stelle giganti, perciò già evolute dopo il bruciamento dell'idrogeno sulla sequenza principale, ma sono più rari dei corrispondenti dischi progenitori di stelle di sequenza, che stanno attivando il bruciamento dell'idrogeno.
- 5) La temperatura dei dischi non supera i 100 K, in massima parte sono dischi freddi.

3.5 IL GAS NEI DISCHI DI DETRITI

Conoscere la componente gassosa dei dischi di detriti consente di valutare l'evoluzione fisica di questi sistemi. In un disco ricco di H₂ i pianeti giganti gassosi possono formarsi molto precocemente nei primi 10⁷ anni. Se stelle più vecchie appaiono povere di gas, allora i pianeti possono essersi già formati (Zuckermann e al., 1995).

La stima della quantità di H₂ è tutt'oggi controversa, perché in base alle modalità di rilevazione si sono ottenuti risultati parecchio discordanti.

L'idrogeno presente potrebbe essere sia atomico che molecolare. La ricerca dell'emissione a 21 cm attorno a β Pic non ha mostrato alcuna rilevazione di idrogeno atomico (Freudling e al., 1995), portando il rapporto gas/polvere, per questo disco, a meno di 10.

Le ricerche del gas nei dischi di detriti sono principalmente orientate a determinare la quantità di idrogeno molecolare, che viene tracciato dalla molecola del CO. Più recentemente esistono determinazioni dirette dell'idrogeno molecolare da righe a 28 e 17 μm.

Nella tabella seguente si trovano i valori riportati da Jura (2004), per HR 4796, β Pic e 49 Cet. Sono il risultato di misurazioni radio eseguite da Liseau (1999) su HR4796, da Liseau e Artymowicz (1998) per β Pic e da Zuckerman e al. (1995) per 49 Cet.

Table 1. Circumstellar Masses Around Debris Disk Stars

| Star | Distance (pc) | T_{dust} (K) | F_{ν} (mJy) | M_{dust} (M_{\oplus}) | M_{CO} (M_{\oplus}) | $M_{H_2-??}$ (M_{\oplus}) |
|-------------|------------------|-------------------|--------------------|--------------------------------|------------------------------|----------------------------------|
| HR 4796 | 67 | 110 | 19.1 ^a | 0.22 | $< 2 \times 10^{-4}$ | ... |
| β Pic | 19 | 100 | 104 ^b | 0.10 | $< 1 \times 10^{-5}$ | 60 |
| 49 Cet | 61 | 80 | 12.7 ^c | 0.58 | 0.007 | 100-1000 |

^aFrom the 850 μ m flux from Greaves et al. (2000).

^bFrom the 850 μ m flux from Holland et al. (1998).

^cFrom the 1.3 mm from Bockelee-Marvan et al. (1995). The radio CO measurements are for HR 4796 (Liseau 1999), β Pic (Liseau & Artymowicz 1998) and 49 Cet (Zuckerman et al. 1995). The controversial H_2 measurements are from Thi et al. (2001).

Per i sistemi considerati in tabella, $M_{CO} \ll M_{dust}$ e il rapporto $M_{gas}/M_{dust} \ll 0.1$, situazione ben diversa dalle nubi interstellari dove le due masse sono comparabili. Per Jura (2004) appare più convincente l'origine cometaria del gas molecolare, con $M_{H_2} < M_{dust}$.

Le osservazioni radio di Savoldini e Galletta (1994) e Liseau (1999) dei dischi attorno a β Pic, α PsA, ϵ Eri e HR 4796, a 1 e 3 mm, realizzate con il SEST (Swedish ESO Submillimetre Telescope), non hanno rilevato emissione nelle linee rotazionali del CO e, per quanto riguarda β Pic, del SiO.

La non rilevazione per stelle di tipo A "early", come α PsA e HR 4796, potrebbe essere dovuta alla fotodissociazione o all'assenza di gas a causa della formazione planetaria. Per ϵ Eri, di tipo spettrale K2 ed età pari a 1 Gyr, il gas è presente in valori non superiori a 10^{-1} della massa della polvere, pertanto il disco potrebbe contenere pianeti gassosi, entro le 30 A.U. dalla stella.

La non rilevazione di SiO per β Pic conduce a un rapporto M_{gas}/M_{dust} pari a 10^{-3} e, come per ϵ Eri, alla conclusione che il gas sarebbe stato convogliato in un sistema planetario.

Il CO presenta anche righe di un forte assorbimento ultravioletto, studiate da Roberge e al. (2000) e da Lecavelier des Etangs e al. (2001) per β Pic. Questi studi pongono solo un limite superiore alla massa di H_2 pari a $4 \times 10^{-5} M_{\oplus}$, ossia 10^6 volte inferiore alle rilevazioni ISO (Thie e al., 2001). Un modo per conciliare le osservazioni ultraviolette e infrarosse dell' H_2 consiste nell'immaginare che l'involuppo gassoso sia molto esteso.

Il CO può anche emettere nell'infrarosso, tale emissione è stata rilevata per 51 Oph da Van den Ancker (2001), ma il valore discorda dalle rilevazioni ultraviolette di Roberge e al. (2002).

La rilevazione diretta dell'idrogeno molecolare, condotta da Thie e al. (2001), appare essere nettamente controcorrente rispetto alle osservazioni di cui sopra.

L'osservazione delle linee dell' H_2 nel medio IR è il metodo più diretto per esplorare il nucleo del gas molecolare caldo, nelle parti più interne dei dischi a ~ 100 A.U. dalla stella. Thi e al. utilizzarono lo Short Wavelength Spectrometer a

bordo di ISO, per rilevare l'emissione dell' H_2 alle transizioni rotazionali $J=3 \rightarrow 1$ $S(1)$ e $J=2 \rightarrow 0$ $S(0)$ a 17 e 28 μm rispettivamente, le transizioni a più bassa energia dell' H_2 molecolare, difficili se non impossibili da osservare con telescopi da terra.

In tabella sono riportati i flussi osservati nei dischi attorno a β Pic , 49 Cet e HD 135344, le temperature e le masse derivate.

Table 1 Infrared Space Observatory H_2 observations of debris disks

| Source | d (pc) | Age (Myr) | $H_2 S(0)$ | $H_2 S(1)$ | T_{ex} (K) | H_2 mass (M_j) | Dust mass ($10^{-2} M_j$) | M_{CO} via CO (M_j) |
|------------------|----------|-------------|------------|------------|--------------|----------------------|-----------------------------|---------------------------|
| β Pictoris | 19.3 | 20 ± 10 | 7.0 | 7.7 | 109 | 0.17 | 0.3 | $< 6 \times 10^{-5}$ |
| 49 Ceti | 61 | 8 ± 4 | 6.6 | < 3 | < 100 | > 0.35 | 0.63 | 0.006 |
| HD135344 | 80 | 17 ± 3 | 9.0 | 5.5 | 97 | 6.6 | 8.5 | 0.006 |

Le temperature dei dischi, derivate dal rapporto dei flussi, sono prossime a 100 K. La massa totale del gas è molto sensibile alla temperatura e può essere derivata assumendo il sistema in equilibrio termico, nota la distanza della sorgente.

I valori ottenuti variano da un minimo di 0.17 M_j per β Pic , pari a 60 M_{\oplus} , a 6.6 M_j per HD 135344; per 49 Cet si stima una massa minima di 0.35 M_j .

In tabella sono riportate anche le masse minime della polvere, derivate con dati ISO, e, per confronto, le masse del gas stimate per via indiretta dall'osservazione della molecola CO.

Dalle rilevazioni dirette dell' H_2 , il rapporto $M_{gas}/M_{dust} \approx 100$ è dello stesso ordine del mezzo interstellare, seppure la massa totale sia inferiore alla così detta massa minima della nebulosa solare, di 10 M_j , richiesta per generare il nostro sistema planetario e solo per HD 135344 la massa del gas sia sufficiente a formare un pianeta gassoso.

La presenza di H_2 e l'assenza di CO può essere compresa dai modelli della fotodistruzione di queste molecole nei dischi. La radiazione ultravioletta della stella e la radiazione interstellare possono distruggere il CO nei dischi tenui e negli strati più esterni dei dischi massicci, mentre il congelamento delle molecole di CO sulla superficie dei grani contribuisce alla sua "depletion" nelle zone più fredde e interne ai dischi.

Al contrario, l' H_2 non viene rimosso dalla fotolisi, finché la massa del disco non scende al di sotto di $10^{-3} M_j$, e non congela sui grani.

Il meccanismo attraverso cui i dischi più massicci vengono rapidamente dissipati è ancora incerto; probabilmente, comprende l'accrescimento di materia sulla stella e la rimozione attraverso interazioni con il vento interstellare e la fotoevaporazione.

Un alto rapporto gas/polvere può modificare le dinamiche del trasporto di polvere, per cui aumenta la deriva esterna di particelle $\leq 100 \mu m$, mentre le particelle più grandi si accumulano verso l'interno, e si rafforza la possibilità della generazione in situ di piccole particelle per collisione planetesimale.

In conclusione, l'età dei sistemi considerati, da 8 a 20 e più Myr, porta a ritenere che la polvere presente debba essere rigenerata in situ, poiché, entro 1 Myr in dischi privi di gas, la pressione di radiazione e le forze di trascinamento di Poynting-Robertson provocano la perdita dei grani al di sotto del micron.

La scoperta di una considerevole quantità di idrogeno in dischi di detriti relativamente vecchi permette di ipotizzare tempi di formazione dei pianeti giganti gassosi di oltre 20 Myr, contrariamente a quanto si è ritenuto in precedenza.

Capitolo quarto

L'OSSERVAZIONE DEL DISCO DI BETA PICTORIS:

LA COMPONENTE POLVEROSA

Beta Pictoris è una stella visibile dal cielo australe, di tipo spettrale A5V (ossia ha già raggiunto la Sequenza-Principale), distante 19.28 pc (pari a 63 a.l.) come determinato dal satellite Hipparcos (Crifo e al., 1997), di età stimata attorno a 10-20 Myr. Il disco di detriti che la circonda è visto quasi di taglio e, ad oggi, è l'unico disco fotografato nel visibile. La giovane età del sistema e la facile rilevazione del disco, visto come una silhouette su fondo luminoso, ha reso questo oggetto uno dei più studiati in quanto potrebbe rappresentare un'analogia con la primitiva fase evolutiva del Sistema Solare.

Le numerose ricerche svolte in questi ultimi venti anni sono state orientate alla determinazione dello stato evolutivo del sistema, seguendo essenzialmente due strade: lo studio della componente polverosa, attraverso l'analisi delle interazioni della polvere con la luce sia nel visibile che nell'infrarosso, e la spettroscopia della componente gassosa.

4.1 L'età di beta Pictoris

L'evidenza che la luminosità assoluta di β Pic è inferiore rispetto alla luminosità di una normale nana galattica di uguale tipo spettrale (la sua M_v è pari a 2.78 mag, 0.8 mag più debole di una tipica stella A5V), in prima ipotesi fu attribuita all'estinzione prodotta dal disco di polvere che la circonda. Una tale estinzione si giustificerebbe con un disco di piccola taglia (inferiore al secondo d'arco) a grossi grani, contraddicendo le osservazioni di Backmann e Gillet. Paresce (1991) dimostrò che la sottostima di luminosità in β Pic è, in realtà, provocata dalla scarsa abbondanza di metalli nella fotosfera. L'abbondanza è approssimativamente pari a 0.25 volte quella solare. Da questo dato Paresce poté stimare, per comparazione, l'età di β Pic, che risulta essere $\leq 2 \cdot 10^8$ anni.

Jura e al. (1993) ipotizzarono che β Pic fosse ancora più giovane con età di soli 10 Myr, età difficile da accettare per l'apparente isolamento di β Pic nello spazio.

La maggior parte delle stelle, soprattutto quelle relativamente massicce come β Pic, si formano in ammassi e associazioni di alcune dozzine o centinaia di componenti. L'appartenenza ad un tale gruppo di stelle coeve, che si muovono nello spazio nella stessa direzione, consente di determinare l'età dei suoi componenti con maggiore certezza. Successivamente, si scoprì che β Pic si muove nello spazio insieme ad un gruppo di stelle denominato il " β Pic Moving Group" da Zuckerman e Song (2001). Tutti i 18 sistemi appartenenti al gruppo si trovano

nel cielo australe e presentano prerogative di estrema giovinezza. La stima dell'età di giovani stelle di piccola massa può essere derivata in due modi: o dalla posizione della stella sul diagramma H-R o dal livello di impoverimento di Litio nell'atmosfera stellare; con questi criteri si è stimata l'età del "β Pic Moving Group" compresa fra 8-20 Myr.

4.2 L'osservazione fotografica o coronografia ottica di β Pic

Tra le stelle di cui i dati IRAS hanno rivelato la presenza di materiale circumstellare, solo per β Pic è stato chiaramente osservato nel visibile un disco di polveri, dapprima con telescopi da terra (Smith e Terrile, 1984; Paresce e Burrows, 1987; Clampin e al., 1995) e più recentemente con il telescopio spaziale Hubble (Heap e al., 2000; Golimowsky e al., 2006).

Le prime osservazioni coronografiche (tecnica in cui un disco al fuoco del telescopio oscura la luce proveniente dalla stella) in luce diffusa di β Pic permisero di ottenere immagini del disco al di fuori dei 6 secondi d'arco dalla stella (pari a 100 A.U.), limite definito dalla maschera del coronografo. Le osservazioni condotte con un anti-blooming CCD, che non produce alone attorno alle immagini molto luminose, (A.Vidal Madjar e al., 1992) permisero l'osservazione diretta del disco, senza l'uso di un coronografo, con un limite dell'immagine a circa 1.8 secondi d'arco dalla stella, ossia a meno di 30 A.U.

Smith e Terrile ottennero una distribuzione di luminosità lungo il piano mediano dell'immagine approssimativamente uguale a

$$I(\varepsilon) \propto \varepsilon^{-\mu}$$

con $\mu \sim 3.6-4.3$, dove ε è la distanza dalla stella compresa tra 6" e 25" (100 e 400 A.U.). Questa legge non risulta applicabile a meno di 30 A.U. dalla stella, dove è presente una regione di spazio "limpida" dove è avvenuta una rimozione delle polveri ad opera di una probabile formazione planetaria. Diner e Appleby (1986), Telesco e al. (1988) confermarono l'esistenza di questa regione interna, estesa possibilmente sino a 50 A.U. L'unica incertezza in questo dato risiede nel fatto che le prime osservazioni spettroscopiche a 8 e 10 μm rivelarono all'interno di essa la presenza di righe dei silicati, come se le polveri non fossero del tutto assenti.

Questa distribuzione di luminosità fu confermata da Artymowicz e al. (1989) e da Nakano (1990). Il valore di tale $I(\varepsilon)$ può essere riprodotto da una distribuzione di densità della polvere pari a:

$$n(r) \propto r^{-3}$$

Le immagini CCD del disco furono ottenute con quattro filtri: B (0.44 μm), V (0.55 μm), R (0.7 μm) e Ic (0.8 μm). Con queste immagini si è ricostruita la distribuzione di luminosità del disco tra 2" e 12", la quale, per quanto riguarda le immagini V, R e Ic, concorda con quella di Artymowicz e al. (1989). Le

osservazioni con filtro B mostrano una chiara diminuzione dell'albedo del disco tra i 7.3" e i 2.5" (tra 75 e 30 A.U.), indicando che la natura dei grani cambia nella regione più interna. Precisamente, una tale albedo si osserva in materiale ghiacciato più volte ricoperto di polvere.

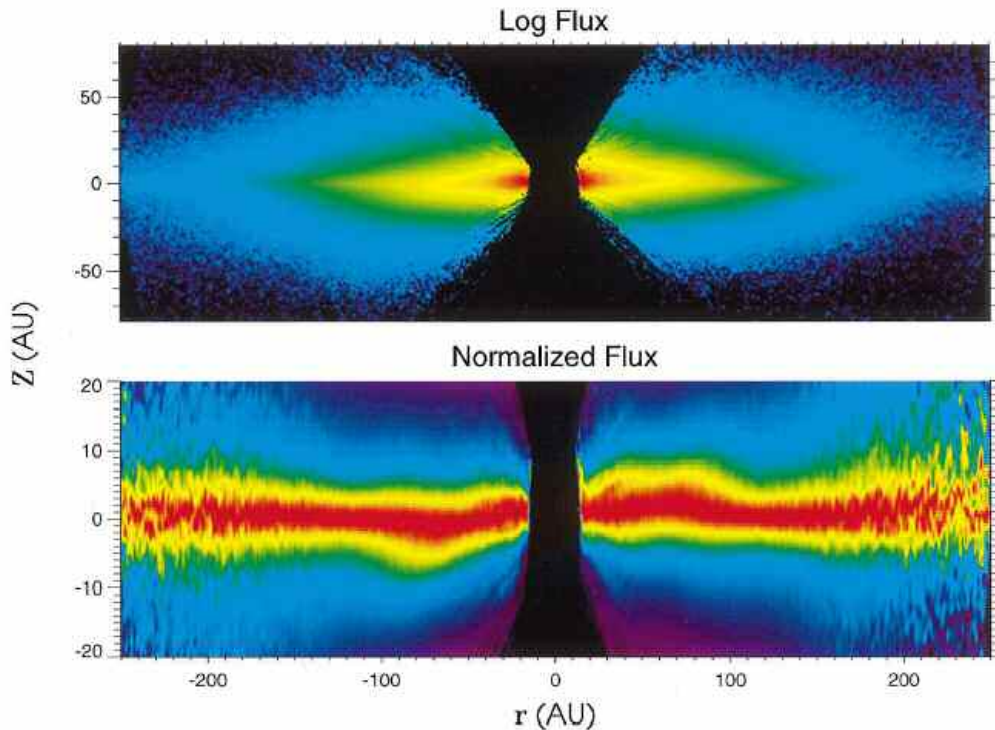
Le prime immagini fotografiche di β Pic rivelarono anche un'esigua asimmetria (80%) da un lato all'altro del disco, la quale si inverte nella regione compresa entro i 100 A.U., indicando forse un processo di formazione planetaria in atto.

Clampin e al. (1995), con le nuove ottiche adattive dell'NTT (New Technology Telescope) dell'ESO, osservarono il disco nel B, V e R entro i 2" (35 A.U.) dalla stella centrale derivando il profilo di luminosità superficiale del disco. Questo ben si adatta al modello di Backman e al. (1992), che implica che il disco sia composto di:

- un disco esterno, che si estende tra 100-1000 A.U., con densità delle particelle del piano mediano decrescente come $n(r) \propto r^{-3}$;
- una regione di transizione, che si estende tra 10-100 A.U., a densità inferiore;
- una zona più interna "svuotata", ancora a più bassa densità.

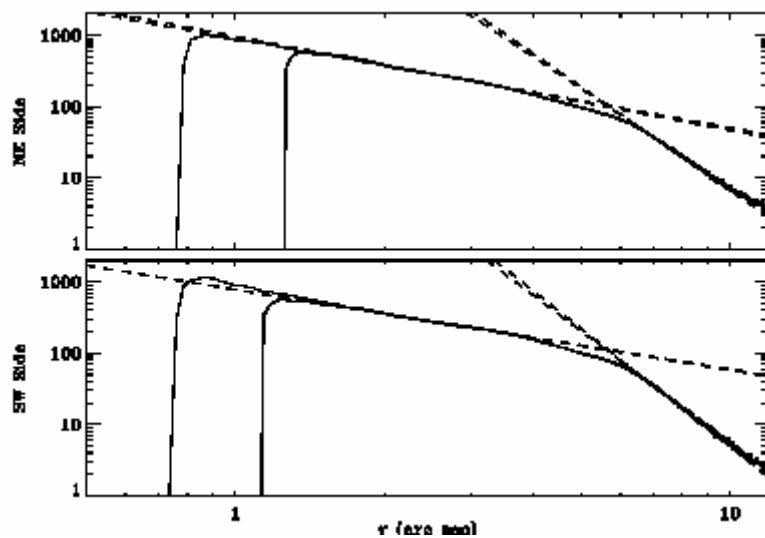
Più recentemente, osservazioni coronografiche con lo spettrografo STIS (Space Telescope Imaging Spectrograph) installato sull' HST (Hubble Space Telescope) condotte da Heap e al. (2000) raggiunsero un livello maggiore di dettagli, qualità di immagini superiori e con l'elevata risoluzione di 0".1 (2 A.U.) rivelarono la parte del disco entro 0".5 dalla stella, ossia entro una distanza proiettata di 10 A.U. Le immagini STIS mostrano che il disco di β Pic presenta una deformazione o "*warp*" nel profilo di luminosità, dovuta all'esistenza di due dischi separati da 4.6°. Una componente polverosa più debole costituisce il disco interno inclinato rispetto al disco esterno costituito dalla componente più luminosa.

Fig.15 da Heap e al. (2000) Le immagini STIS in falsi colori del disco di β Pic. In alto l'immagine è su scala logaritmica, in basso il flusso luminoso è normalizzato alla luminosità del piano mediano e la scala verticale (perpendicolare alla spina del disco) è espansa di un fattore 4.



In questa immagine è evidente la forma piatta del disco e la presenza di una deformazione attorno alle 100 A.U. dalla stella.

Fig.16 da Heap e al. (2000) Il profilo di luminosità radiale del disco lungo il suo piano mediano dell'estensione NE in alto e dell'estensione SW in basso.



Il profilo di luminosità mostra tre segmenti: una regione più interna con una distribuzione piuttosto piatta, una regione di transizione, una regione più esterna

dove il flusso cade rapidamente al crescere del raggio, espresso in secondi d'arco. Il lato NE e SW del disco sono simili a uguali raggi entro i 6" pari a 120 A.U., a 6" c'è un forte gradiente di luminosità e oltre i 120 A.U. il profilo è diverso per le due ali del disco e assai più ripido, riflettendo un cambiamento nella distribuzione di densità della polvere e nelle sue proprietà di scattering.

Fig.17 da Heap e al. (2000) Un grafico del contorno del disco per livelli di luminosità pari al 10, 50, 99% della luminosità massima a un dato raggio proiettato.

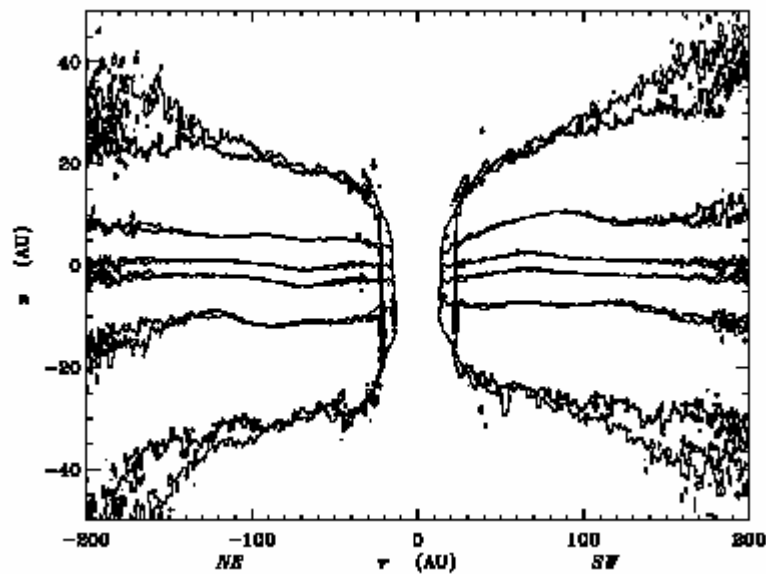
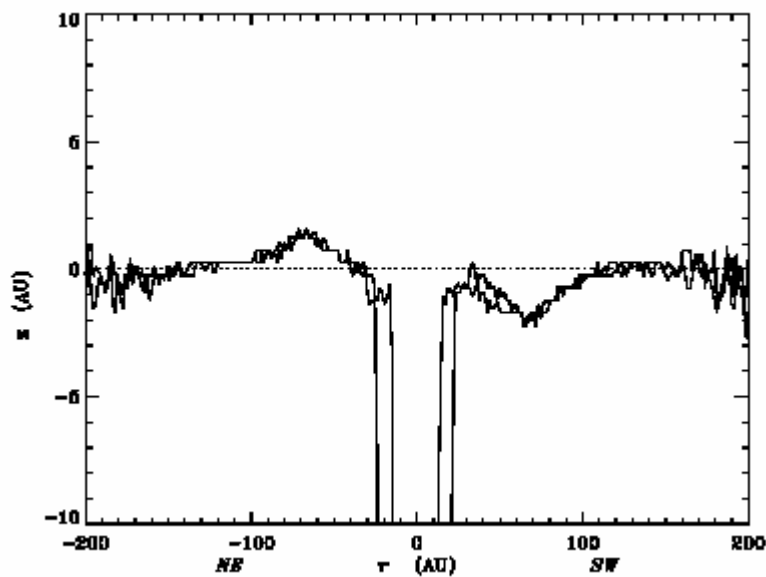


Fig.18 da Heap e al. (2000) La curvatura della spina del disco.



L'inclinazione del disco interno si vede chiaramente dal profilo della spina del disco, approssimativamente costante in spessore, ma curva. Essa raggiunge la sua più grande ampiezza $\Delta z \approx \pm 1.5$ A.U. a $r \approx 70$ A.U.

Il profilo di luminosità verticale asimmetrico suggerisce la presenza di due componenti, una principale più luminosa, che definisce l'orientazione del disco, e una più debole che è sfasata rispetto alla principale.

Fig.19 da Heap *et al.* (2000) Il profilo di luminosità verticale a $r = 90$ A.U., dove i rigonfiamenti del disco sono più pronunciati, del lato NE del disco in alto e del lato SW in basso. Il profilo osservato è in grassetto, in tratteggio le due componenti.

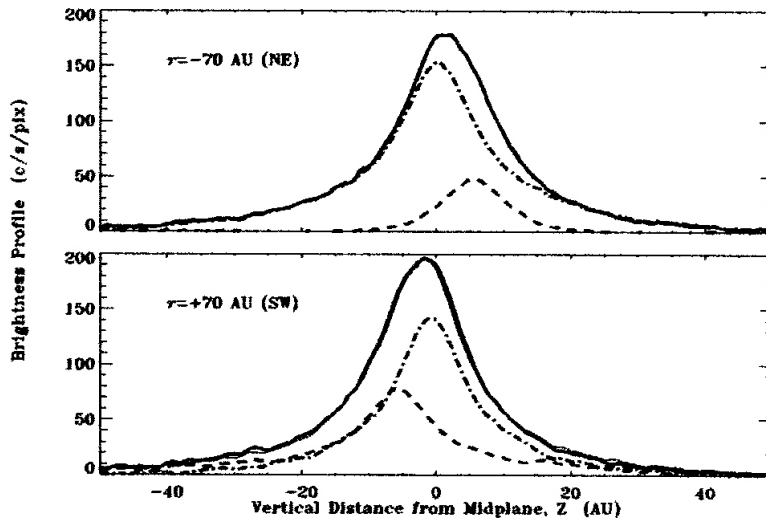
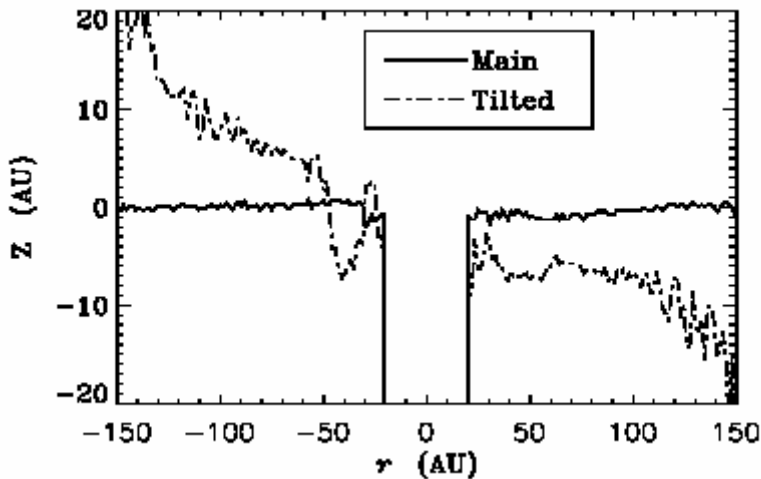
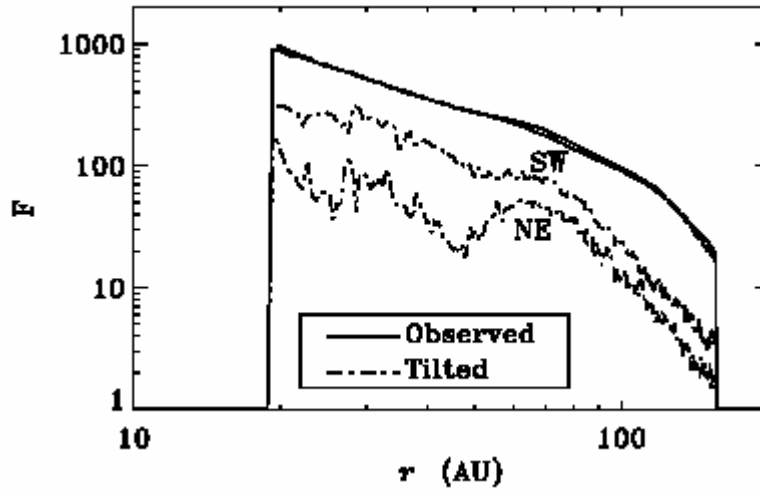


Fig.20 da Heap *et al.* (2000) Lo spostamento delle due componenti di luminosità.



La decomposizione del profilo di luminosità mostra che la componente più debole (Tilted) è inclinata di 4.6° rispetto alla principale (Main).

Fig.21 da Heap e al. (2000) Il profilo di luminosità radiale osservato (in grassetto) e delle componenti inclinate NE e SW (in tratteggio).



La luminosità della componente inclinata diminuisce rapidamente oltre le ≈ 80 A.U. Entro le ≈ 80 A.U. la luminosità declina suggerendo l'esistenza di una cavità centrale, specialmente sul lato NE. A tutte le distanze il lato SW della componente inclinata è più forte.

Comparando i risultati nel visibile con quelli IR e submillimetrici, Heap e al. identificarono la componente inclinata con la parte interna del disco rilevato nell'IR e la componente principale del disco come materiale più lontano dalla stella di ≈ 80 A.U.

Interpretarono il warp del disco di β Pic nei termini di una perturbazione gravitazionale indotta da un pianeta in orbita inclinata rispetto al disco di polvere. La forma e l'estensione della deformazione dipendono dai parametri del pianeta. L'estensione radiale del warp degrada con $(M_p a^2 t)^{2/7}$, dove M_p è la massa del corpo perturbatore, a il suo semiasse maggiore, t l'età del sistema.

I dati STIS richiedono che $M_p/M_* \leq 0.01$; è possibile allora ricavare le masse probabili del pianeta perturbante in funzione della distanza dalla stella (tra 3 e 50 A.U.) e dell'età del sistema (da 20 a 100 Myr). Nella tabella seguente sono riportate le masse calcolate, espresse in masse gioviane: se il sistema è giovane ($t \approx 20$ Myr) e la compagna è molto vicina alla stella ($a < 3$ A.U.) il warp è prodotto da una nana bruna o da una stella di piccola massa; se il perturbatore è più lontano (5-50 A.U.) la corrispondente massa planetaria varia tra 17.4 e $0.17 M_j$. Se il sistema è più evoluto la massa planetaria perturbante richiesta è inferiore alla massa terrestre.

Tabella: masse possibili di un pianeta perturbante il disco di polvere di β Pic e responsabile del warp osservato.

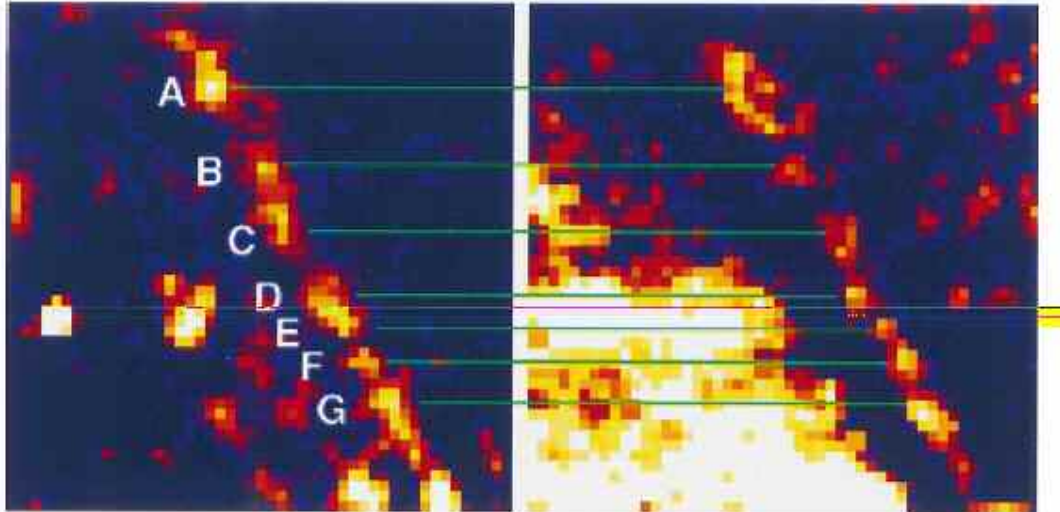
| POSSIBLE MASS OF PERTURBING OBJECT (IN M_J) | | | |
|---|--------------|------|-------|
| a (AU) | AGE (Myr) | | |
| | 20 | 50 | 100 |
| 3 | 48 | 19.4 | 9.7 |
| 5 | 17.4 | 7.0 | 3.5 |
| 10 | 4.4 | 1.7 | 0.87 |
| 15 | 1.9 | 0.77 | 0.39 |
| 20 | 1.09 | 0.44 | 0.22 |
| 30 | 0.48 | 0.19 | 0.10 |
| 50 | 0.17 | 0.07 | 0.035 |

Il modello dei dati STIS di Gorkavyi e al. (2000) interpreta la deformazione osservata come l'effetto dell'influenza gravitazionale di un pianeta di massa pari a $\sim 10 M_{\oplus}$, posto alla distanza di 70 A.U. con una piccola inclinazione orbitale di 2.5° sul disco principale.

Un'indagine del disco esterno di β Pic fu compiuta da Kalas e al. (2000), utilizzando dati osservativi nell'ottico da terra e dall'HST. A partire dalle 200 A.U. del raggio proiettato sul piano mediano, l'estensione NE del disco esterno appare più luminosa, più lunga e più sottile dell'estensione SW di circa il 20%. Anche lo spessore verticale del disco appare asimmetrico: l'ala SW del disco appare più alta a nord del piano mediano, mentre l'ala NE appare più alta a sud del piano mediano.

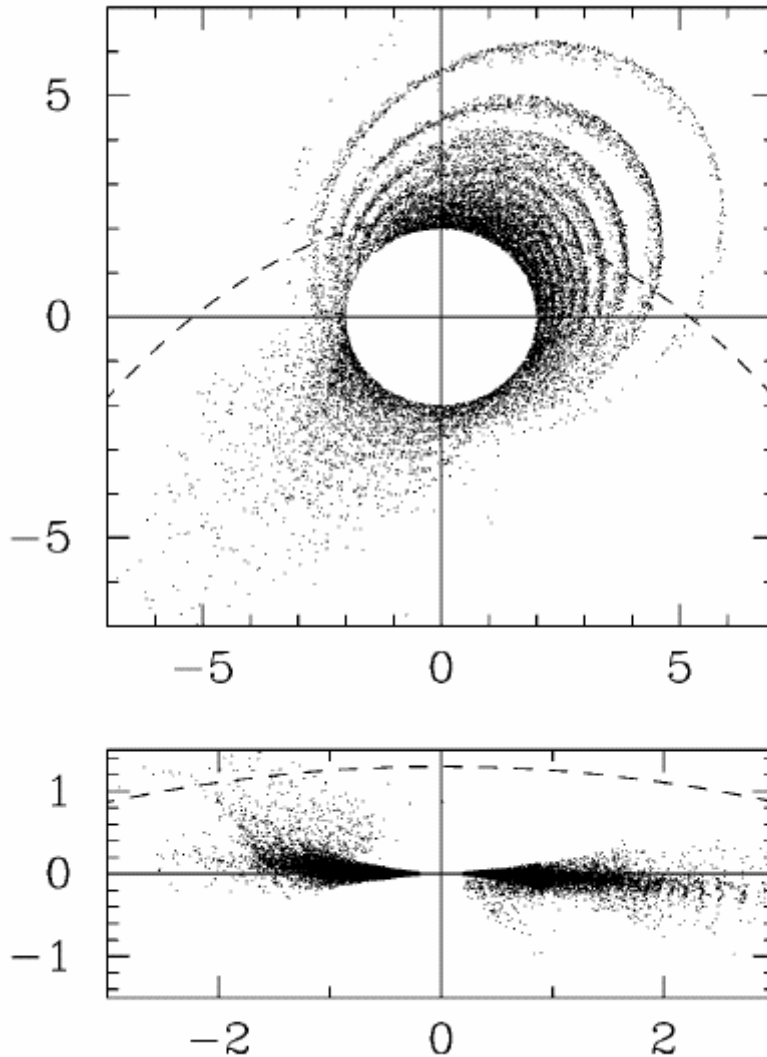
Il piano mediano dell'ala NE del disco presenta picchi di luminosità tra i $25''$ e i $40''$ dalla stella, indicati in *Fig.22* con le lettere A, B, C, D, E, F, G, mentre l'ala SW non presenta simili caratteristiche. La caratteristica A a $40.7''$ (785 A.U.) è risolta ed estesa $\sim 4''$ (~ 80 A.U.) e mostra il più grande contrasto di luminosità. La spaziatura tra le caratteristiche cresce al crescere del raggio.

Fig.22 da Kalas e al. (2000) Le caratteristiche dell'estensione NE del disco esterno di β Pic, il nord è in alto, l'est a sinistra. Il pannello a sinistra mostra un'immagine dell'HST, quello a destra del telescopio delle Hawaii.



Kalas e al. interpretano gli innalzamenti di luminosità come addensamenti di polvere lungo il piano mediano del disco dovuti alla presenza di nubi di polvere discrete, prodotte da collisioni planetesimali, oppure di un sistema ad anelli visto di taglio. Il fatto che i picchi di luminosità siano assenti nel piano mediano SW fa ritenere che il meccanismo collisionale non sia così determinante, quanto invece la presenza di un sistema di anelli eccentrici. L'origine di un tale sistema asimmetrico sarebbe da cercarsi in una forte perturbazione gravitazionale da parte di una compagna nana o da un incontro orbitale tra due stelle. Modelli dinamici riproducono un simile evento mostrando che incontri tra un stella con disco e un perturbatore, se complanari, distorcono la struttura del disco vicino al periastro portando allo sviluppo di caratteristiche spirali transitorie, che dopo alcuni periodi orbitali, collassano in anelli eccentrici. Incontri non complanari inducono cambiamenti di inclinazione delle orbite delle particelle del disco diffondendo i planetesimi verso l'esterno e verticalmente, generando asimmetrie rispetto al piano mediano.

Fig.23 da Kalas e al. (2000) *Visione di fronte e di taglio del modello del disco di β Pic perturbato da un incontro stellare, in tratteggio il percorso del perturbatore. La visione di fronte (in alto) mostra lo sviluppo di una struttura ad anelli eccentrici su larga scala; la visione di taglio (sotto) mostra che un lato del disco è verticalmente esteso e troncato verso l'orbita del perturbatore, mentre il lato opposto è radialmente esteso con anelli. In riferimento al sistema di β Pic, il lato corto dell'immagine corrisponde all'estensione SW, il lato lungo all'estensione NE del disco.*



Questo modello del disco di β Pic ad anelli eccentrici non è in contrasto con le precedenti rilevazioni di un warp nel profilo di luminosità del disco interno, entro le 100 A.U. dalla stella. Il piano dei planetesimi eccentrici e diffusi verticalmente dall'incontro stellare intercetterebbe il piano del disco principale a ~ 50 A.U., deformando le isofote del disco interno.

Un analogo incontro perturbante viene ipotizzato anche per il Sistema Solare nelle sue fasi primordiali, per giustificare l'elevata eccentricità degli oggetti della Fascia di Kuiper.

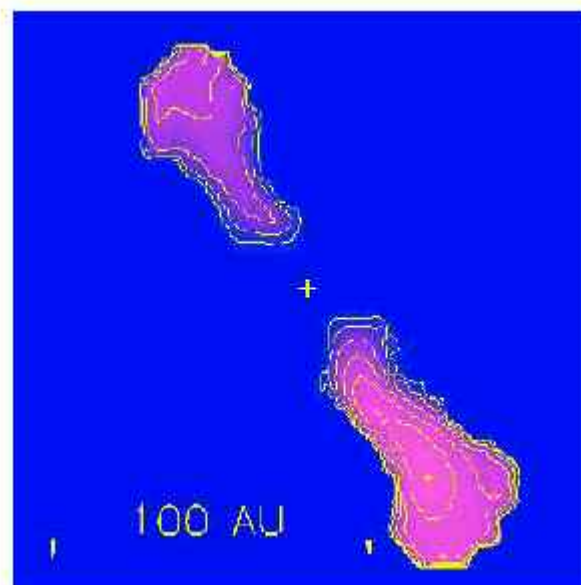
Le più recenti immagini coronografiche di β Pic (Golimowsky e al. 2006), ottenute dall'HST con l'ACS (Advanced Camera for Surveys), confermano quanto riportato da studi precedenti: l'esistenza, cioè, di un disco secondario inclinato di $\sim 5^\circ$ dal disco principale, i cui profili di luminosità sono riprodotti da leggi di potenza diverse e lasciano presupporre che i due dischi abbiano differente composizione e distribuzione di misura dei grani di polvere. L'osservazione degli indici di colore che si arrossano sempre di più al di là delle 120 A.U. dalla stella, distanza corrispondente alla zona di massima inflessione del profilo di luminosità e al previsto confine di sublimazione dei ghiacci d'acqua, indicano che entro le 120 A.U. i grani, costituiti da silicati e grafite, sono porosi, compatti e con misure $\geq 0.15\text{-}0.20 \mu\text{m}$, mentre a distanze maggiori essi presentano mantelli ghiacciati e una misura crescente del grano minimo, a causa della cessazione dell'attività cometaria.

4.3 L'osservazione infrarossa di beta Pictoris

Immagini recenti del satellite spaziale Spitzer ottenute con l'IRS (Infrared Spectrograph), a 15 e 22 μm , e con il MIPS (Multiband Photometer for Spitzer), a 24, 70 e 160 μm , mostrano il disco di β Pic risolto, esteso almeno $\sim 60''$ (1156 A.U.): dimensione comparabile a quella delle immagini ottiche da terra in luce diffusa (Su e al., 2005).

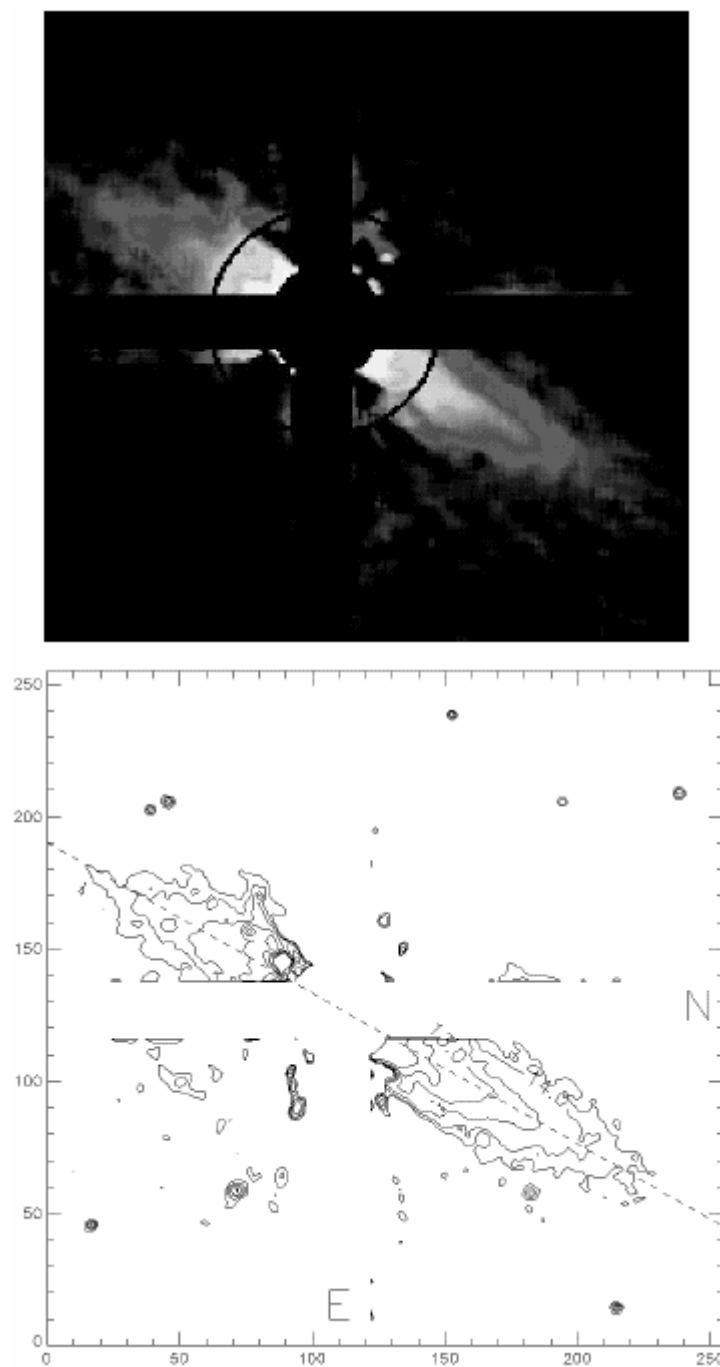
Le asimmetrie e la deformazione del disco furono rilevate anche nell'emissione termica a λ infrarosse. L'immagine IR a 12 μm di Lagage e Pantin (1994) mostra che la polvere è asimmetricamente distribuita ed è chiaramente "depleted" entro le 40 A.U. dalla stella. Responsabile di tale zona ripulita sarebbe la presenza di almeno un corpo planetario orbitante attorno a β Pic.

Fig.24 da Welsh (2004) L'immagine di β Pic a 12 microns mostra la zona centrale del disco priva di polvere.



L'osservazione di Mouillet e al. (1997) nella banda K ($2.2 \mu\text{m}$) del vicino IR con le ottiche adattive ADONIS (Adaptive Optics Near Infrared System) al telescopio di 3.6 m dell'ESO, fornisce un'immagine ad alta risoluzione ($0''.12$) che permette di osservare il disco a distanze molto ravvicinate, a $1.5''$ dalla stella.

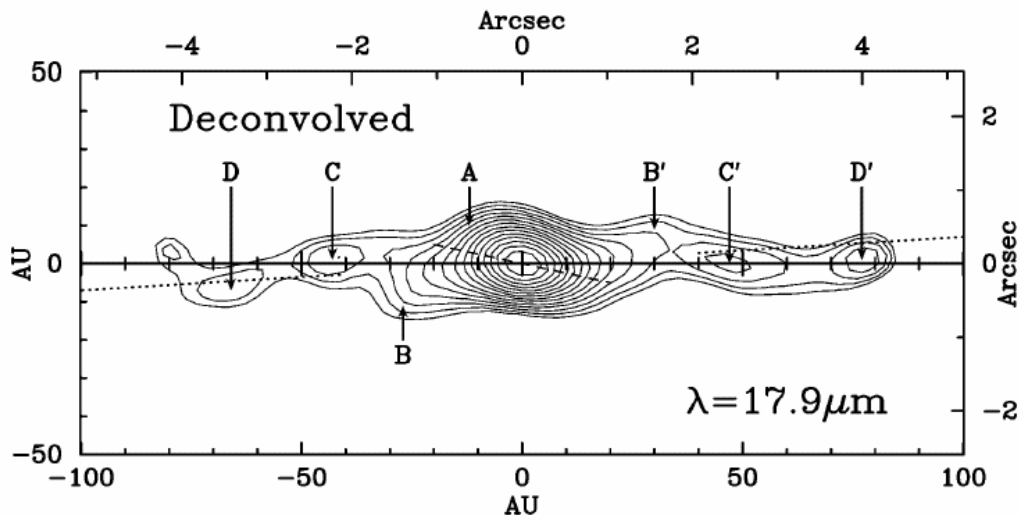
Fig.25 da Mouillet e al. (1997) Immagine del disco nella banda K e le isofote corrispondenti.



Immagini del disco nel lontano IR, a 25 e 60 μm , furono ottenute da Heinrichsen e al. (1999) con il fotometro ISOPHOT a bordo del satellite ISO. Un modello di corpo nero con temperatura della polvere a 85 K e raggio del grano compreso tra 1 μm e 5 mm, riproduce l'emissione rilevata. La massa del disco, in base a questa emissione, si stima sia attorno a $(3-10) \times 10^{-8} M_{\odot}$.

Osservazioni compiute al Keck II Telescope (Wahhaj e al., 2002) con un filtro centrato a 17.9 μm inducono a presupporre l'esistenza attorno a β Pic di un sistema piuttosto complesso, costituito da un'associazione di pianeti in orbite risonanti.

Fig.26 da Wahhaj e al. (2002) Struttura a 17.9 μm del disco di β Pic, in cui l'asse delle x è allineata con l'asse lungo del disco esterno. L'asse dell'emissione del nucleo devia dal piano del disco esterno in direzione opposta all'asse del warp osservato con HST a λ ottiche e che è indicato in figura con una linea punteggiata.



Asimmetrie sono evidenti anche in questa immagine: il lato SW del disco (in figura a destra) è più ampio e allungato del lato NE. Dalle isofote si individua un nucleo di emissione, A indica l'asse lungo di tale emissione sfasato dal piano del disco. Tra 19 e 29 A.U. l'asse lungo dell'emissione, indicato con B-B', è orientato come il warp. A maggiori distanze e separazioni appaiono altri picchi isolati, simmetrici ai due lati del disco, indicati con C (43 A.U., lato NE), C' (47 A.U., lato SW), D (66 A.U., lato NE) e D' (77 A.U., lato SW). I picchi D e D' giacciono sull'asse definito dal warp. Wahhaj e al. interpretano questi picchi di emissione come anse di anelli di polvere visti in proiezione di taglio. Uno soltanto dei sistemi di anelli è complanare con il disco esterno, mentre il sistema più interno è altamente inclinato rispetto agli altri.

Il modello che riproduce l'emissione dei quattro anelli fornisce i parametri di raggio, inclinazione e spessore ottico τ indicati nella tabella seguente:

Tabella: raggio, inclinazione e spessore ottico del modello degli anelli di polvere A, B, C, D.

TABLE 1
RING PARAMETER ESTIMATES*

| Ring | R (AU) | i (deg) | τ |
|---------|-------------|--------------|----------------------|
| A | 14 ± 1 | -32 ± 2 | 5.9×10^{-3} |
| B | 28 ± 3 | $+25 \pm 2$ | 2×10^{-3} |
| C | 52 ± 2 | -2 ± 2 | 7.7×10^{-3} |
| D | 82 ± 2 | $+2 \pm 1$ | 2.3×10^{-2} |

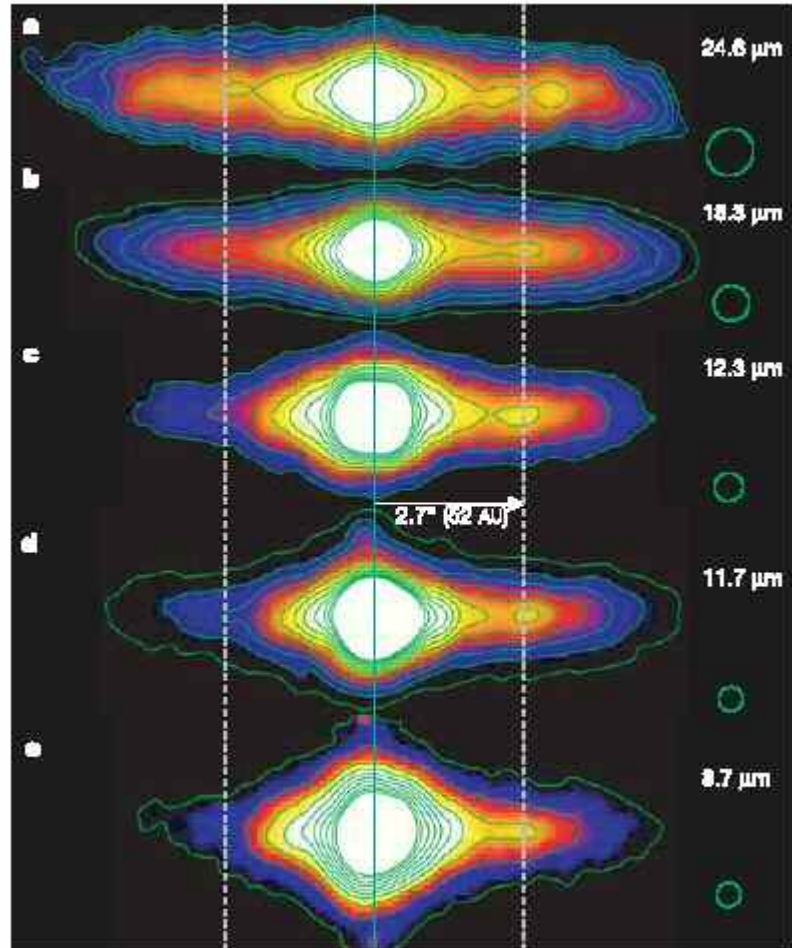
* Rings labeled as in Fig. 2.

Interpretando questi parametri, si deduce che il disco di β Pic è relativamente svuotato di polvere a distanze astrocentriche inferiori a 80 A.U. Lo spessore ottico dell'anello D è 3 volte superiore a quello dell'anello C. Una maggiore discontinuità dello spessore ottico esiste anche tra l'anello C e l'anello B. Questi dati riflettono una discontinuità nella densità del disco, confermando i risultati del modello di Backman e al. (1992).

Le distanze tra gli anelli riflettono delle risonanze simili a quelle che avvengono nelle divisioni degli anelli di Saturno, rafforzando l'ipotesi dell'esistenza di un sistema planetario attorno a β Pic.

Di altra opinione sono Telesco e al. (2005), che interpretano l'asimmetria di luminosità del disco, per la presenza di un ammasso di polvere più sottile, come dovuta a un catastrofico evento collisionale tra planetesimi. Le osservazioni condotte nel medio IR, a 8.7, 11.7, 12.3, 18.3 e 24.6 μm , con il telescopio di 8 m dell'osservatorio Gemini, mostrano la struttura allungata del disco interno entro le 200 A.U., l'ala SW del disco è notevolmente più luminosa dell'ala NE, in accordo con precedenti osservazioni, l'asimmetria del disco decresce al crescere della lunghezza d'onda. E' evidente un ammasso dominante centrato a 52 A.U. sul lato SW del disco a tutte le λ , eccetto a 24.6 microns.

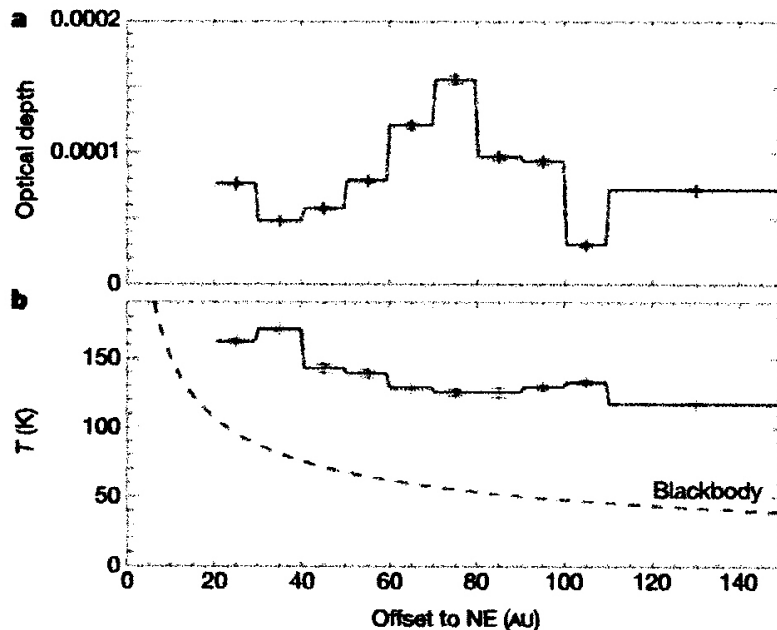
Fig.27 da Telesco e al. (2005) Immagini nel medio IR di β Pic. Il lato SW del disco è a destra, il lato NE a sinistra. La linea piena verticale passa per il centro della stella, le linee tratteggiate passano per i 52 A.U. a NE e SW.



Comparando l'immagine a 18.3 μm con l'immagine a 17.9 μm di Wahhaj e al. (2002), Telesco e al. confermano solo l'ammasso C' a 52 A.U.

Un modello multi-anello che riproduce l'emissione osservata nell'ala NE del disco, in cui l'emissività Q_v è proporzionale alla frequenza ν , conduce a una distribuzione di spessore ottico con un massimo a 60-80 A.U. e una graduale diminuzione tra 60 e 30 A.U. La caduta di spessore ottico è riconducibile alla zona ripulita delle immagini a 12 μm . La distribuzione di temperatura risultante da tale modello decresce gradualmente con la distanza dalla stella, ma è più calda di quella di corpo nero.

Fig.28 da Telesco e al. (2005) Spessore ottico e temperatura delle particelle di polvere nell'ala NE del disco emittenti a 11,7 e 18,3 μm ; la prevista emissione di corpo nero è indicata dalla linea tratteggiata.



La temperatura è di circa 140 K a 52 A.U. per l'ala NE, la temperatura stimata delle particelle dell'ammasso a 52 A.U. dell'ala SW è di 190 K. Se particelle di 1 μm possono raggiungere i 150 K a 50 A.U., per raggiungere i 190 K devono essere da 5 a 10 volte più piccole, pertanto le particelle dell'ammasso devono avere dimensioni di 0.1-0.2 μm . La diversa temperatura rifletterebbe anche un diversa composizione.

Telesco e al. concludono che nel disco di β Pic le particelle dell'ammasso a SW differiscono in temperatura e misura dalla polvere collocata altrove nel disco, manifestando quindi una diversa origine. La polvere dell'ammasso, con massa complessiva stimata pari a 4×10^{20} g, avrebbe avuto origine probabilmente dalla recente frattura collisionale di un grosso planetesimo, con diametro calcolato attorno ai 100 Km.

4.4 Scoperta di silicati nel disco di β Pic

Per indagare direttamente la composizione della polvere attorno a β Pic, Telesco e Knacke (1991) analizzarono la spettrofotometria di β Pic a 10 μm . Sottraendo dalla densità di flusso misurata l'emissione fotosferica di β Pic, prevista in base al tipo spettrale, ricavarono l'emissione dovuta alla polvere del disco. E' ben evidente un'ampia emissione, entro 3" dalla stella, dovuta alla sola polvere e centrata sui 10-11 μm . Questa riga, per la sua posizione e ampiezza, è stata attribuita a particelle di silicati. L'emissione di silicati è stata osservata in molti altri tipi di sorgenti, tra cui le comete. Confrontando la densità di flusso di β Pic con gli spettri a 10 μm della cometa di Halley e di Kohoutek, si osserva che la caratteristica emissione spettrale in β Pic assomiglia a quella dei silicati cometari.

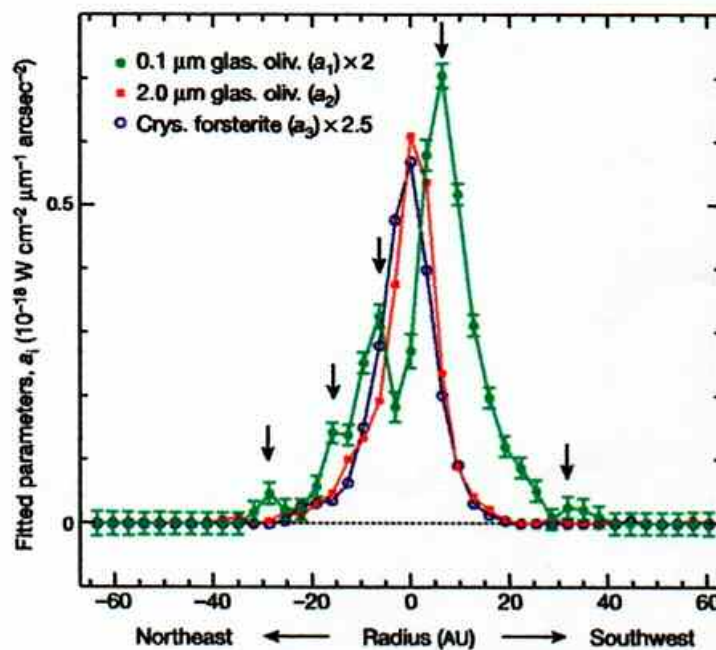
L'emissione dei silicati in β Pic è molto forte, essendo la densità di flusso totale a $10.3 \mu\text{m}$ almeno due volte l'emissione continua a quella lunghezza d'onda. L'intensità dell'emissione dipende dalle dimensioni delle particelle emittenti: essa è assente per grani di polvere con raggio superiore a $10 \mu\text{m}$ ed è invece molto forte per particelle al di sotto del micron. La stima fatta per grani disordinati di olivina suggerisce che la minima emissione in β Pic sia caratteristica di grani con raggi di $\sim 3 - 5 \mu\text{m}$.

In conclusione, l'emissione caratteristica a $10 \mu\text{m}$ suggerisce che i silicati siano un'importante costituente della polvere che circonda β Pic e che le particelle responsabili abbiano raggio anche inferiore a $1 \mu\text{m}$.

Okamoto e al. (2004) analizzano la distribuzione dei grani di silicati nel disco di β Pic. I grani di silicati amorfi sub-micrometrici hanno picchi di distribuzione attorno a 6, 16, 30 A.U., mentre i grani di silicati cristallini e amorfi micrometrici sono concentrati nel centro del disco. L'analisi degli spettri raccolti con la COMICS (Cooled Mid Infrared Camera and Spectrometer) al telescopio Subaru di 8.2 m mostra che gli spettri della zona centrale del disco, entro le 3.2 A.U. dalla stella, presentano i picchi della olivina cristallina di solo magnesio (forsterite Mg_2SiO_4).

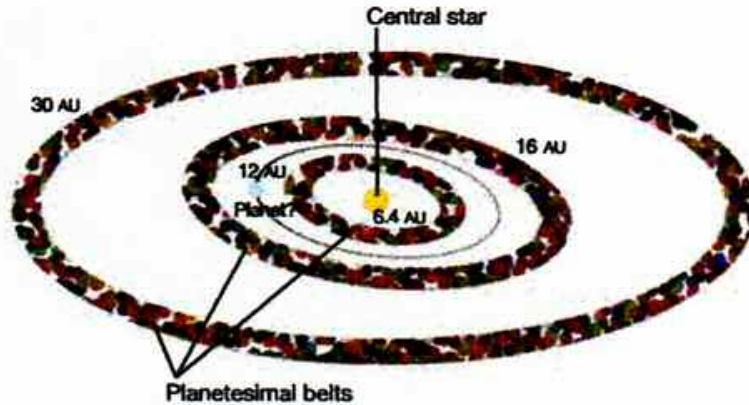
Gli spettri tra 8.0 e $13.2 \mu\text{m}$ sono riproducibili con modelli composti da olivine vetrose con diametro di $0.1 - 2 \mu\text{m}$, forsterite cristallina ed emissione continua.

Fig.29 da Okamoto e al. (2004) La distribuzione di ogni emissione di polvere. L'olivina vetrosa di $2 \mu\text{m}$ e la forsterite cristallina sono concentrate al centro del disco; l'olivina vetrosa di $0.1 \mu\text{m}$ ha picchi di distribuzione a 6.4 A.U. su entrambe i lati, con deboli gobbe attorno a 16 e 29 A.U. nel lato NE e attorno a 32 A.U. nel lato SW.



Nel sistema di β Pic grani più piccoli di $1.5 \mu\text{m}$ verrebbero spazzati via dalla radiazione stellare, essendo il rapporto β , tra pressione di radiazione e gravità, maggiore all'unità. La presenza di una grossa quantità di piccoli grani attorno alle 6.4 A.U e di deboli picchi di distribuzione a 16 e 30 A.U. indica che a queste distanze si localizzano i luoghi di rifornimento di polvere di piccole dimensioni. Questi luoghi corrispondono agli anelli di polvere identificati a $17.9 \mu\text{m}$ da Wahhaj e al.

Fig.30 da Okamoto e al. (2004) Visione grafica delle cinture di planetesimi scoperte e dedotte dalla distribuzione dei silicati nel disco di β Pic. I punti colorati indicano i planetesimi che formano la cintura. I planetesimi nelle tre cinture riforniscono di silicati amorfi il disco attraverso le loro collisioni. I rapporti di risonanza tra le cinture inducono a presupporre la presenza di un pianeta a 12 A.U.



Le collisioni planetesimali riforniscono il disco sia di piccoli che di grossi grani, i grani di pochi microns, però, cadono verso la stella per trascinamento di Poynting-Robertson e si accumulano al centro del disco in stato stazionario. I grani amorfi in caduta saranno riscaldati a temperature sufficientemente elevate da cristallizzare vicino alla stella ad opera della radiazione stellare. La forsterite cristallina può essere prodotta da un tale riscaldamento.

La massa di polvere di grani di $0.1 \mu\text{m}$, dedotta dall'emissione, è equivalente nelle tre cinture di planetesimi e pari a $(1-7) \times 10^{16}$ Kg per ogni cintura. Ogni anello fornisce grani in maniera all'incirca eguale; il tasso di rifornimento si stima sia pari a $10^{15}-10^{16}$ Kg/anno. La massa di polvere di $2 \mu\text{m}$, stimata dall'emissione, è di 3×10^{17} Kg per i grani amorfi e 7×10^{15} Kg per i grani cristallini.

Si può ragionevolmente supporre che i grani cristallini si formino a partire da grani amorfi vicino alla stella centrale ad opera della radiazione stellare.

Le cinture planetesimali scoperte si formerebbero attraverso perturbazioni gravitazionali a seguito di risonanza di moto con possibili grossi pianeti. Analogamente al Sistema Solare, in cui i rapporti di risonanza costituiscono una relazione importante tra pianeti e cinture di detriti, come la fascia degli asteroidi e la Fascia di Kuiper, è legittimo ipotizzare la presenza attorno a β Pic di un pianeta a 12 A.U., in risonanza di moto con le cinture planetesimali a 6.4 e 16 A.U.

4.5 Polarizzazione nel disco di β Pic

Ulteriori informazioni sulle dimensioni della polvere attorno a β Pic provengono dalle curve di polarizzazione. I risultati della polarimetria di immagini della banda K (a $2.2 \mu\text{m}$) ottenute al telescopio Subaru di 8.2 m (Tamura e al., 2006), riferiscono della polarizzazione al 10% nel disco di β Pic sino a un raggio di ~ 120 A.U. La curva di polarizzazione è riproducibile con un modello di grani al di sotto del micron, costituiti da soffici aggregati riempiti di ghiaccio. Nel profilo di intensità di polarizzazione c'è un vuoto a 100 A.U che suggerisce un impoverimento di planetesimi in questa regione del disco, oltretutto sono evidenti strutture a onde indicative della presenza di cinture multiple di planetesimi. Dati precedenti di Artymowicz e al. (1989) riferivano una polarizzazione del 10-20 % coerente con grani di dimensioni comprese tra 1.25 e $1.7 \mu\text{m}$.

Capitolo cinque

L'OSSERVAZIONE DEL DISCO DI BETA PICTORIS:

LA COMPONENTE GASSOSA

5.1 IL GAS MOLECOLARE NEL DISCO DI β PICTORIS

5.1.1 La prima osservazione del CO nel disco di β Pic

L'ESO (European Southern Observatory) è un'organizzazione europea intergovernativa per la ricerca astronomica, creata nel 1962. Ne fanno parte 11 paesi membri dell'Unione Europea: Belgio, Danimarca, Francia, Germania, Italia, Olanda, Portogallo, Spagna, Svezia, Svizzera, Regno Unito. Gestisce due grandi osservatori nel deserto di Atacama in Cile (l'Osservatorio di La Silla e l'Osservatorio del Paranal), mentre la sede amministrativa si trova a Garching vicino a Monaco, in Germania.

L'ESO è da anni una delle organizzazioni astronomiche più importanti nel mondo, soprattutto per la sua ricchezza in strumentazioni. Attualmente è impegnata nella costruzione di una rete di telescopi di 12 metri per le osservazioni a lunghezze d'onda millimetriche e submillimetriche (il progetto ALMA: Atacama Large Millimeter Array) e sta progettando l'European Extremely Large Telescope che, se costruito, sarà il più grande telescopio del mondo, con un diametro di 40 metri.



Durante la mia permanenza all'ESO, per la realizzazione della parte sperimentale di questa mia tesi, nel settembre del 1993 osservammo β Pic con il SEST (Svedish ESO Submillimeter Telescope), radiotelescopio da 15 m presso l'Osservatorio di La Silla. Per primi, il prof. Galletta ed io, cercammo di rilevare la quantità di monossido di carbonio nel disco circumstellare di β Pictoris (Savoldini e Galletta, 1994 in appendice).

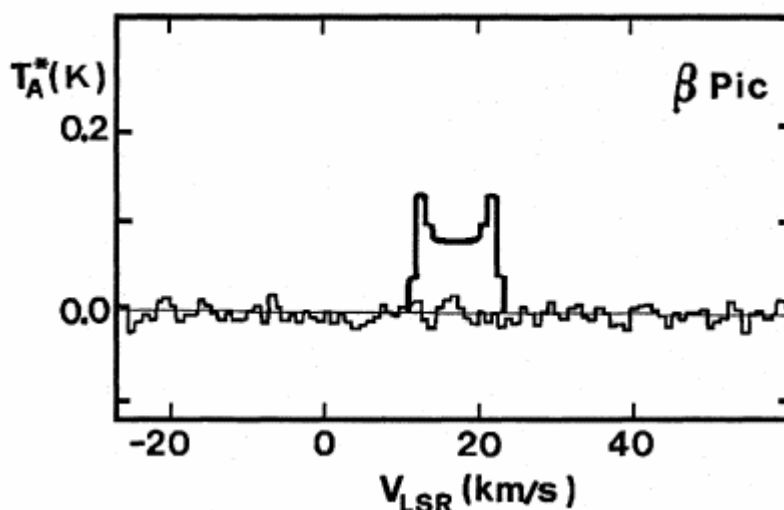
Durante le osservazioni al SEST, fu utilizzato il ricevitore a 115 GHz (3 mm) accoppiato allo spettrometro ad alta risoluzione AOS (Acousto Optic Spectrometer). Il sistema fu sintonizzato sulla transizione del CO $J=1 \rightarrow 0$. I due canali di frequenza dello spettrometro erano connessi a due ricevitori, per avere due spettri indipendenti. Il tempo di integrazione fu di circa 1.5 ore per notte, diviso in singole integrazioni di 6 min. Il tempo totale di integrazione fu di 6 ore.

I dati furono ridotti direttamente all'ESO, sommando le singole integrazioni separatamente per i due spettri che furono poi combinati per migliorare la sensibilità. Lo spettro finale è mostrato in *Fig.31*.

La temperatura dell'antenna è $< 0.33 \text{ K Kms}^{-1}$; questo valore pone un limite superiore di $1.4 \times 10^{-6} M_{\odot}$ (pari a $0.47 M_{\oplus}$) al contenuto di gas molecolare del guscio circumstellare.

Lo spettro a 115 GHz di β Pic non mostra la presenza di emissione di CO. La temperatura di antenna misurata è molto bassa se comparata al valore previsto per un disco molecolare posto alla distanza di β Pic, stimato dover essere $\sim 1.2 \text{ K Kms}^{-1}$, secondo il modello di Yamashita e al. (1993) per stelle tipo Vega.

Fig.31 Lo spettro piatto del ^{12}CO (istogramma sottile) è comparato al profilo previsto del ^{12}CO (linea spessa) per un modello di anello circumstellare di Yamashita e al. (1993). La temperatura osservata dell'antenna è di un ordine di grandezza più bassa di quanto previsto. La linea orizzontale rappresenta il livello zero di segnale.



In conclusione, l'emissione del CO è di un ordine di grandezza più bassa di quanto previsto per un disco circumstellare che abbia la stessa composizione chimica delle nubi interstellari. Questo risultato è indicativo di una *depletion* delle molecole di CO da parte di meccanismi ancora non del tutto chiari di dissociazione e trasformazione chimica del CO.

Le nostre osservazioni suggeriscono che β Pic possa essere interessata da processi di trasformazione del gas per accrescimento di corpi solidi e/o di evaporazione.

5.1.2 Successive ricerche di gas molecolare

Nelle parti più esterne del disco di β Pic ($r > 30 \text{ A.U.}$), è prevista la presenza di CO e di C I, oltre ad acqua, a seguito sia della sublimazione di grani ghiacciati che dell'evaporazione di comete e di corpi orbitanti, i cosiddetti OEBs (Orbiting Evaporating Bodies). D'altra parte il CO, nelle condizioni fisiche presenti vicino alla stella, ha un tempo di vita di soli $\sim 10^3$ anni e pertanto, se presente, deve essere continuamente rifornito.

Su queste basi Liseau e Artymowicz (1998), per avere una conferma della presenza di gas molecolare nel disco, condussero una ricerca ad alta sensibilità del

CO, nella transizione $J=2 \rightarrow 1$, e del SiO ($J=2 \rightarrow 1$), proveniente dalle collisioni evaporative di grani di silicati. Le osservazioni non produssero emissione di linee molecolari del CO e del SiO, ma portarono solamente a definire un limite superiore alla densità di colonna del CO in fase gassosa: $N(\text{CO}) < 10^{15} \text{ cm}^{-2}$, che conduce a un rapporto $m_{\text{gas}}/m_{\text{dust}} < 0.1$. La densità di colonna del CO implica un limite superiore alla densità di colonna media dell'idrogeno nel disco, pari a $N(\text{H}) < 10^{19} \text{ cm}^{-2}$ e $N(\text{H}_2) < 4 \cdot 10^{18} \text{ cm}^{-2}$. La massa del gas idrogeno presente nel disco viene stimata pari a $10^{-2} M_{\oplus}$, un valore molto basso ad indicare che la nebulosa primordiale attorno a β Pic è stata "consumata" durante i processi di formazione planetaria o per un precoce evento di perdita di massa.

Per conciliare i loro risultati con precedenti rilevazioni di righe di assorbimento del CO nell'UV, Liseau e Artymowicz ipotizzano che il gas non sia diffuso attraverso il disco, ma sia confinato in una regione relativamente distante localizzata di fronte alla stella (in una nube o ad anello). Tale CO sarebbe facilmente rilevabile in assorbimento contro lo spettro continuo stellare, ma la sua emissione sarebbe impossibile da rilevare a λ millimetriche.

Abbiamo già riferito delle ricerche di righe di assorbimento del CO nell'UV, di Roberge e al. (2000) e di Lecavelier des Etangs e al. (2001) nel disco di β Pic, e della rilevazione diretta delle righe di emissione dell' H_2 molecolare a 17 e 28 μm di Thie e al. (2001).

Per confronto, riferiamo, in sintesi, le densità di colonna dell'idrogeno derivate:

$$N(\text{H}_2) < 10^{18} \text{ cm}^{-2} \text{ per Roberge e al. (2000)}$$

$$N(\text{H}_2) < 10^{18} \text{ cm}^{-2} \text{ per Lecavelier des Etangs e al. (2001)}$$

$$N(\text{H}_2) < 10^{21} \text{ cm}^{-2} \text{ per Thie e al. (2001)}$$

Hinkle e Brittain (2005) rilevano righe in assorbimento del CO nello spettro IR di β Pic, a 4.6 μm . A tali righe corrisponde una temperatura del gas di $19 \pm 5 \text{ K}$ e una densità di colonna del CO pari a $(2.5 \pm 0.5) \cdot 10^{15} \text{ cm}^{-2}$, corrispondente a una densità di colonna dell'idrogeno $N(\text{H}_2) = 5 \cdot 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, in accordo con Liseau e Lecavelier des Etangs.

Pure i valori riferiti da Brandeker e al. (2004) della densità di colonna dell'idrogeno, pari a $N(\text{H}_2) = 3 \cdot 10^{18} \text{ cm}^{-2}$, sono concordanti. Questi ultimi valori di densità implicano una massa totale di gas nel disco di $\sim 10^{-1} M_{\oplus}$.

In conclusione, effettivamente il valore che più si discosta dagli altri è quello di Thie e al., che rilevano una riserva molto grande di idrogeno nel disco di β Pic ($\sim 60 M_{\oplus}$).

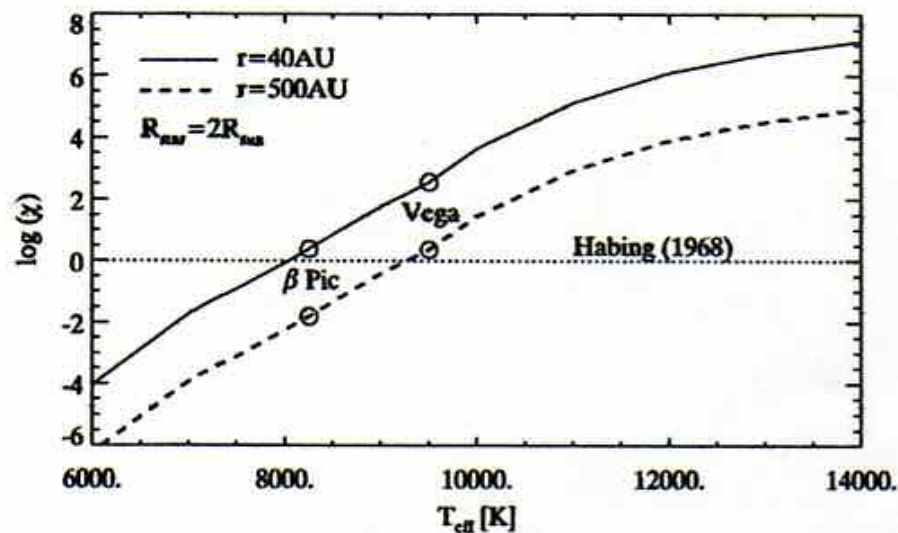
Valori così bassi del rapporto $m_{\text{gas}}/m_{\text{dust}}$, rispetto al valore del mezzo interstellare pari a 100, implicano una depletion del CO nel disco di β Pic, interpretabile, secondo diversi autori, in tre modi:

1. Il CO potrebbe essere stato fotodissociato dalla radiazione stellare nel lontano UV (Yamashita e al., 1993).
2. Altre molecole avrebbero intrappolato il carbonio e l'ossigeno della fase gassosa (Savoldini e Galletta, 1994).
3. Il CO è congelato sulla superficie dei grani (Dent e al., 1995).

Kamp e Bertoldi (2000) discussero le possibilità di fotodissociazione del CO nel disco di β Pic, con modelli di disco in cui il raggio interno ed esterno restano costanti e pari a 40 e 550 A.U.; pure costanti sono lo spessore e la densità del disco, mentre varia la massa totale.

La Fig.32 mostra il flusso di radiazione nel lontano UV in funzione della temperatura effettiva di stelle tipo A, tra 8000 e 10000 K. Sono indicate le posizioni di β Pic e Vega, per confronto, e il valore del flusso UV di fondo calcolato da Habing per i dintorni del Sole. Mentre la radiazione stellare del lontano UV di Vega eccede il flusso UV interstellare attraverso l'intero disco, il campo di radiazione interstellare domina il disco attorno a β Pic eccetto per la parte più interna del disco, con $r < 50$ A.U.

Fig.32 da Kamp e Bertoldi (2000) Flusso di radiazione nel lontano UV per stelle di tipo A. Vengono indicate la posizione di β Pic e Vega e il valore della radiazione interstellare di fondo, come calcolata da Habing nei dintorni del Sole.



L'emissione UV da β Pic è molto più debole di quella di Vega, così il gas CO rimane molecolare anche nei dischi di modello meno massicci. Soltanto un modello di $0.044 M_{\oplus}$ mostra una significativa depletion del CO dovuta alla fotodissociazione da parte del flusso UV stellare.

La diffusa radiazione UV di fondo domina la ionizzazione e la dissociazione attraverso la maggior parte del disco e può persino distruggere il CO presente, se la massa del disco è pari $0.44 M_{\oplus}$. Più il disco è massiccio ($44 M_{\oplus}$) e minore è l'abbondanza di CO, a seguito della fotodissociazione del flusso di fondo UV.

In un modello di grani di polvere sferici di dimensione pari a $3 \mu\text{m}$, la temperatura della polvere scende sotto i 50 K a $r > 160$ A.U., temperatura critica a cui il CO congela sulla superficie dei grani. In questo modo, una frazione consistente del CO viene intrappolata nei mantelli ghiacciati del grano.

I modelli di Kamp e Bertoldi (2000) propendono verso una depletion del CO a seguito della formazione planetaria, considerata l'età del sistema superiore a 8 Myr, e/o a seguito della espulsione da parte della radiazione stellare. Perciò sono in accordo con l'ipotesi di Savoldini e Galletta (1994).

5.2 LE PROPRIETA' DEL DISCO DI GAS ATTORNO A β PICTORIS

5.2.1 L'osservazione di gas stabile e gas variabile

Tutte le osservazioni spettroscopiche compiute nel visibile, riguardanti la riga del Ca II e del Na II, come le osservazioni nell'ultravioletto condotte dal satellite IUE (International Ultraviolet Explorer) delle righe del Fe II, Mg II e Al III, rivelano variazioni di righe di assorbimento spostate esclusivamente verso il rosso rispetto alla velocità radiale della stella. Esse indicano quindi una velocità di caduta verso la stella per il materiale tra noi ed essa, visibile in assorbimento. Nel caso delle righe H e K del Ca II nel blu-violetto si osserva una componente *stabile* centrale di assorbimento a cui si aggiunge una seconda componente, sul lato rosso della riga, *variabile* nel tempo, con massimo redshift osservato di $\sim 40 \text{ Kms}^{-1}$. Questo valore è significativamente più piccolo di quello osservato nell'UV, dove in tempi di variazione brevi, di circa un'ora o meno, si osserva uno spostamento verso λ maggiori che raggiunge i 300 o 400 Kms^{-1} .

Per spiegare questi dati osservativi Ferlet e al. (1987) e Lagrange a al. (1988) proposero un modello in cui le componenti di assorbimento stabili del Ca II e del Na II sono dovute a gas circumstellare (CSG) collocato all'interno del disco di polvere, a circa 0.5 A.U. dalla stella. Le componenti variabili, spostate verso il rosso, sarebbero prodotte dalla evaporazione gassosa, nelle vicinanze della stella, di corpi di taglia chilometrica in caduta sulla stella stessa. I corpi ghiacciati tendono ad evaporare a causa delle collisioni e della pressione di radiazione (Falling Evaporating Bodies o FEBs) Studi sulla dinamica di ioni evaporati da corpi solidi hanno rivelato che la pressione di radiazione agisce diversamente sulle specie metalliche e che, in particolare, il Ca II è molto più interessato di altri ioni a tali interazioni.

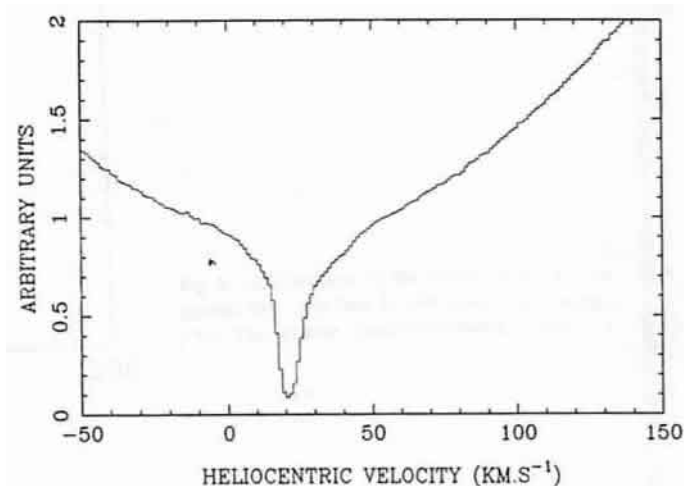
Si identificano pertanto due componenti nel disco di gas attorno a β Pic: il *gas stabile circumstellare* e il *gas variabile* prodotto dai FEBs.

Questo gas circumstellare stabile ha temperatura di $\sim 2000 \text{ K}$, sembra possedere abbondanze solari e, da modelli idrodinamici, deve essere rifornito continuamente, sia dalla eiezione stellare che dalla evaporazione delle comete e dei grani di polvere. Questo gas, per riprodurre la componente di assorbimento di velocità stabile, deve essere rallentato da un qualche meccanismo, secondo Lagrange e al. (1998) da un anello di idrogeno neutro localizzato oltre 0.5 A.U. dalla stella.

Simulazioni numeriche di questi corpi in caduta sulla stella hanno confermato i dati osservativi. In questi modelli si è assunto che i corpi si muovano su orbite paraboliche, con perielio ≥ 10 raggi stellari, e che inizino a evaporare quando sfiorano la stella. Per riprodurre le caratteristiche di assorbimento osservate è richiesta la presenza nel disco di un corpo planetario o protoplanetario, che perturberebbe le orbite dei corpi cometari che passano vicino, deviando alcuni di essi verso la stella.

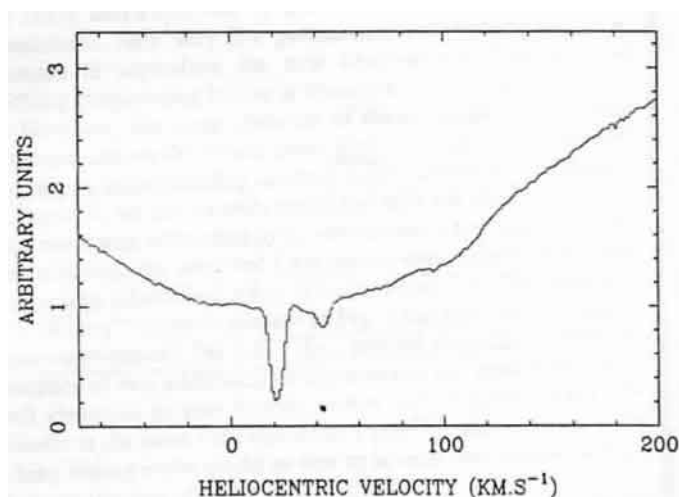
Numerose nuove osservazioni della riga K del Ca II a 3933 Å furono ottenute dal settembre 1989; tra queste, due spettri sono piuttosto insoliti.

Fig.33 da Beust e al. (1991) La riga K del Ca in β Pic osservata il 20 ott. 1989.



Nello spettro del 20 ott. 1989 l'assorbimento circumstellare è ancora presente, ma i suoi margini sono ampliati. La caratteristica più sorprendente è la rivelazione di una variazione spettrale sul lato blu della riga.

Fig.34 da Beust e al. (1991) La riga K del Ca in β Pic osservata il 1 dic. 1989.



Nello spettro del 1 dic. 1989 è ben evidente un'ulteriore caratteristica di assorbimento, con un redshift di circa 20 Kms⁻¹ rispetto all'assorbimento centrale. L'evento è molto simile a quelli osservati nel 1985-86, ma ora è presente un più debole e più ampio assorbimento sul lato rosso, con velocità eliocentrica di ~ 100 Kms⁻¹.

Il modello dei corpi in caduta formulato precedentemente venne confermato da queste nuove osservazioni. Lo spettro del dic. '89 dà ulteriori informazioni sulla scala di tempo delle variazioni dell'assorbimento del Ca II, che in alcuni casi sono

superiori ad alcune ore. La componente con redshift di 20 Kms^{-1} fu ben evidente per alcuni giorni consecutivi. Un evento così prolungato nel tempo forse può essere dovuto a corpi diversi, che attraversano simultaneamente la linea di vista con orbite ugualmente inclinate. La presenza delle due componenti aggiuntive può essere dovuta a due eventi distinti ma simultanei, prodotti da oggetti con orbite differenti.

Questo rinforza l'ipotesi dell'esistenza di un corpo simile a un pianeta perturbatore responsabile di tutta la situazione. Infine, il variare della velocità nello spettro dall'ott. al dic. '89 potrebbe essere spiegato con un cambiamento della direzione dell'asse orbitale del corpo, o con un significativo cambiamento della posizione orbitale ($\sim 20^\circ$), il che implicherebbe un'orbita con periodo di pochi anni.

Riassumendo, si può notare come la frequenza degli eventi spettroscopici sia incostante, seppure elevata a ~ 100 eventi all'anno:

- nell'85-86 si rivelarono variazioni nella riga del Ca II con basso redshift;
- nell'87 si iniziarono a rivelare variazioni nelle righe dell'UV;
- nell'ott. 89 ricomparvero strutture complesse, ma senza redshift;
- nel dic. 89 il redshift fu presente con punte di 100 Kms^{-1} .

Per giustificare tale incostanza Beust e al. (1991) condussero studi completi sulle perturbazioni che un pianeta può indurre su piccoli corpi, cercando di prevedere la geometria di tale incontro. Il primo risultato ottenuto fu che l'orbita del pianeta deve essere ellittica ($e \geq 0.6$). Un'orbita circolare difficilmente spiegherebbe le drastiche differenze temporali nella frequenza degli eventi osservati.

È invece impossibile stabilire il valore della massa del pianeta; nelle simulazioni fu arbitrariamente attribuita prima la massa di Giove e, poi, la massa terrestre ricavando, nei due casi, diversi valori della massa totale presente nel disco e della densità dei corpi. Nel primo caso, la densità di oggetti nel disco è pari a $5 \cdot 10^8$ oggetti A.U.^{-3} e la massa totale è circa $10^{-2} M_\odot$, valore comparabile a quello del Sistema Solare.

Nel secondo caso, la densità di oggetti cresce di un fattore 100 e la massa totale diventa dell'ordine di $1M_\odot$. Non si può escludere, però, che il disco contenga più di un pianeta.

5.2.2 L'osservazione di specie altamente ionizzate

Già dal 1985 fu osservata negli spettri di β Pic l'insolita presenza di righe di specie altamente ionizzate, come l'Al III. Infatti, il flusso stellare UV proveniente da una stella A5V, come β Pic, è insufficiente a produrre una tale ionizzazione. Per capire meglio l'origine di questo fenomeno, furono condotte osservazioni (Deleuil e al., 1993) nell'intervallo delle corte λ UV, dove il flusso continuo stellare è basso. Le osservazioni IUE risalenti al nov.1989 e al dic.1990 coprono l'intervallo di λ $1500\text{\AA} - 1650\text{\AA}$. In questi spettri sono evidenti variazioni del

doppio di righe del C IV e dell'Al III, altamente ionizzati, e delle righe del C I e Al II, due specie debolmente ionizzate.

Le righe dell'Al III, con redshift di 300 Kms^{-1} , furono interpretate come l'evidenza di una struttura di gas ammassata, più compatta del resto della nube, generata da un corpo in caduta sulla stella. Questo dato concorda con il modello dei FEBs, in cui la componente gassosa spostata verso il rosso è quella già evaporata dal corpo, mentre il resto del gas, decelerato dalla pressione di radiazione e pertanto più diluito, va a formare una sorta di coda cometaria. Importante a riguardo è la presenza di una componente spostata verso il blu, con velocità finale di circa 100 Kms^{-1} , osservata dopo una sequenza di spettri in cui non era presente. Questa componente potrebbe essere prodotta dalla coda cometaria sospinta dalla pressione di radiazione, con redshift inferiore rispetto al nucleo cometario.

Le righe di assorbimento dell'Al II sarebbero prodotte dall'evaporazione del gas dal nucleo cometario. Per ionizzare l'Al II ad Al III si suppone siano necessarie, all'interno della coda, successive collisioni con l'ambiente circumstellare. Gli ioni di Al III sarebbero perciò localizzati lontano dal corpo originario e produrrebbero componenti a più bassa velocità. Queste osservazioni potrebbero essere la prima evidenza di una nube di gas permanente attorno alla stella, responsabile delle righe di specie altamente ionizzate.

Le righe del C IV sono osservate in assorbimento sul lato rosso dello spettro e in emissione sul lato blu, come per l'Al II. Anche il C IV potrebbe essere prodotto col medesimo meccanismo di collisioni, però in condizioni di diversa densità e pressione di radiazione dall'Al III. Infatti il C IV, essendo il flusso stellare molto debole a 1500 \AA , non sarà esposto alla pressione di radiazione.

Si hanno poi segnalazioni importanti di specie che sono comunemente presenti negli spettri cometari del sistema solare: le righe del C I e del CO a 1544 \AA . Anche il GHRS (Goddard High Resolution Spectrograph) dell'HST rivelò la presenza di CO molecolare freddo ($\sim 20 \text{ K}$). L'analisi dei dati ottici e dell'HST suggerisce che il gas ionizzato sia vicino alla stella, tra 0.3 e 1 A.U., mentre il CO sarebbe localizzato più lontano, oltre le 10 A.U.

Le osservazioni (Deleuil e al., 2001), nello spettro di $\beta \text{ Pic}$, delle linee di emissione nel lontano UV di C III e O VI sono state ricondotte alla presenza di una regione cromosferica di transizione.

Le osservazioni di emissione X della tripletta dell'O VII (Hempel e al., 2005) hanno portato, invece, a postulare l'esistenza di una corona fredda e di accrescimento di materiale circumstellare localizzato in uno strato di confine.

Una tale attività stellare era totalmente imprevedibile in una stella A5V e ha focalizzato ancor più l'attenzione sulla natura enigmatica delle caratteristiche spettrali associate al sistema di $\beta \text{ Pictoris}$.

5.2.3 Struttura spaziale del disco di gas

La favorevole orientazione di taglio del disco di β Pic consentì precocemente la rilevazione di gas in assorbimento, non fu così per il gas in emissione. Le osservazioni di Brandeker e al. (2004), prima con l'NTT (New Technology Telescope) e poi con il VLT (Very Large Telescope) dell'ESO nell'intervallo di λ 330 nm -1040 nm, produssero ben 88 righe di emissione spazialmente risolte, prodotte da gas in rotazione kepleriana, identificate come emissione da Fe I, Na I, Ca II, Ni I, Ni II, Ti I, Ti II, Cr I, Cr II.

Seguendo l'emissione delle righe più luminose, Na I e Fe I, si osservò una forte asimmetria tra le parti NE e SW del disco, analoga all'asimmetria dell'emissione termica della polvere. L'emissione di gas a NE si estende al limite delle osservazioni, fino a 330 A.U., mentre l'emissione a SW è troncata bruscamente a 150-200 A.U. Inoltre, nella regione più interna, l'emissione a SW domina sull'emissione a NE. Ancora in analogia con il disco di polvere, il disco di gas più interno è inclinato di $5^\circ \pm 2^\circ$ rispetto alla parte più esterna, in particolare sul lato NE.

Lo spessore del disco di gas è di ~ 20 A.U. a 3" (58 A.U.) dalla stella, similmente al disco di polvere, e di ~ 30 A.U. a 6" (116 A.U.) dalla stella, spessore doppio del disco di polvere ad analoga distanza.

Le righe del Ca II mostrano, a 6 " dalla stella, che l'emissione del piano mediano del disco è molto più debole dell'emissione al di fuori del piano mediano, in particolare che gli ioni Ca sono concentrati a 77 A.U. di altezza.

Dalle righe di assorbimento degli stessi ioni fu possibile determinare la velocità eliocentrica di β Pic, pari a 20.0 ± 0.5 Kms⁻¹, e le velocità radiali degli ioni prossime alla velocità del sistema, il che implica la presenza di un meccanismo frenante in azione nel disco.

Infine, risulta che il gas che origina le componenti in assorbimento appartenga al disco di gas osservato in emissione.

5.2.4 Un freno al gas nel disco di β Pictoris

Il gas del disco costituito da ioni metallici è sottoposto a un'apprezzabile pressione di radiazione. Il rapporto β tra pressione di radiazione e forza gravitazionale esprime l'intensità con cui gli ioni vengono accelerati fuori dal sistema o trattenuti nel disco. Essendo per la maggior parte degli ioni nel disco di β Pic il valore di $\beta > 1$, bisogna ipotizzare l'esistenza nel disco di un agente frenante le particelle migranti.

Lagrange e al. (1998) ipotizzarono la presenza di un anello di idrogeno prodotto dai FEBs localizzato vicino alla stella; poiché l'idrogeno neutro non risente della forza di radiazione stellare, si accumulerebbe nella regione di produzione. Gli ioni che risentono, invece, della radiazione stellare sarebbero rallentati temporaneamente in questa regione anulare, producendo le righe stabili di assorbimento. Superata questa zona, verrebbero poi nuovamente accelerati, abbandonando il sistema ad alte velocità.

Diversamente, Brandeker e al. (2004) postulano l'esistenza di un agente frenante differente dall'idrogeno, quale l'ossigeno o specie portanti ossigeno, o la presenza di un campo magnetico toroidale.

Fernandez e al. (2006) esplorano, invece, le interazioni di Coulomb tra particelle cariche e tra ioni e particelle non cariche, inclusi i grani di polvere, come causa del rallentamento del gas stabile. Ritenendo il tempo di vita del gas metallico pari a 10^4 - 10^5 anni, cioè inferiore all'età del sistema, come per la polvere bisogna supporre l'esistenza nel disco di un meccanismo di rifornimento. Tale meccanismo potrebbe essere quello dei FEBs, ma il gas prodotto da tali corpi evaporanti si accumulerebbe vicino alla zona di rilascio, ossia vicino alla stella. Non si spiegherebbe la presenza di gas anche a distanze maggiori. Per Fernandez e al. (2006) il gas verrebbe prodotto principalmente dalle collisioni grano-grano; a conferma di ciò sarebbe la correlazione tra la distribuzione spaziale del gas metallico e quella della polvere. Se i grani di polvere sono in grado di frenare gli ioni, gli ioni in rotazione si muoverebbero come i grani di polvere. La composizione del gas rifletterebbe allora la composizione dei grani.

5.2.5 Un disco di gas ricco di Carbonio

La rilevazione di righe di assorbimento del C II e C III dal FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer) di Roberge e al. (2006) completa l'inventario del gas attorno a β Pic. Le abbondanze di elementi gassosi nel disco di β Pic, ottenute sommando l'abbondanza dei vari stati di ionizzazione per ogni elemento, sono mostrate in tabella e confrontate con le abbondanze di elementi per il Sole, per una condrite carbonacea e per la polvere della cometa di Halley.

Table 2 | Elemental abundances in the β Pic stable gas

| Element | β Pic column density (atoms cm^{-2}) | Sun N (EI) | CI chondrite N (EI) | Halley dust N (EI) |
|---------|--|------------------------------------|------------------------------------|-------------------------------|
| H | $\leq \text{few} \times 10^{19}$ | 2.88×10^{10} | $5.50^{+0.67}_{-0.60} \times 10^6$ | $(1.09 \pm 0.21) \times 10^7$ |
| O | $(3-8) \times 10^{15}$ | $1.41^{+0.17}_{-0.15} \times 10^7$ | $7.55^{+0.36}_{-0.34} \times 10^6$ | $(4.81 \pm 0.59) \times 10^6$ |
| C | $5.0^{+2.3}_{-1.1} \times 10^{16}$ | $7.08^{+0.68}_{-0.62} \times 10^6$ | $7.72^{+1.14}_{-1.00} \times 10^5$ | $(4.40 \pm 0.89) \times 10^6$ |
| N | ... | $1.95^{+0.56}_{-0.44} \times 10^6$ | $5.54^{+0.97}_{-0.82} \times 10^4$ | $(2.27 \pm 0.76) \times 10^5$ |
| Mg | $\geq 2 \times 10^{13}$ | $1.00^{+0.05}_{-0.05} \times 10^6$ | $1.04^{+0.05}_{-0.05} \times 10^6$ | 5.41×10^5 |
| Si | 1×10^{14} | $1.00^{+0.05}_{-0.05} \times 10^6$ | $1.00^{+0.05}_{-0.05} \times 10^6$ | $(1.00 \pm 0.10) \times 10^6$ |
| Fe | $(3.7 \pm 0.5) \times 10^{14}$ | $8.13^{+0.58}_{-0.54} \times 10^5$ | $8.63^{+0.62}_{-0.58} \times 10^5$ | $(2.81 \pm 0.49) \times 10^5$ |
| S | 1×10^{13} | $4.63^{+0.45}_{-0.41} \times 10^5$ | $4.45^{+0.43}_{-0.39} \times 10^5$ | $(3.89 \pm 1.24) \times 10^5$ |
| Al | 4.5×10^{12} | $8.51^{+0.40}_{-0.38} \times 10^4$ | $8.31^{+0.39}_{-0.37} \times 10^4$ | $(3.68 \pm 0.92) \times 10^4$ |
| Ca | $2.6^{+5.3}_{-0.9} \times 10^{13}$ | $6.61^{+0.47}_{-0.44} \times 10^4$ | $6.00^{+0.43}_{-0.40} \times 10^4$ | $(3.41 \pm 1.03) \times 10^4$ |
| Na | $\geq 3 \times 10^{13}$ | $5.75^{+0.41}_{-0.38} \times 10^4$ | $5.75^{+0.41}_{-0.38} \times 10^4$ | $(5.41 \pm 3.24) \times 10^4$ |
| Ni | 1.5×10^{13} | $4.78^{+0.34}_{-0.32} \times 10^4$ | $4.78^{+0.34}_{-0.32} \times 10^4$ | $(2.22 \pm 1.14) \times 10^4$ |
| Cr | 3.5×10^{12} | $1.26^{+0.15}_{-0.14} \times 10^4$ | $1.31^{+0.16}_{-0.14} \times 10^4$ | $(4.86 \pm 1.08) \times 10^3$ |
| P | $\leq 9.3 \times 10^{13}$ | $8.91^{+0.86}_{-0.78} \times 10^3$ | $7.83^{+0.76}_{-0.69} \times 10^3$ | ... |
| Mn | 3×10^{12} | $7.08^{+0.51}_{-0.47} \times 10^3$ | $9.17^{+0.66}_{-0.61} \times 10^3$ | $(2.70 \pm 1.08) \times 10^3$ |
| Zn | $(2-3) \times 10^{11}$ | $1.20^{+0.12}_{-0.11} \times 10^3$ | $1.25^{+0.12}_{-0.11} \times 10^3$ | ... |

La composizione del gas di β Pic è dissimile dai tre corpi di comparazione; in particolare il carbonio è estremamente sovrabbondante rispetto ad ogni altro elemento misurato. Il rapporto C/O e C/Fe di β Pic è 18 e 16 volte il valore solare, rispettivamente. Gli elementi litofili (per es. Mg e Al) hanno all'incirca

abbondanza solare, così come gli elementi siderofili (per es. Fe e Ni); tuttavia, gli elementi litofili in gruppo sono sotto-abbondanti rispetto ai siderofili.

Carbonio e ossigeno non risentono della pressione di radiazione stellare nel disco, visto che la stella è relativamente debole nel lontano UV dove si trovano le forti righe di assorbimento di queste specie. Il carbonio è sovrabbondante anche rispetto ad altri elementi, quale l'ossigeno, che risentono in ugual misura della pressione di radiazione.

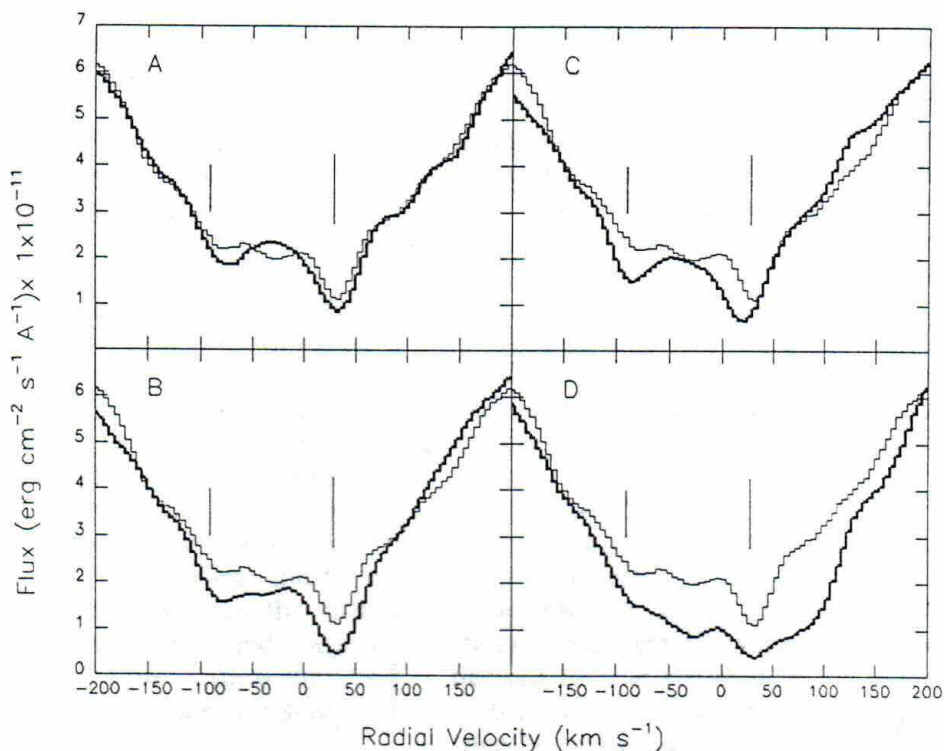
Tutto ciò porta a ritenere che la sovrabbondanza rifletta la composizione del materiale progenitore, che sarebbe stato più ricco di carbonio del materiale analogo del Sistema Solare. La composizione dei planetesimi di β Pic potrebbe, pertanto, essere assai ricca in carbonio.

Poiché il carbonio è abbondante e moderatamente ionizzato nel disco di β Pic, diventa un costituente importante del fluido ionico del disco. Visto, poi, che risente poco della pressione di radiazione stellare, il carbonio esercita un'azione autofrenante sul fluido ionico e contribuisce a tenere il disco di gas stabile in rotazione kepleriana.

5.2.6 Perdita di massa nel sistema di β Pic

Lo studio degli spettri IUE di β Pic ha evidenziato, in aggiunta al gas in caduta, la presenza di "mass outflow" ossia di un flusso di materia allo stato di gas molecolare che si allontana dal sistema con velocità massima di 60 Kms^{-1} . Ricordiamo che questo fenomeno di evaporazione dei composti volatili dalla parte interna del sistema planetario in formazione porta, come è accaduto nel nostro Sistema Solare, alla formazione di pianeti ferro-silicei nella parte interna e a quella di pianeti gassosi nella parte più esterna.

Fig.35 da Bruhweiler e al. (1991) Spettri IUE : evidenza in spettri di β Pic di flusso di massa in allontanamento e in caduta.



In Fig.35 si vedono 4 spettri del profilo della riga di risonanza del Fe II a 2599.395 Å. Tutti i dati sono raffigurati con riferimento allo spettro LWP 8132 che rappresenta una fase inattiva del sistema, dove non si osserva massa in caduta o in uscita o gas stazionario in espansione.

Gli spettri IUE di fig.A mostrano entrambi una netta e simmetrica riga di assorbimento a $+32 \pm 0.5 \text{ Kms}^{-1}$. Questi spettri raffigurano l'involuppo circumstellare di $\beta \text{ Pic}$ in uno stato quiescente, in un intervallo tra episodi di caduta.

Lo spettro di fig.C, comparato allo spettro di riferimento, mostra un assorbimento asimmetrico del Fe II più forte di quello precedente, spostato a $+10 \text{ Kms}^{-1}$. L'assorbimento è rivelabile anche con spostamenti di $-50, -60 \text{ Kms}^{-1}$ dalla componente stazionaria. Questi ultimi dati rappresentano la prima rivelazione di flusso di massa in allontanamento nel sistema di $\beta \text{ Pic}$. Questo flusso è pari a:

$M_{\text{out}} = 1.1 \cdot 10^{-14} M_{\odot} \text{ anno}^{-1}$, che equivale a 1 Massa di Giove in 10^{11} anni.

Con riferimento allo spettro di fig.D, che mostra la più alta velocità di massa in caduta ($v = 200 \text{ Kms}^{-1}$), si è misurato il tasso di massa in caduta trovando il seguente valore:

$M_{\text{in}} = 5.2 \cdot 10^{-13} M_{\odot} \text{ anno}^{-1}$, che equivale a 1 Massa di Giove in $1.9 \cdot 10^9$ anni.

Tale valore è ~ 50 volte più grande della massa in uscita osservata.

Gli spettri IUE dell'86-88 rivelano dunque presenza di:

- gas circumstellare stazionario, ma in espansione
- gas in caduta
- gas in uscita.

Per giustificare la presenza di queste diverse fasi del gas circumstellare, Lagrange e al. (1988) proposero due diversi meccanismi:

1. L'EROSIONE DEL DISCO DI POLVERE ESTERNO. Il materiale solido originatosi nel disco, sotto forma sia di piccoli grani che di corpi di maggiori dimensioni, evapora avvicinandosi alla stella. L'elevato tasso di gas in caduta implica l'esistenza di circa 10-100 comete che ogni anno sfiorano la stella. Questo valore è ben superiore a quello osservato attualmente nel Sistema Solare, ma è comparabile a quello stimato per le sue fasi iniziali. L'immediata implicazione di ciò è che $\beta \text{ Pic}$ possa trovarsi nella cosiddetta *fase di clearing*, una fase dell'evoluzione planetaria in cui si assiste alla rimozione dei frammenti più piccoli.

2. L'EPISODICA FORMAZIONE E DISSIPAZIONE DEL GUSCIO CIRCUMSTELLARE. L'eiezione di un involuppo circumstellare sarebbe rivelata negli spettri come un flusso di massa. Il gas eiettato, che non avesse raggiunto la velocità di fuga, ricadrebbe sulla fotosfera o entrerebbe in orbita stazionaria attorno alla stella. La massima velocità osservata negli spettri è infatti inferiore

alla velocità di fuga fotosferica (-680 Kms^{-1}), il che implica che il materiale eiettato non viene perso dal sistema.

Questo secondo modello è accettabile se il tasso di massa in caduta è comparabile a quello di massa eiettata. Se però ulteriori osservazioni mostreranno che gli eventi di caduta sono più frequenti e duraturi di quelli di eiezione, allora il processo di erosione dal disco di polvere avrebbe il ruolo più importante.

L'età di $\beta \text{ Pic}$ risulta essere $\leq 2 \cdot 10^8$ anni. In tale periodo si calcola che il processo di erosione del disco, ipotizzato da Lagrange e al., abbia portato alla perdita di 10^{29} g di massa, $\sim 10^{-5}$ masse stellari. Una velocità di erosione così elevata potrebbe implicare, nei prossimi 10^8 anni, una cospicua fase di rimozione del materiale solido attualmente presente nel disco, lasciando probabilmente in loco solo i corpi di maggiori dimensioni.

5.2.7 La densità del gas circumstellare di $\beta \text{ Pic}$

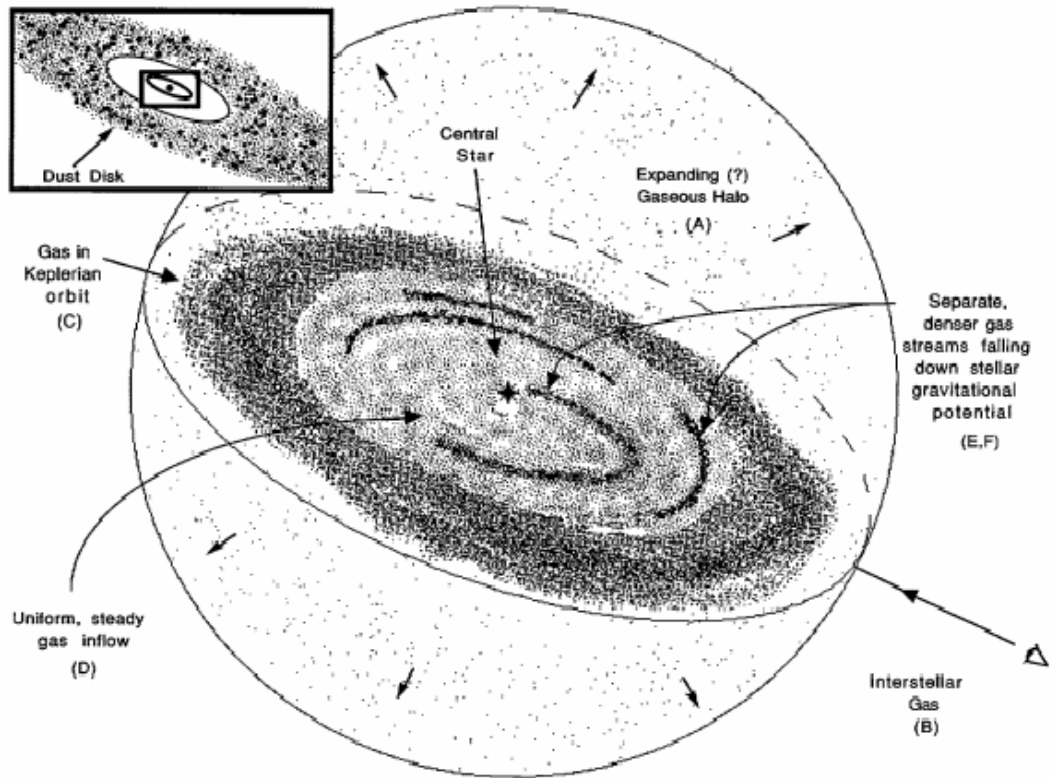
L'osservazione di $\beta \text{ Pic}$ mediante il telescopio spaziale HST, consentì di determinare la densità del gas circumstellare lungo la linea di vista e di mapparne la distribuzione, in funzione della scomposta velocità radiale.

Le osservazioni condotte dal 12 gen. al 4 febb. 1991 coprono l'intervallo di λ 2579-2626 Å, includendo così le righe UV del Fe II. L'attenzione fu posta su alcune righe di assorbimento del Fe II sensibili alla densità e ad eccessi di densità tipici del mezzo intersellare locale. Gli spettri ottenuti rivelano la presenza di diverse componenti nel gas circumstellare: due componenti a bassa densità, due componenti ad alta densità e ancora gas in caduta.

Il confronto tra gli spettri dell'HST e gli spettri IUE contemporanei, ha portato alla constatazione che l'assorbimento prodotto dal gas a bassa densità può variare in tempi superiori alle 3 settimane. Le due componenti a bassa densità, lungo la linea di vista di $\beta \text{ Pic}$, hanno valore $n < 10^3 \text{ cm}^{-3}$. Queste componenti potrebbero essere prodotte anche dal mezzo interstellare locale, ma la loro velocità non è concorde con quella prevista per il vento interstellare.

In *Fig.36* è illustrato un possibile modello che giustifica i differenti eventi osservati negli spettri. In tale modello la maggior parte del gas circumstellare ad alta densità giace in un anello, entro il limite interno del disco di polvere e in orbita kepleriana attorno alla stella. Forze viscosive o instabilità dell'anello sono probabile causa di ulteriori cadute di gas, sotto forma di flussi prolungati o di ondate. Le ondate produrrebbero flussi più densi, che cadono sulla stella e che si manifestano negli spettri come componenti allargate ad alta densità. Il gas a bassa densità è certamente localizzato nell'alone esteso che circonda il sistema, forse in espansione verso lo spazio circostante.

Fig.36 da Boggess et al. (1991) Modello di disco protoplanetario.



CONCLUSIONI

L'osservazione dei dischi circumstellari in questi ultimi vent'anni ha ampliato la nostra conoscenza dell'origine di un sistema planetario, ponendo in forse l'unicità della teoria della nebulosa solare che ben si adatta al sistema di casa, ma non è in grado di giustificare l'esistenza di tutte le tipologie di pianeti extrasolari osservati. Pianeti gassosi di massa gioviana posti a meno di 0.1 A.U. dalla stella sono migrati dalle parti più esterne del sistema, dove questi pianeti si formano, alle regioni più interne, dove vengono rilevati. I meccanismi di tale migrazione non sono ancora ben compresi.

I grani di polvere nei dischi subiscono numerosi processi e, migrando attraverso il disco, cristallizzano nelle regioni più vicine alla stella. La perdita di polvere da parte del sistema, per effetto della pressione di radiazione o del trascinamento di Poynting-Robertson, richiede un continuo rifornimento di polvere da processi collisionali. La polvere inizia così una seconda vita e la storia si ripete in cicli continui.

Una volta avvenuta la formazione planetaria, che ha ripulito il disco delle polveri più fini e lasciato in sede solo i planetesimi di maggiori dimensioni in orbite risonanti a formare i dischi di detriti, il gas è stato in massima parte intrappolato a formare gli involucri gassosi dei pianeti più massicci ed in parte è interessato da processi di depletion sui grani e da fotoevaporazione ad opera della radiazione stellare. In questa fase il disco circumstellare è interessato da processi continui di rifornimento sia di polvere che di gas.

La quantità di questo gas nei dischi di detriti rimane tuttora una questione incerta. La rilevazione indiretta del gas idrogeno, a partire da traccianti molecolari come il CO, fornisce solo un limite superiore alla densità di colonna dell'idrogeno, mentre la rilevazione diretta infrarossa dell'idrogeno descrive l'esistenza di grandi riserve di gas nei dischi osservati, ampliando la possibilità di formazione di pianeti gassosi al di là dei limiti posti precedentemente.

Il rapporto della massa di gas sulla massa di polvere, conseguentemente, è altrettanto incerto. I valori di massa dei dischi ottenuti dall'emissione continua della polvere e dal rapporto $M_{\text{gas}}/M_{\text{polvere}}$ sono pure discordanti.

Le osservazioni a differenti lunghezze d'onda esplorano l'interazione della polvere con la radiazione e forniscono mappe dei dischi apparentemente diverse. La polvere più calda fornisce le mappe nell'infrarosso, le immagini a λ submillimetriche tracciano invece la polvere più fredda. Nel visibile la luce viene diffusa dal disco di polvere e ci fornisce immagini in silhouette di dischi visti di taglio, come nel caso di beta Pictoris. Solo la composizione del puzzle di informazioni ottenute a diverse lunghezze d'onda può darci un'immagine completa dei dischi, in dimensioni e temperatura.

La spettroscopia ci informa della distribuzione del gas e delle specie atomiche e ioniche presenti. Un plasma ionico circonda la stella e forma un disco in rotazione kepleriana, parallelo a quello di polvere. Questo è certo per il disco di beta Pictoris, il prototipo più studiato per la favorevole orientazione.

Lo studio della polvere e del gas di β Pic ha sollevato più volte la questione dell'esistenza di uno più pianeti nel disco. La nostra osservazione del CO ci portò a stimare una massa di gas pari a $0.47 M_{\oplus}$ e ad ipotizzare l'esistenza nel disco di processi di trasformazione del gas per accrescimento di corpi solidi e/o di evaporazione. Tutt'oggi non è ancora stato rilevato alcun pianeta nel disco di β Pic seppure molte evidenze conducano alla sua previsione e avallino la nostra ipotesi. Rivediamole in sintesi:

- La zona centrale del disco appare ripulita della polvere entro le 40 A.U. dalla stella, dimensione comparabile alla fascia di Kuiper e al limite dell'area occupata da pianeti nel Sistema Solare.
- Il disco appare asimmetrico da più punti di vista, una possibile origine di tali asimmetrie potrebbero essere le perturbazioni planetarie.
- Il warp nel profilo di luminosità del disco a 100 A.U. dalla stella supporta l'ipotesi dell'esistenza di un pianeta nelle vicinanze.
- Le orbite risonanti degli anelli di planetesimi nel disco di β Pic riconducono all'esistenza di un pianeta orbitante attorno alla stella.
- Il modello dei FEBs, corpi cometari evaporanti in caduta verso la stella, che ben spiega la variabilità spettroscopica del disco di gas, necessita la presenza di un corpo perturbatore di taglia planetaria responsabile di tali eventi.
- Le variabilità fotometriche di β Pic rilevate possono esser spiegate solo con la presenza di un pianeta occultante periodicamente la stella.

Le questioni aperte sono ancora molte, seppure gli studi dei dischi circumstellari negli ultimi quindici anni abbiano avuto un forte incentivo a seguito dello sviluppo di nuove tecniche osservative. Le ottiche adattive, l'interferometria e i satelliti astronomici hanno ampliato i limiti alla nostra possibilità di esplorare l'Universo, ma, nonostante i progressi raggiunti, ci pongono ancora e sempre di fronte al confine illimitato della conoscenza.

APPENDICE

Astron. Astrophys. 285, 467–468 (1994)

ASTRONOMY
AND
ASTROPHYSICS

CO depletion in the protoplanetary disk of β Pictoris*

Marina Savoldini¹ and Giuseppe Galletta^{1,2}

¹ Dipartimento di Astronomia, Università di Padova, Vicolo dell' Osservatorio, 5, I-35122 Padova, Italy.

² Centro Interdipartimentale Studi e Attività Spaziali, Via Venezia, 1, I-35131 Padova, Italy

Received 11 October 1993 / Accepted 26 November 1993

Abstract. We present the first ^{12}CO ($J=1-0$) observations of β Pictoris, the only star for which a protoplanetary disk has been observed in optical wavelengths also.

The star and its circumstellar region does not present evidence of emission, down to $T_{\text{rms}} = 10$ mK. Our result confirms a similar ^{12}CO deficiency found in previous studies on other stars with IR excess and with presumed protoplanetary disks or rings.

Key words: radio lines: stars – stars: circumstellar matter – stars: individual, β Pic

1. Introduction

Recently, radio observations have shown that a number of stars are surrounded by molecular disks, which are presumed to be the early phase of the formation of a planetary system (Ohashi et al. 1991). According to the models of chemical evolution of our solar system, that assume a segregation of the proto-planetary material across the disk, also these molecular structures sometimes appear to be chemically not homogeneous (van Dishoeck et al. 1990). A later stage along the evolutionary sequence that drives toward the formation of planets should be represented by the Vega-like stars, a category of stars possessing a dust disk which emits in the far infrared (Aumann 1985). Only few of them appear to clearly possess a measurable disk. They are (see Aumann 1991): β Pic (IR extension $D=167$ A.U.), α Lyr (Vega, $D=220$ A.U.), α PsA (Fomalhaut, $D=270$ A.U.), ϵ Eri ($D=70$ A.U.). Also τ_1 Eri revealed a similar dust disk (see Chini et al. 1991).

To study the gas evolution in Vega-like stars, Yamashita et al. (1993) mapped six such stars at the $^{12}\text{CO}(J=1-0)$ wavelength. They are, in addition to the above mentioned α Lyr, α PsA, ϵ Eri, three further stars with IR excess at 60μ : β UMa,

Send offprint requests to: M. Savoldini

* Based on observations made at the European Southern Observatory, La Silla, Chile

β Leo, α CrB. Surprisingly, evidence of CO emission was detected in none of the above stars, indicating a transformation of the gaseous CO by mechanisms of photodissociation or transformation into other carbon-related species (Yamashita et al. 1993).

On this basis, we decided to observe β Pic, the best example of such a type of star with a protoplanetary disk, but not included in the sample of Yamashita et al. (1993).

2. Observations and data reduction

We observed β Pic with the 15m Swedish ESO Submillimeter Telescope (SEST) at La Silla, Chile, during the nights of 14 and 18 September 1993. The 115 GHz (3 mm) frontend receiver was used, containing two Schottky amplifiers with opposite polarizations, coupled with the high-resolution spectrometer. The system was tuned to the $J=1-0$ transition of CO. The *Acousto Optic Spectrometer* (AOS) used was split, and each half connected to a receiver. This yielded two independent spectra, each of 1000 channels covering 43 MHz.

During the observations, the system noise temperature in the different nights was always lower than 750 K for one output and around 900 K for the other one. The halfpower beam width was $43''$, and beam efficiency was $\sim 70\%$. The pointing accuracy, $\sim 3''$, was checked by periodic measurements of a SiO maser source close to the object.

The integration time was about 1.5 hours per nights, divided in single integrations 6-min long. A total integration time of 6 hours was attained; the r.m.s. noise was less than 10 mK.

Data were reduced at ESO by adding the single integrations, separately for the two outputs of different polarization, then fitting a linear baseline to the average of each output and subtracting such a baseline from the spectra. The two output were later combined to improve the sensitivity. The final spectrum is shown in Fig.1.

The integrated antenna temperature between 10 and 22 km s^{-1} , including the position of the CO line expected from β Pic ($\sim 16 \text{ km s}^{-1}$), is $< 0.33 \text{ K km s}^{-1}$. This value poses an upper limit of $1.4 \times 10^{-6} M_{\odot}$ to the molecular gas content of the circumstellar shell.

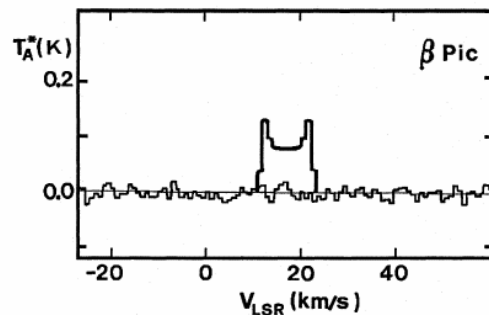


Fig. 1. The flat ^{12}CO spectrum of β Pictoris (thin line), compared with the expected ^{12}CO profile (thick line) for a model of circumstellar rings adapted from Yamashita et al. (1993), as described in the text. The observed antenna temperature results to be one order of magnitude lower than the expected one

3. Discussion

β Pictoris is the only star where the protoplanetary disk has been optically detected (Smith & Terrile 1984). It is quite close to the Earth, 16.4 pc, allowing very detailed observations. The appearance of the disk at optical wavelengths is that of a very elongated, faint structure of almost constant thickness, extended in space ~ 500 A.U., one order of magnitude more extended than our Solar System, excluding the Oort cloud. The disk is quite neutral in color, as observed by Vidal-Madjar et al. (1992), yet in its central part, near 75 A.U. from the center, it becomes redder.

Spectroscopic observations show the presence of narrow circumstellar lines, always shifted toward the red, that appear and disappear in few days (Ferlet et al. 1987; Lagrange-Henry et al. 1987). These narrow lines have been interpreted as due to comet-like objects falling toward the star (Beust et al. 1991). Infalling solid bodies could also be the cause of the high-ionization lines detected (e.g. C IV and Al III), by means of friction with the circumstellar gas (Deleuil et al. 1993).

Concerning the cold gas, the 115 GHz spectrum of β Pic (Fig.1) does not show the presence of CO line emission, despite the high far-IR excess of the star. The measured integrated antenna temperature (< 0.33 K km s $^{-1}$) is very low if compared with the expected value for a molecular disk seen at the distance of β Pic, estimated to be ~ 1.2 K km s $^{-1}$, scaling the model of Yamashita et al. (1993) for other Vega-like stars. In conclusion, our observations, in agreement with the finding of Yamashita et al. (1993), show that in β Pic the CO emission is about one order of magnitude lower than expected if the protoplanetary disk has the same chemical composition as the interstellar clouds.

This result is consistent with a depletion of CO molecules by some mechanism that, in contrast, favours the presence of the dust. In principle, neither the photodissociation by the UV radiation of the central star (type A5V) nor the formation of

organic molecules are fully acceptable processes on the basis of previous studies (Fegly & Prinn 1989; Yamashita et al. 1993).

Our observations, together with the optical and UV studies cited above, suggest that this star is in a quite evolved stage, with an active process of gas transformation by means of accretion of solid bodies or, conversely, evaporation. The continuous variability of the optical features internal to the nebula, probably connected with the formation of planets or planetesimals, should reflect an ongoing change of the disk chemistry. It is not clear yet how, in this general chemical evolution the CO could be transformed or dissociated.

Acknowledgements. This research is supported by the National Research Grant "Astrofisica e Fisica Cosmica" by the M.U.R.S.T..

References

- Aumann, H.H., 1985, *PASP*, 97, 885
- Aumann, H.H., 1991. In: International Conference on The Infrared Spectra of Stars, (Pergamon Press),
- Beust, H., Vidal-Madjar, A., Ferlet, R., 1991, *A&A* 247, 505
- Chini, R., Krügel, E., Kreysa, E., 1990, *A&A* 227, L5
- Deleuil, M., Gry, C., Lagrange-Henry A.-M., et al., 1993, *A&A* 267, 187
- Fegly, B., Prinn R.G., 1989, In: Weaver, H.A., Danly, L. (eds.) The Formation and Evolution of Planetary Systems. Cambridge Univ. Press, New York, p. 171.
- Ferlet, R., Hobbs, L.M., Vidal-Madjar A. 1987, *A&A* 185, 267
- Lagrange-Henri A.-M., Ferlet, R., Vidal-Madjar A., 1987, *A&A* 173, 289
- Ohashi N., Kawabe, R., Hayashi, M., Ishiguro M., 1991, *AJ*, 102, 2054
- Smith B.A., Terrile, R.J., 1984, *Sci*, 226, 1421
- van Dishoeck, E.F., Blake, G.A., Mundy, L.G., 1990, in Formation of Stars and Planets, and the Evolution of the Solar System, ESA, SP-315
- Vidal-Madjar, A., Lecavelier D.E.-L. A., Perrin, G., et al., 1992, *The Messenger*, 69, 45
- Yamashita, T., Handa, T., Omodaka, T., et al., 1993, *ApJ*, 402, L65

This article was processed by the author using Springer-Verlag L^AT_EX A&A style file version 3.

RINGRAZIAMENTI

Con questo mio elaborato termina anche un percorso di studi che ha attraversato una grossa parte della mia vita. In tutti questi anni ho avuto vicino molte persone che mi hanno sostenuto in questa impresa e che, più di me, hanno creduto che prima o poi sarei arrivata qui. Proprio per la speranza e la fiducia trasmessami voglio ringraziare la mia famiglia e le mie amicizie, che in tanti modi mi sono stati d'aiuto.

Desidero ringraziare il prof. Giuseppe Galletta per avermi offerto una opportunità di studio oltremodo speciale e avermi accompagnato sino in fondo negli anni.

Un riconoscimento devo all'European Southern Observatory per aver consentito e finanziato lo svolgimento di parte di questa tesi presso l'Osservatorio Astronomico di La Silla, Deserto di Atacama, Cile.

BIBLIOGRAFIA

Aigen, L. 2005, "Interstellar Grains – The 75TH Anniversary" in *Journal of Physics: Conference Series* 6 (2005), 229–248.

Artymowicz, P. e al. 1989, *Ap. J.*, 337, 494.

Artymowicz, P. 2000, *Space Science Reviews* 92: 69-86.

Artymowicz, P. 2004, "Dynamics of disks with planets" in *Debris Disks and the Formation of Planets: A Symposium in Memory of Fred Gillett ASP Conference Series, Vol.324, 2004.*

Aumann, H.H. e al. 1984, *ApJ*, 278, L23.

Aumann, H.H. 1985, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 97:885-891.

Aumann, H.H. 1985, "Protoplanetary Material around Nearby Stars" in "The Search for Extraterrestrial Life: Recent Developments" *Proceedings of the 112th Symposium of the International Astronomical Union held at Boston University, June 18-21, 1984.* D. Reidel Publishing Company. PAPAGIANNIS, M.D. (ed.).

Aumann, H.H. 1988, *The Astronomical Journal*, 96, 1415-1419.

Aumann, H.H. 1990, *International Conference on "The Infrared Spectra of Stars"*, October 14-20 1990, Montpellier, France.

Aumann, H.H., Good, J. C. 1990, *ApJ*, 350, 408.

Aumann, H.H., Probst, R.G. 1991, *The Astrophysical Journal*, 368, 264-271.

Backman, D. 2004, "Debris Disks: An Overview" in *Debris Disks and the Formation of Planets: A Symposium in Memory of Fred Gillett ASP Conference Series, Vol. 324, 2004.*

Backman, D. e al. 1992, *Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X)*, Vol. 385, Feb. 1, 1992, p. 670-679.

Backman, D., Gillett, F. 1987, "Exploiting the infrared: IRAS observations of the main sequence " in *Lecture Notes in Physics, 1987, Vol. 291, p. 340-350.*

- Backman, D., Paresce, F. 1993, in *Protostars & Planets III*, eds. E. H. Levy & J. I. Lunine (Tucson: Univ. of Arizona Press), p. 1253.
- Beckwith, S.V.W. e al. 1990, *AJ*, 99, 924.
- Beust, H. e al. 1991, *Astron. Astrophys.*, 241, 488-492.
- Beust, H. e al. 1991, *Astron. Astrophys.*, 247, 505-515.
- Black, D.C., Matthews, M.S. (eds.) *Protostars & Planets II*, Univ. Arizona Press, Tucson, 1985.
- Boggess, A. e al. 1991, *The Astrophysical Journal*, 377: L49-L52.
- Brandeker, A. e al. 2004, "The Gas Disk of β Pictoris" in *Debris Disks and the Formation of Planets: A Symposium in Memory of Fred Gillett ASP Conference Series*, Vol. 324, 2004.
- Brandeker, A. e al. 2004, *Astron. Astrophys.*, 413, 681-691.
- Bruhweiler, F. e al. 1991, *The Astrophysical Journal*, 371:L27-L31.
- Chen, C.H. e al. 2004, *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 36, p 722.
- Chini, R. e al. 1990, *A&A*, 227, L5 (CKK).
- Chini, R. e al. 1991, *Astron. Astrophys.*, 252, 220-228.
- Clampin, M. e al. 1995, *Astrophysics and Space Science*, Vol. 224, 399.
- Crifo, F. e al. 1997, *A&A*, 320, L29.
- Deleuil, M. e al. 1993, *Astron. Astrophys.*, 267, 187-193.
- Deleuil, M. e al. 2001, *The Astronomical Journal*, 557: L67-L70.
- Dent, W.R.F. e al. 1995, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 277, Issue 1, pp. L25-L29.
- Dent, W.R.F. e al. 2000, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 314, Issue 4, pp. 702-712.
- Diner, D.J., Appleby, J.F. 1986, *Nature*, 322, 436.
- Draine, B.T., Lee, H.M. 1984, *ApJ*, 285, 89.
- Duley, W.W. e al. 1989, *MNRAS*, 236, 709.

Dutrey, A. 2000, "Images of Protoplanetary Disc from Millimeter to Near-Infrared Wavelengths" in Disks, Planetesimal and Planets ASP Conference Series, Vol. 219, 2000.

Dutrey, A. e al. 1997, A&A, 317, L55.

Ferlet, R. e al. 1987, Astron. Astrophys., 185, 267-270.

Fernandez, R. e al. 2006, The Astronomical Journal, 643: 509-522.

Freudling, W. e al. 1995, A&A, 301, 231.

Galletta, G., Sergi, V. 2005, Astrobiologia: le Frontiere della Vita, Ed. Hoepli, Milano.

Gehrels, T. (ed.), Protostars & Planets I, Univ. Arizona Press, Tucson, 1978.

Gillett, F. C. 1986, in Light on Dark Matter, ed. F. P. Israel (Dordrecht: D. Reidel Co.), Ap. Space Sci. Lib., 124, 61.

Gliese, W. 1969, Catalog of Nearby Stars, Pub. Astr. Rechen-Institut, Heidelberg, No. 22.

Golimowski, D.A. e al. 2006, The Astronomical Journal, 131:3109-3130.

Gorkavyi, N. e al. 2000, eprint arXiv:astro-ph/0012470.

Greaves, J.S., Holland, W.S. 2000, "Submillimeter Studies of Dusty Debris around Nearby Stars" in Disks, Planetesimal and Planets ASP Conference Series, Vol. 219, 2000.

Greenberg, J.M. 1978, in Cosmic Dust, ed. J.A.M. McDonnell (New York: Wiley), 187.

Guilloteau, S., Dutrey, A. 1998, A&A, 339, 467.

Harper, D. A. e al. 1984, ApJ, 285, 808.

Hatzes, A.P. e al. 2000, ApJ, 544, L145.

Heap, S.R. e al. 2000, The Astrophysical Journal, 539: 435-444.

Heinrichsen, I. e al. 1999, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Volume 304, Issue 3, p. 589.

Hempel, M. e al. 2005, Astron. Astrophys., 440, 727-734.

Hinkle, K.H., Brittain, S.D. 2005, "Detection of Vibration-Rotation CO Lines in β Pic" in Protostar and Planets V, 2005.

- Hoffleit, D. 1982, *The Bright Star Catalog* (New Haven: Yale University Observatory).
- Jura, M. 2004, "Gas in Debris Disks" in *Debris Disks and the Formation of Planets: A Symposium in Memory of Fred Gillett ASP Conference Series*, Vol. 324, 2004.
- Jura, M. e al. 1993, *ApJ*, 418, L37.
- Kalas, P. e al. 2000, *The Astrophysical Journal*, 530: L133-L137.
- Kamp, I., Bertoldi, F. 2000, *Astron. Astrophys.*, 353, 276-286.
- Kenyon, S. J., Bromley, B.C. 2004, *The Astronomical Journal*, 127:513-530.
- Koerner, D. 2005, "The Legacy of Beta Pictoris", in *Proc. of the Miniworkshop on Nearby Resolved Debris Disks*. October 19-20, 2005. STSI, Baltimore, MD, USA, p 17.
- Kruger, E. 1989, "Extrasolar Planetary Material" in *Physical Processes in Fragmentation and Star Formation*, Kluwer Academic Publishers, Vol. 162.
- Lagage, P., Pantin, E. 1994, *Nature*, 369, 628.
- Lagrange, A.M. e al. 1988, *A&A*, 190, 275.
- Lagrange, A.M. e al. 1992, *Astron. Astrophys.*, 264, 637-653.
- Lagrange, A.M. 1998, "Star Formation and Beta Pictoris" in *The Scientific Impact of the Goddard High Resolution Spectrograph ASP Conference Series*, Vol. 143, 1998.
- Lagrange, A.M. e al. 1998, *A&A*, 330, 1091.
- Lagrange, A.M. e al. 2000, in *Protostars and Planets IV*, eds. V. Mannings, A. P. Boss, & S. S. Russell, (Tucson: Univ. of Arizona press), p. 639.
- Lecavelier des Etangs, A. e al. 2001, *Nature* 412, 706-708.
- Li, A., Greenberg, J.M. 1997, *A&A*, 323, 566.
- Liseau, R., Artymowicz, P. 1998, *Astron. Astrophys.*, 334, 935-942.
- Liseau, R. 1999, *Astron. Astrophys.*, 348, 133-138.
- Mathis, J.S e al. 1977, *ApJ*, 217, 425.

Mathis, J.S. 1990, "Interstellar Dust and Extinction" in *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 1990. 28: 37-70.

Mouillet, D. e al. 1997, *A&A*, 324, 1083-1090.

Muench, A.A. e al. 2001, *ApJ*, 558, L51.

Nakano, T., "Protoplanetary Disks: theory and observation by millimeter and sub-millimeter arrays" to appear in *Recent Development in Millimeter-wave and Infrared Astronomy*, Proceedings of the Northeast Asian Regional Meeting, November 1992.

Nakano, T. 1990, *The Astrophysical Journal*, 355: L43-L45.

Natta, A. 2004, "Circumstellar Disks in Pre-Main Sequence Stars" in *Debris Disks and the Formation of Planets: A Symposium in Memory of Fred Gillett ASP Conference Series*, Vol. 324, 2004.

Natta, A. e al. 2006, "Dust in Proto-Planetary Disks: Properties and Evolution" in *Protostars and Planets V*, University of Arizona Press, Tucson, 2007 p.767-781.

Ohashi, N. e al., "Observations of 11 Protostellar Sources in Taurus with Nobeyama Millimeter Array: Growth of Circumstellar Disks", to appear in *A.J.*, Dec.1991.

Okamoto, Y.K. e al. 2004, *Nature* 431, 660-663.

Ozernoy, L.M. e al. 2000, *ApJ*, 537, L147.

Pantin, E. e al. 1999, *The Universe as Seen by ISO*, p 385.

Papagiannis, M.D. (ed.), "The Search for Extraterrestrial Life: Recent Developments" Proceedings of the 112th Symposium of the International Astronomical Union held at Boston University, June 18-21, 1984. D. Reidel Publishing Company.

Paresce, F., Artymowicz, P. 1989, "On the Nature of the Beta Pictoris Circumstellar Nebula" *Lectures Notes in Physics*, 1989.

Paresce, F., Burrows, C. 1987, *ApJ. Lett.*, 319, L23.

Paresce, F. 1991, *Astron. Astrophys.*, 247, L25-L27.

Rice, W.K.M e al. 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, Volume 372, Issue 1, pp. L9-L13.

Roberge, A. e al. 2000, *ApJ*, 538, 904-910.

Roberge, A. e al. 2002, *ApJ*, 568, 343.

- Roberge, A. e al. 2006, *Nature* 441, 724-726.
- Sadakane, K., Nishida, M. 1986, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 98: 685-689.
- Sargent, A.I., Beckwith, S.V.W 1993, *Physic Today* april 1993.
- Savoldini, M., Galletta, G., 1994, *Astron. Astrophys.*, 285, 467-468.
- Smith, B.A. e al. 1992, *Astron. Astrophys.*, 261, 499-502.
- Smith, B.A., Terile, R.J. 1984, *Science*, 226, 1421-1424.
- Su, K. 2005, "Spitzer's View of beta Pictoris System" in *Proc. of the Miniworkshop on Nearby Resolved Debris Disks*. October 19-20, 2005. STSI, Baltimore, MD, USA, p 35.
- Su, K.Y. e al. 2005, "Spitzer's View on Resolved Debris Disks" in *Workshop on Dust in Planetary System 2005*.
- Tamura, M. e al. 2006, *The Astrophysical Journal*, 641: 1172-1177.
- Telesco, C.M. e al. 1988, *Nature*, 335, 51.
- Telesco, C.M., Knacke, R.F. 1991, *The Astrophysical Journal*, 372: L29-L31.
- Telesco, C.M. e al. 2005, *Nature*, 433, 133-136.
- Testi, L. e al. 2001, *ApJ*, 554, 1087.
- Thebault, P., Augeraeu, J.C. 2005, *Astron. Astrophys.*, 437, 141-148.
- Thi, W.F. e al. 2001, *Nature*, 409, 60-63.
- Thornqvist, M. 2004, "Disk planet interaction during the formation of extrasolar planets", *Examensarbete i Astronomi / Rymd- och Plasmafysik 20p Juni 2004 Nr: 02*.
- Van den Ancker, e al. 2001, *A&A*, 369, L17.
- Van de Kamp, P. 1971, *Ann. Rev. Astr. Ap.* 9, 103.
- Van Dishoeck, E.F. e al. 1990, " The Cosmochemistry of Protostellar Matter" in *Proceedings of the 24th ESLAB Symp. on the Formation of Stars and Planets and the Evolution of the Solar System*, Friedrichshafen, 17-19 Sept. 1990 (ESA P-3154, Nov. 1990). 27-34.

Vidal-Madjar, A. e al. 1992, "Observation of the Central Part of the β Pictoris Disk with an Anti-Blooming CCD", *The Messenger*, 69, 45-48.

Wahhaj, Z. e al. 2002, *The Astrophysical Journal*, 581: L000-L000.

Walker, H.J. 2002, "Resolving Dust Discs and Debris Discs in the Far Infrared" in Proc. of the "ISOPHOT Workshop on P32 Oversampled Mapping", Feb/Mar 2001, Villafranca, Spain & Pasadena, USA (ESA SP-482, August 2002).

Walker, H.J., Heinrichsen, I. 2000, *Icarus* 143, 147-154.

Welsh, B.Y. 2004, "Is Beta Pictoris a Typical Young Planetary Disk System?", in *Debris Disks and the Formation of Planets: A Symposium in Memory of Fred Gillett ASP Conference Series, Vol. 324, 2004.*

Woolley, R. e al. 1970, *Royal Obs. Ann.*, No. 5.

Yamashita, T. e al. 1993, *ApJ*, 402, L65.

Zuckerman, B. e al. 1995, *Nature* 373, 494-496.

Zuckerman, B. e al. 2001, *The Astrophysical Journal*, 562: L87-L90.