

# Les étoiles de Herbig

## Sommaire

---

<b>1.1</b>	<b>Définition observationnelle . . . . .</b>	<b>3</b>
<b>1.2</b>	<b>Évolution des étoiles de Herbig . . . . .</b>	<b>4</b>
<b>1.3</b>	<b>Propriétés des étoiles de Herbig . . . . .</b>	<b>5</b>
<b>1.4</b>	<b>L'environnement circumstellaire des HAeBes . . . . .</b>	<b>10</b>

---

## 1.1 Définition observationnelle

Les étoiles connues aujourd'hui sous le nom d'étoiles Ae/Be de Herbig (ou HAeBes) ont été identifiées dès 1960 par Georges Herbig, qui pensait qu'il devait exister des contreparties vers les grandes masses aux étoiles T Tauri (Herbig 1960). Par définition, il s'agit donc d'objets pré-séquence principale, ayant des masses comprises typiquement entre deux et huit masses solaires. Ces étoiles étant beaucoup plus lumineuses que les T Tauri, on peut s'attendre à ce qu'un nombre significatif d'entre elles soit détectable à des distances raisonnables du Soleil.

Quatre critères ont initialement servi de définition observationnelle pour cette classe d'étoiles. Ces critères sont les suivants :

1. Les candidats doivent être de type spectral A ou B : ce critère permet d'être certain de ne sélectionner que des objets de masse intermédiaire,
2. Ils doivent avoir des raies en émission dans leur spectre : ce critère, introduit par analogie avec ce que l'on connaissait à l'époque des étoiles T Tauri, était considéré comme un signe de jeunesse,
3. Ils doivent être à proximité ou enfouis dans une région de forte extinction : il s'agit là d'un second critère de jeunesse, car une étoile jeune n'a pas eu le temps de s'éloigner de son nuage parent,
4. Ils doivent illuminer une nébuleuse par réflexion : ce dernier critère permet d'éliminer les objets qui ne se trouvent à proximité d'un nuage sombre que par un effet de projection.

Partant de ces critères de sélection, Herbig (1960) proposa une liste de 26 étoiles. Finkenzeller & Mundt (1984) ont étendu cette liste à 57 étoiles. Cependant, quelques

compléments peuvent être apportés à la définition observationnelle des étoiles de Herbig. En effet, plusieurs objets de type HAeBe ont été découverts mais ne répondent pas à tous les critères observationnels initialement proposés (Thé et al. 1994; Waters & Waelkens 1998; Malfait et al. 1998). En particulier, le sondage *IRAS* (dans l'infrarouge lointain) a révélé un certain nombre de candidats HAeBe qui paraissent être isolés, c'est à dire qu'ils ne sont ni associés à un nuage, ni dans une région active de formation stellaire. Actuellement la famille des étoiles de Herbig compte environ 300 membres (Thé et al. 1994; Vieira et al. 2003).

## 1.2 Évolution des étoiles de Herbig

Pour s'assurer de la nature pré-séquence principale des étoiles de Herbig, de nombreux travaux ont été menés sur leur statut évolutif (e.g. Palla & Stahler 1993; van den Ancker et al. 1997a,b; Testi et al. 1999), qui ont confirmé que ces étoiles n'avaient pas encore atteint la séquence principale, mais étaient situés sur des trajets d'évolution vers la séquence principale (Hayashi 1965) pour des masses supérieures à deux masses solaires (voir Figure 1.1). Une telle position dans le diagramme HR indique que les HAeBes sont dans une phase radiative de contraction quasi-statique vers la séquence principale, et les modélisations montrent que dans tous les cas, elles ne possèdent pas de zone convective externe (Iben 1965; Gilliland 1986).

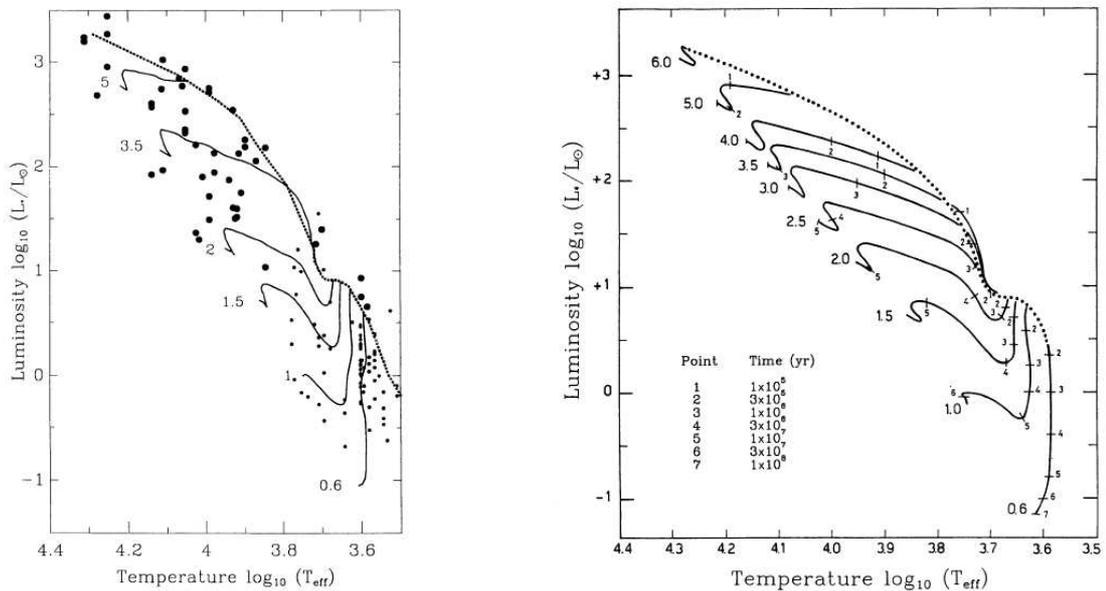


FIG. 1.1 – *A gauche* : distribution observationnelle d'étoiles jeunes dans le diagramme HR. Les cercles pleins représentent les étoiles HAeBe, et les points, les étoiles T Tauri. *A droite* : tracé évolutif dans le diagramme HR pour des étoiles de faible masse et de masse intermédiaire. Chaque tracé est référencé par la masse à laquelle il correspond (en  $M_\odot$ ). Pour chaque masse, l'évolution commence sur la ligne de naissance (en pointillés) et se termine sur la ZAMS (*Zero Age Main Sequence*). D'après Palla & Stahler (1993).

Les travaux de Palla & Stahler (1993) ont montré que les étoiles de masse supérieure à  $8M_{\odot}$  ne passent pas par la phase pré-séquence principale car la fusion de l'hydrogène commence dès la phase de contraction proto-stellaire. Ces étoiles étant très massives, la gravité engendre une contraction très forte et donc la température du cœur atteint, dès le début de la phase de contraction, la température nécessaire pour la fusion de l'hydrogène. Ces étoiles rejoignent donc dès leur naissance la séquence principale. Ainsi, plus la masse de l'étoile est grande, plus le temps nécessaire pour atteindre la ZAMS est court.

## 1.3 Propriétés des étoiles de Herbig

Actuellement, des observations d'étoiles de Herbig ont été réalisées dans des domaines spectraux couvrant les longueurs d'onde allant des rayons X jusqu'aux ondes radio, et ont montré un certain nombre de phénomènes communs à la majorité de ces étoiles, comme la présence de vents stellaires, de flots bipolaires, d'accrétion, de disques circumstellaires et d'enveloppes.

### 1.3.1 Excès infrarouge

Les observations ont montré que la plupart des étoiles de Herbig présentent un certain nombre de caractéristiques communes aux étoiles T Tauri. En particulier, la distribution spectrale d'énergie (SED pour *Spectral Energy Distribution*) des étoiles de Herbig est caractérisée par un fort excès infrarouge, submillimétrique et millimétrique (Hu et al. 1989; Hillenbrand et al. 1992; Malfait et al. 1998), ainsi qu'une forte extinction dans l'ultraviolet (Sitko 1981; Thé et al. 1986), qui indiquent la présence d'une masse significative de poussières circumstellaires (voir Figure 1.2). Ces poussières induisent une absorption notable dans la partie UV du spectre stellaire et réémettent l'énergie absorbée dans l'infrarouge (e.g. Hillenbrand et al. 1992; Meeus et al. 2001).

Le température des poussières circumstellaires peut varier de plusieurs ordres de grandeur en fonction de la distance à l'étoile. L'émission thermique des poussières s'observe donc à différentes longueurs d'onde (de 1 à plus de  $100\mu m$ ) en fonction de la température (Beckwith 1999). Par conséquent, la photométrie dans les domaines sub-millimétrique et millimétrique peut être utilisée pour déduire la masse des poussières, car à ces longueurs d'onde, la poussière est froide et optiquement mince (Hillenbrand et al. 1992; Jura et al. 1995).

### 1.3.2 Variabilité photométrique

Les variations de brillance sont devenues une des caractéristiques définissant les étoiles pré-séquence principale, qu'il s'agisse des étoiles T Tauri ou des HAeBes (Appenzeller & Mundt 1989; Thé et al. 1994). La variabilité photométrique dans le domaine optique est le phénomène variable le plus étudié. Trois types principaux de variations photométriques dans le domaine optique sont distingués :

- une augmentation brutale de la magnitude suivie d'une décroissance très lente sur des périodes de plusieurs années qui peut être la conséquence de variations de l'extinction circumstellaire ou de l'éjection de l'enveloppe circumstellaire (Friedemann et al. 1992; Shevchenko et al. 1997).

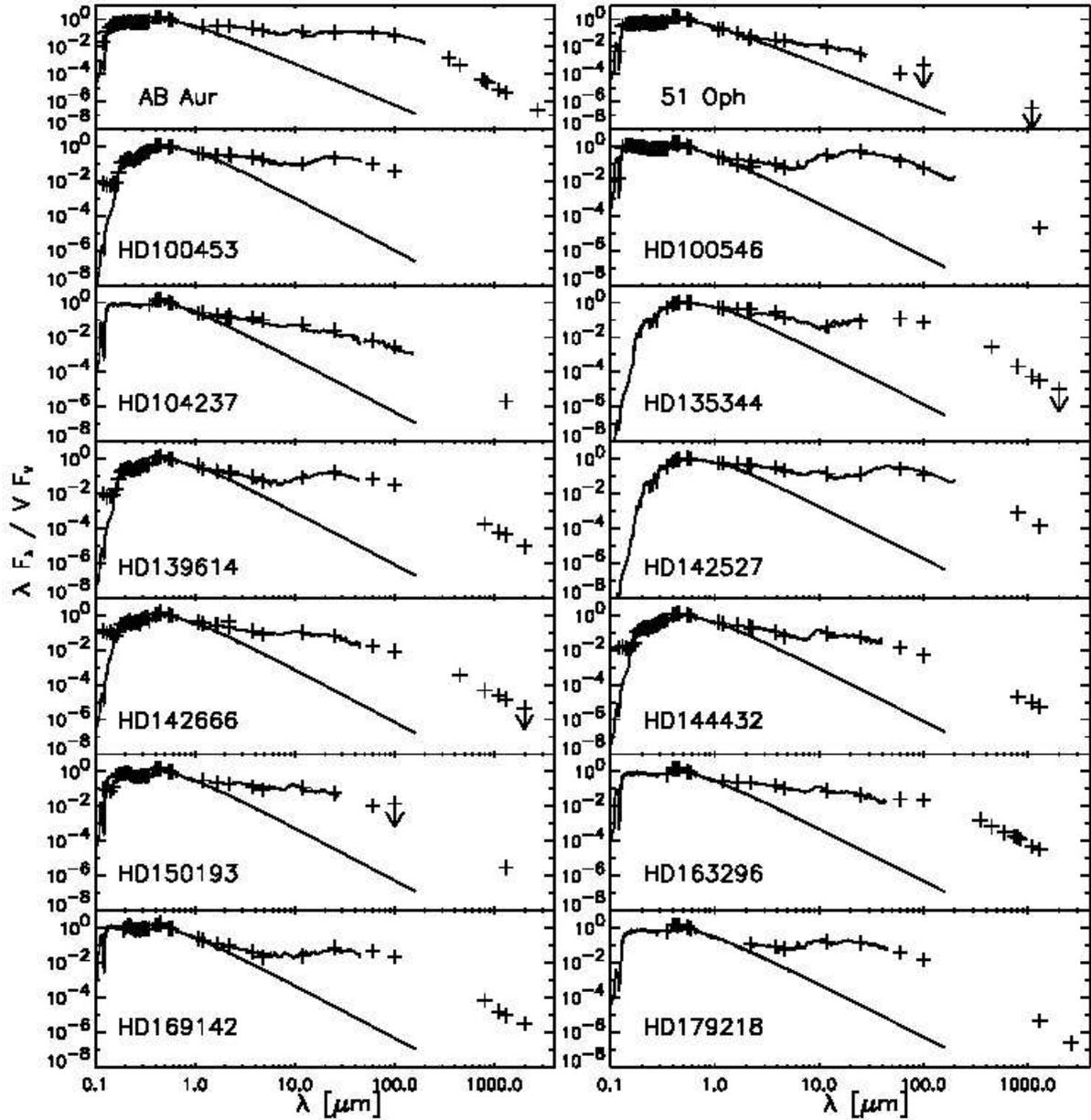


FIG. 1.2 – Spectres *ISO* de 14 étoiles de Herbig superposés à la distribution spectrale d'énergie théorique. Les croix représentent les observations. Les traits pleins dans le domaine visible représentent les ajustements des données optiques par des modèles d'atmosphères stellaires de Kurucz. Les traits pleins superposés aux observations dans l'IR représentent les observations réalisées avec *ISO* (Meeus et al. 2001).

- des variations de faible amplitude ( $< 0.5$  mag en V) sont observées, et sont dues à l'activité de la photosphère et de la chromosphère (Catala et al. 1993; Herbst 1994) ou aux pulsations de l'étoile (Kurtz & Marang 1995).
- Le type de variation le plus étudié est celui des étoiles de type UX Ori, caractérisé par une chute soudaine de la brillance de plus de 3 magnitudes en V, accompagnée par une augmentation du rougissement, suivie d'un lent rétablissement pendant les semaines suivantes (Grinin et al. 1996). Ces variations sont attribuées aux variations de la densité de colonne de la poussière circumstellaire sur la ligne de visée, en direction de l'étoile (e.g. Finkenzeller & Mundt 1984). Elles montrent que l'enveloppe de poussière qui entoure l'étoile n'est pas homogène mais présente des zones de sur-densité (*clumps*). Le nombre d'étoiles présentant ce type de variations est certainement sous-estimé. En effet, les importantes chutes de magnitude sont observées uniquement pour des étoiles de type plus tardif que A0 (Finkenzeller & Mundt 1984; Natta et al. 2001). Les études de photométrie des étoiles de Herbig de van den Ancker et al. (1998) avec les données *Hipparcos* confirment cette conclusion. Elles suggèrent que le manque d'étoiles de Herbig Be fortement variables est dû au fait que ces étoiles sont, pour la plupart, invisibles en optique pendant leur phase d'accrétion pré-séquence principale.

Des variations similaires ont été observées dans le proche infrarouge. Natta et al. (2001) ont suggéré que ces variations étaient dues à la photo-évaporation de la poussière au niveau du bord interne d'un disque circumstellaire ouvert et optiquement épais. Cette variabilité serait donc liée à la variation de luminosité du disque ainsi qu'à des modifications dans sa structure (Carpenter et al. 2001).

Ces variations photométriques dans l'infrarouge semblent parfois être corrélées aux variations dans le domaine optique. Dans le cas où les variations optique et IR sont simultanées et identiques, elles sont probablement dues à des mécanismes affectant directement la photosphère. Lorsque les variations optiques et IR sont simultanées et différentes, il semble que les variations photosphériques soient accompagnées de variations dans la structure du disque circumstellaire (Eiroa et al. 2002).

### 1.3.3 Caractéristiques spectroscopiques

Contrairement aux spectres des étoiles de même type spectral de la séquence principale, les spectres des étoiles de Herbig présentent des raies d'émission (Herbig 1960). Ils présentent également des variations complexes aussi bien pour les raies d'émission que pour celles d'absorption.

#### Chromosphères

L'existence autour des HAeBes de régions chauffées à des températures supérieures à celle de la photosphère est attestée par la présence, dans leur spectre, de raies correspondant à des éléments très ionisés et/ou excités, qui sont normalement absents des photosphères classiques des étoiles de même type spectral de la séquence principale. Ces raies sont observées aussi bien dans le visible (He I 5876 Å, ...) que dans l'ultraviolet (C IV 1548 Å, Si III 1394 Å, N V 1240 Å, ...), et plus récemment dans le domaine des ultraviolets

lointains (FUV) observées avec *FUSE* (CIII 977 Å, O VI 1032-1038 Å, CIII\* 1176 Å, e.g. Deleuil et al. 2004, 2005). De même on observe des composantes en émission pour des raies qui normalement devraient être observées en absorption ( $H\alpha$ , Mg II 2795 Å, ...), ce qui traduit là aussi une origine non photosphérique. Le flux ionisant des HAeBes étant trop faible pour expliquer ces niveaux d'ionisation et/ou d'excitation, cela implique l'existence d'un phénomène de dissipation d'énergie non radiative au-dessus de la surface de ces étoiles. Dans le cas d'AB Aur, cette région chaude a été expliquée par un modèle de chromosphère étendue (Catala & Talavera 1984; Catala & Kunasz 1987; Bouret & Catala 1998, 2000). Ce modèle a été également validé dans le cas des étoiles de Herbig de type spectral B9 à B7, HD250550, BD+46°3471, BD+61°154 (Bouret & Catala 1998).

Une chromosphère, selon ces modèles, peut s'étendre sur plusieurs rayons stellaires. Au dessus de la photosphère, la température est très nettement supérieure à la température effective de l'étoile, et décroît pour atteindre un palier de l'ordre de quelques milliers de Kelvins à une distance de quelques rayons stellaires. Il faut garder en mémoire que cette définition d'une chromosphère est sensiblement différente de celle d'une chromosphère classique (de type Solaire). Notamment, cette définition regroupe sous une même appellation des régions qui sont habituellement distinguées, comme les couronnes et les "zones de transition" qui relient ces dernières aux chromosphères.

### Les vents stellaires

Finkenzeller & Mundt (1984) ont publié un catalogue de 57 étoiles Ae/Be de Herbig, et ont montré qu'on pouvait les séparer en trois classes différentes en fonction de leur profil  $H\alpha$ . La première classe est constituée d'étoiles présentant un double pic en émission, la seconde regroupe les étoiles dont la raie a un profil simple pic en émission, et la troisième classe contient les étoiles présentant un profil P Cygni. Sur cet échantillon, 50% des étoiles présentent un double pic, 25% un simple pic et 20% un profil P Cygni. Les étoiles appartenant à la classe des P Cygni, comme AB Aur, possèdent toutes des vents stellaires dans lesquels se forment les raies (e.g. Bouret et al. 1997; Bouret & Catala 2000), alors que l'origine des raies pour les deux autres classes reste un sujet de controverse.

De plus, la composante en absorption de la raie  $H\alpha$  de certaines étoiles de Herbig comme HD250550 ou AB Aur, varie sur des échelles de temps allant de quelques heures à quelques mois (Boehm et al. 1996) et quelque fois disparaît complètement pour ne laisser qu'une raie  $H\alpha$  en émission simple (Pogodin 1994). Ceci suggère que l'appartenance à une classe donnée n'est pas liée à un effet d'évolution, d'inclinaison ou de masse, mais plutôt à l'activité magnétique de l'étoile (Pogodin 1994).

### Accrétion

Les très forts excès de flux dans l'infrarouge sont souvent considérés comme des signatures d'un disque en accrétion autour des étoiles. Hillenbrand et al. (1992) ont montré qu'il était possible de reproduire, avec un modèle de disque de poussière plat et optiquement épais, l'excès dans le proche infrarouge d'une large majorité d'étoiles de Herbig de leur échantillon. Si l'excès UV des étoiles de Herbig est interprété en terme d'accrétion, les taux d'accrétion sont de l'ordre de  $10^{-7}$  à  $10^{-8} M_{\odot} \text{ an}^{-1}$  (Blondel & Djie 1994), c'est à dire bien plus faibles que ceux estimés pour les T Tauri ( $\sim 10^{-5} M_{\odot} \text{ an}^{-1}$ ). Or, les taux d'accrétion utilisés pour reproduire la distribution spectrale d'énergie par Hillenbrand

et al. (1992) sont beaucoup plus importants ( $\sim 10^{-5}$  à  $10^{-6} M_{\odot} \text{ an}^{-1}$ ). De plus, dans le cas d'AB Aur, ces taux ne sont pas compatibles avec l'absence de "veiling" des raies photosphériques démontrée par Böhm & Catala (1993).

L'observation de profils P Cygni inverses dans le domaine ultraviolet pour les raies du CIV, du Mg II ou du Na I ainsi que dans le domaine visible pour He I et O I, a été interprété comme étant due à l'accrétion inhomogène de matière circumstellaire, c'est à dire à la présence de corps de type cométaires chutant sur l'étoile (Grady et al. 1996). Plus récemment, l'analyse de spectres de plusieurs étoiles de Herbig ont montré des variations sur des échelles de temps allant de une heure à plusieurs années dans les raies d'émission sur des vitesses de plus de  $100 \text{ km s}^{-1}$  qui pourraient être dues à de l'accrétion magnétosphérique (Catala et al. 1999; Deleuil et al. 2004).

### Les raies interdites

Un des critères de classification des étoiles de Herbig est la présence dans leur spectre de raies d'émission. En particulier, de nombreuses raies interdites de divers éléments chimiques (C I, N II, O I, O II, S II, Ca II, Fe II, ..., e.g. Hamann 1994; Böhm & Catala 1994) ont été observées dans les spectres de la plupart des HAeBes. L'origine de ces raies dans l'environnement circumstellaire des étoiles reste un sujet de débat (e.g. Hamann 1994; Böhm & Catala 1994; Corcoran & Ray 1997; Hernández et al. 2004; Acke et al. 2005).

Il est admis aujourd'hui que les raies symétriques très décalées vers le bleu (de plusieurs centaines de  $\text{km s}^{-1}$ ) observées dans quelques sources sont dues à des jets dont la contrepartie décalée vers le rouge est occultée par le disque.

Par contre, l'origine des raies symétriques très peu décalées est beaucoup moins claire. Böhm & Catala (1994) ont suggéré que, comme pour les T Tauri, ces raies (en particulier la raie de [O I] à  $6300.31 \text{ \AA}$ ) pouvaient se former dans les parties les plus externes du vent stellaire. Par analogie avec les étoiles T Tauri, en supposant que la raie de [O I] à  $6300.31 \text{ \AA}$  se forme dans le vent de l'étoile, si l'étoile possède un disque de poussières, la partie arrière du vent (celle qui s'éloigne de l'observateur) est cachée par le disque. La raie apparaît alors décalée vers le bleu et sa forme n'est plus symétrique. Par conséquent, l'absence d'asymétrie pour les raies interdites de [O I] dans l'échantillon d'étoiles analysé par Böhm & Catala (1994) semble contradictoire avec l'existence de disques circumstellaires.

Or, Corcoran & Ray (1997, 1998) ont publié une liste d'étoiles Ae/Be de Herbig ayant des raies de [O I] asymétriques. Ces auteurs ont suggéré que de telles raies d'émission peuvent provenir d'un faible vent de disque, de même que Acke et al. (2005) ont montré que l'on peut reproduire ces raies d'émission à l'aide d'un modèle de disque ouvert (Dullemond et al. 2001). A partir de leur modélisation, ces derniers ont montré que les raies de [O I] peuvent se former dans l'atmosphère du disque.

Par ailleurs, dans de très rares cas, comme l'étoile de Herbig HD100546, la raie d'émission de [O I] à  $6300.31 \text{ \AA}$  présente un profil en double-pic, mettant en évidence la rotation Képlérienne du disque de cette étoile (Acke et al. 2005).

## 1.4 L'environnement circumstellaire des HAeBes

Un grand intérêt est porté actuellement sur la distribution spatiale de la matière circumstellaire autour des étoiles de Herbig. La présence d'un disque et/ou d'une enveloppe a déjà été démontrée dans certains cas, mais généralement, la géométrie de l'environnement circumstellaire est très discutée. Les conclusions concernant la distribution spatiale de la matière circumstellaire diffèrent souvent en fonction du type d'observations (imagerie directe, interprétation de la SED ou spectroscopie). Cependant, il est généralement admis que la phase T Tauri est accompagnée de la présence d'un disque circumstellaire. Les étoiles de Herbig étant les contreparties massives aux étoiles T Tauri, il semble naturel de penser que leurs environnements ont le même type de géométrie. Actuellement cette hypothèse n'est pas confirmée pour toutes les étoiles de la classe des HAeBes.

La classe des étoiles de Herbig couvre un grand domaine de types spectraux et de luminosités. Cette diversité a des implications sur l'environnement des étoiles. Les champs de rayonnement de ces étoiles sont très différents d'un type spectral à l'autre, ce qui a probablement des effets sur la distribution spatiale et le temps de dissipation de la matière circumstellaire. De plus, le temps d'évolution (voir paragraphe 1.2) est très différent dans le cas des étoiles de type précoce B (HBe :  $M_* \gtrsim 3M_\odot$ ) que dans le cas des étoiles de types plus tardifs A (HAe :  $M_* \lesssim 3M_\odot$ ). Les étoiles HAes et HBes deviennent visibles à des stades différents de leur évolution vers la séquence principale, ce qui implique que leurs environnements sont également à des stades d'évolution différents au moment où ils deviennent observables.

### 1.4.1 La poussière circumstellaire

#### Les étoiles Ae

Des disques circumstellaires semblent donc être associés à un grand nombre d'étoiles appartenant à la classe des HAes (incluant certainement des étoiles de type B9). Dans certains cas, des observations récentes ont permis de trancher quant à la présence d'un disque à partir d'observations dans le domaine des longueurs d'onde millimétriques et également par l'imagerie directe dans le visible (e.g. Grady et al. 2000, 2004; Augereau et al. 2001; Mouillet et al. 2001; Eisner et al. 2004). La Figure 1.3 montre le disque de HD 100546, étoile de Herbig de type B9, observé par l'instrument *STIS* sur le *HST* (Augereau et al. 2001).

Lorsque l'imagerie directe n'est pas réalisable, on se base généralement sur la forme de la SED pour déterminer la distribution spatiale de la matière entourant ces étoiles. En effet, la partie rouge de la SED des HAeBes étant essentiellement dominée par l'émission de la poussière circumstellaire, elle permet de contraindre la géométrie de l'environnement circumstellaire des étoiles. Cependant, à l'heure actuelle l'interprétation de la SED en terme de distribution spatiale des poussières demeure un sujet de controverse. En particulier, les contributions respectives d'une enveloppe et/ou d'un disque dans la SED sont encore, mal contraintes. Dans ce contexte, de nombreux modèles ont été proposés ces quinze dernières années pour expliquer l'excès infrarouge de la SED des HAeBes, en particulier des HAes : enveloppes sphériques ou halos (e.g. Hillenbrand et al. 1992; Vinković et al. 2003), disques d'accrétion (e.g. Lin & Papaloizou 1980; Hillenbrand et al. 1992; Bell & Lin 1994), disques passifs irradiés (e.g. Kenyon & Hartmann 1987), disques

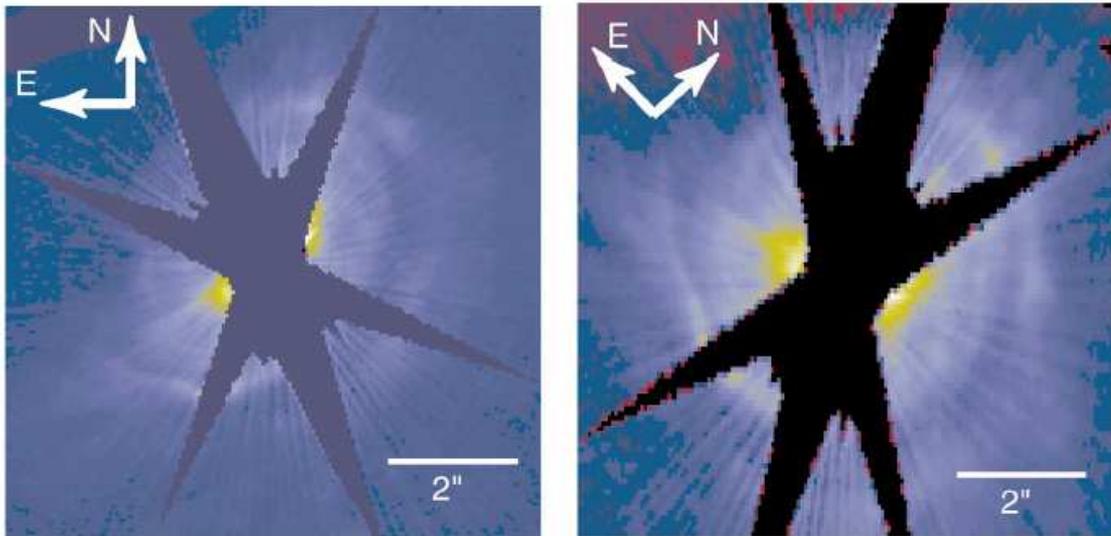


FIG. 1.3 – Images coronagraphiques HST/STIS ( $0.2 - 1 \mu m$ ) du disque de HD100546, une étoile de Herbig (Grady et al. 2001).

ouverts irradiés (e.g. Chiang & Goldreich 1997; Dullemond et al. 2001), disques aplatis auto-écrantés, dits “*self-shadowed*” (e.g. Dullemond 2002). Ces modèles donnent des indications sur la géométrie des environnements, mais également sur les distances sur lesquelles s’étendent les poussières.

Initialement, sur un échantillon de 47 étoiles Ae/Be de Herbig, Hillenbrand et al. (1992) ont montré qu’il était possible de distinguer trois groupes d’étoiles en fonction de leur excès infrarouge :

- *Groupe I* : Étoiles dont la SED est dominée par la photosphère jusqu’à  $1-2 \mu m$ , puis présente un très fort excès de flux dans le proche IR et un excès plus modeste aux grandes longueurs d’onde. Un modèle de disque de poussières, plat et optiquement épais, reproduit une telle SED. Ce groupe contient 30 des 47 étoiles de l’échantillon.
- *Groupe II* : Étoiles dont la SED est identique à celle du groupe I aux courtes longueurs d’ondes ( $\leq 2 \mu m$ ) mais présente un très fort excès de flux jusqu’aux longueurs d’onde supérieures à  $100 \mu m$ . Il est possible de reproduire une telle SED avec un modèle incluant à la fois un disque et une enveloppe. Ce groupe contient 11 des 17 étoiles restantes.
- *Groupe III* : Étoiles dont la SED présente de faibles excès de flux IR aussi bien dans les courtes que dans les grandes longueurs d’onde. Toutes ces étoiles ont un type spectral compris entre B0 et B3 et seront discutées dans le paragraphe suivant.

Comme l’ont proposé Hillenbrand et al. (1992), les forts excès de flux dans l’infrarouge proche et l’infrarouge moyen peuvent être attribués à la présence d’un disque circumstellaire, alors que les excès de flux dans l’IR lointain sont plutôt dus à une enveloppe. A l’heure actuelle, cette hypothèse est généralement admise (Natta et al. 2000). Cependant, les taux d’accrétion utilisés dans les modèles de disques de Hillenbrand et al. (1992) afin de reproduire la SED ne peuvent pas expliquer les excès UV observés (voir paragraphe 1.3.3).

Plus récemment, Meeus et al. (2001) ont étudié les spectres *ISO* (*Infrared Space Observatory*) de 14 étoiles de Herbig isolées de types spectraux Ae jusqu'à B9 (voir Figure 1.2). Ces auteurs ont montré que l'on pouvait distinguer deux catégories d'étoiles parmi les HAes à partir de leur excès de flux dans l'infrarouge moyen. Meeus et al. (2001) ont avancé l'hypothèse que ces deux groupes représentaient deux géométries différentes pour les disques :

- *Groupe I* : Étoiles présentant un très fort excès dans l'infrarouge moyen (20-100  $\mu\text{m}$ ); leur SED a souvent une forme en double-pic. La SED peut être reproduite par un modèle de disque ouvert comparable à celui proposé par Chiang & Goldreich (1997).
- *Groupe II* : Étoiles présentant un excès dans l'infrarouge moyen beaucoup plus modeste que celles du groupe I. La SED peut être expliquée par un modèle de disque plutôt aplati.

Aujourd'hui cette distinction à partir de la SED est communément admise car validée par différents modèles de disques.

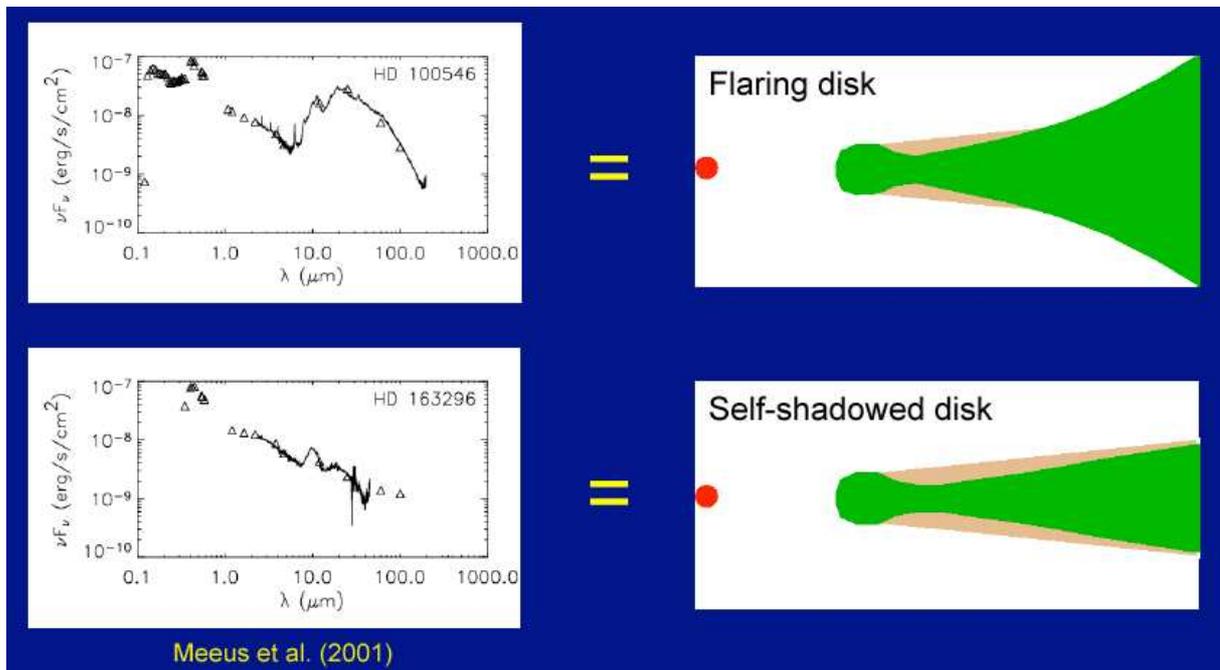


FIG. 1.4 – Distribution spectrale d'énergie de HD100546 et HD163296 et géométrie de disque de poussières correspondante proposées par Dullemond et al. (2001); Dullemond (2002) suivant les travaux de Meeus et al. (2001). Dans le cas de HD100546, le disque est ouvert, alors que le disque de HD163296 est un disque dit "self-shadowed". Dans les deux cas le bord interne présente renflement qui explique l'excès de flux dans l'infrarouge proche. D'après Dullemond (2005).

A partir de ces derniers résultats, Natta et al. (2001) ont estimée que du fait de la température de sublimation de la poussière ( $\sim 1500\text{K}$ ), les régions chaudes les plus internes des disques autour des étoiles HAe ne peuvent pas contenir de poussières. Le disque de poussière ne s'étend donc pas jusqu'à la surface de l'étoile, mais commence à

une certaine distance de l'étoile, typiquement 0.5 AU. La cavité entre la surface de l'étoile et le bord interne du disque est vide de poussières, mais pas obligatoirement de gaz. Au niveau du bord interne du disque, le flux stellaire agit directement sur la poussière. Le chauffage produit par ce rayonnement provoque le renflement du bord interne du disque, qui a, par conséquence, une hauteur plus importante que dans le cas de disques ouverts standards tels ceux proposés par Chiang & Goldreich (1997). Cette hauteur du bord interne implique une surface émissive plus importante qui explique le fort excès de flux dans le proche infrarouge. Cette hypothèse a été confirmée par les modèles de disques circumstellaires ouverts et de disques dits "*self-shadowed*", disques relativement plats complètement couverts par l'ombre du bord interne qui le protège du rayonnement de l'étoile (Dullemond et al. 2001; Dullemond 2002). En suivant les deux groupes d'étoiles proposés par Meeus et al. (2001) ainsi que les estimations de Natta et al. (2001), deux géométries de disques ont été proposées en fonction de la SED des étoiles (voir Figure 1.4 Dullemond et al. 2001; Dullemond 2002).

L'explication de la SED par les modèles de disques ouverts et de disques de type "*self-shadowed*", tels ceux présentés ci-dessus, est, à l'heure actuelle, communément admise (e.g. Dominik et al. 2003; Habart et al. 2004b; Acke et al. 2005; Monnier et al. 2005). Cependant, Vinković et al. (2003, 2005) ont très récemment publié une étude très controversée, montrant que la SED des étoiles de Herbig présentant un fort excès infrarouge peut être tout aussi bien expliquée par un modèle de disque aplati, optiquement épais, enfoui dans un halo étendu optiquement mince. Ceci illustre bien le fait qu'aujourd'hui, le débat sur la distribution spatiale des poussières déduite de la SED n'est pas clos.

## Les étoiles Be

Contrairement aux étoiles de Herbig Ae, les HBes sont beaucoup moins documentées. Ceci est probablement dû au fait que ces étoiles sont en moyenne plus éloignées du Soleil et donc plus difficiles à étudier, notamment en ce qui concerne leur environnement proche.

La forme générale de la SED des étoiles de Herbig Be peut être très différente d'une étoile à l'autre. La Figure 1.5 illustre bien cette diversité. Certaines étoiles Be présentent des excès infrarouges tout à fait comparables à ceux discutés précédemment pour les HAes, comme HD250550 et HD259431, et ont été classées dans le groupe I des étoiles entourées de disques d'accrétion (Hillenbrand et al. 1992). Au contraire, d'autres étoiles Be, comme HD76534, présentent de très faibles excès infrarouges (Hillenbrand et al. 1992; Thé et al. 1985; Malfait et al. 1998). Ces dernières sont classées comme appartenant au groupe III de Hillenbrand et al. (1992). Ces auteurs ont conclu que ces étoiles du groupe III sont comparables aux étoiles Be classiques, dont les faibles excès IR ont été expliqués avec succès par des modèles d'émission free-free provenant d'une enveloppe gazeuse.

A l'heure actuelle, aucune étude n'a prouvé l'existence de disques autour des étoiles Be de type plus précoce que B9, autrement que par l'interprétation de la SED. Natta et al. (2000) ont conclu de cette absence de disques que, les étoiles Be de Herbig ayant de plus forts champs de rayonnement que les HAes, leur environnement évolue plus vite, ce qui implique que la dissipation du matériau circumstellaire se produit plus rapidement que pour les HAes. Du fait de cette évolution rapide, les étoiles Be de Herbig sont en moyenne plus jeunes que les HAes, au moment où on les observe. Par conséquent, il est

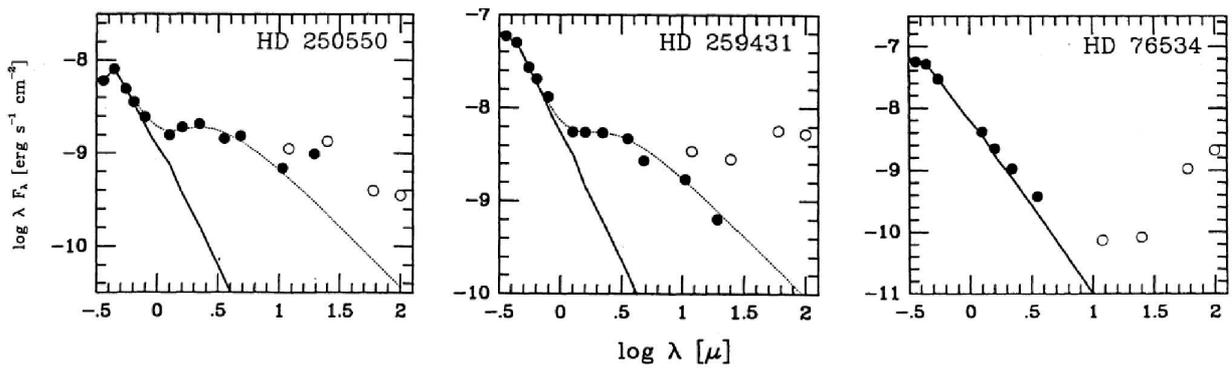


FIG. 1.5 – Exemples de SED des étoiles Be (Hillenbrand et al. 1992). Les cercles pleins représentent les observations obtenues sur divers télescopes au sol. Les cercles vides représentent les observations du satellite *IRAS*. Les traits pleins épais représentent la SED théorique d’une étoile de la séquence principale ayant le même type spectral. Les traits fins pointillés représentent l’ajustement de la SED par un modèle de disque ou d’enveloppe. HD259431 et HD250550 ont été classées groupe I par Hillenbrand et al. (1992) ; leur SED est reproduite par un modèle de disque d’accrétion. HD76534 est une étoile classée groupe III ; sa SED est reproduite avec un modèle d’émission free-free provenant d’une enveloppe gazeuse.

plus probable d’observer de grandes quantités de matière circumstellaire autour de ces étoiles, puisqu’elles ont eu moins de temps pour accréter ou disperser ce matériau. Dans ce scénario, on s’attend donc à ce que la matière circumstellaire soit concentrée dans les régions externes de l’environnement proche de ces étoiles, et qu’elle soit distribuée dans des enveloppes plus ou moins sphériques.

Cette hypothèse a été confortée par les observations en interférométrie dans le proche-infrarouge par Leinert et al. (2001). Ces auteurs ont étudié un échantillon de 31 étoiles Ae/Be de Herbig et ont montré que la présence de halos étendus sur plusieurs unités astronomiques est plus fréquente autour des étoiles de type précoce Be qu’autour des HAes.

## 1.4.2 Le gaz circumstellaire

La composante gazeuse des H AeBes joue un très grand rôle dans l’environnement circumstellaire des étoiles jeunes. En particulier, elle influe sur la dynamique de la poussière, et elle est également le composant essentiel des planètes géantes. De ce fait l’étude du gaz peut permettre de raffiner les scénarios d’évolution des environnements circumstellaires.

Afin de déterminer la masse de gaz circumstellaire, élément essentiel pour contraindre le temps nécessaire pour la formation planétaire, l’idéal est de mesurer la quantité d’hydrogène moléculaire. En effet, l’hydrogène moléculaire est la molécule la plus abondante dans l’Univers, et également dans l’environnement circumstellaire des étoiles jeunes. Elle est protégée du flux FUV des étoiles par “*self-shielding*”, c’est-à-dire par auto-écranage, qui empêche la photodissociation de la molécule sous l’effet du rayonnement stellaire : la photodissociation se produit par absorption de photons FUV (d’énergie inférieure à  $\sim 1100 \text{ \AA}$ ), donc le rayonnement FUV stellaire s’appauvrit considérablement en photons d’énergie suffisante pour la photodissociation lorsque les raies d’absorption deviennent

optiquement épaisses (voir Annexe C); le milieu se protège donc lui-même de la photodissociation. Cependant, jusqu'à maintenant, l'hydrogène moléculaire n'était pas observable car les transitions les plus importantes ont leur longueurs d'onde dans le domaine des ultraviolets lointains (voir Annexe B).

On a donc utilisé des traceurs comme le CO, supposé se former dans les mêmes régions que le H<sub>2</sub>. De nombreuses observations de la molécule de CO ont été réalisées dans les domaines infrarouge (Brittain & Rettig 2002; Brittain et al. 2003; Blake & Boogert 2004; Dent et al. 2005) et millimétrique (Zuckerman et al. 1995; Mannings & Sargent 2000; Thi et al. 2001; Piétu et al. 2003; Dutrey & Guilloteau 2004; Dent et al. 2005). L'avantage du CO est qu'il est sensible à de très faibles masses,  $10^{-6} M_{\odot}$  à 150 pc dans le domaine millimétrique et  $10^{-11} M_{\odot}$  dans l'infrarouge. Cependant, l'estimation de la masse de gaz à partir du CO nécessite de supposer une valeur du rapport CO/H<sub>2</sub>. Généralement, par manque de contraintes observationnelles, on adopte une valeur typique du milieu interstellaire. De plus, la molécule de CO est facilement photodissociée par le flux FUV stellaire, et peut être également piégée à la surface des grains de poussière. Il est donc très difficile de déterminer la masse totale de gaz circumstellaire à partir du CO. Enfin, la molécule de CO observée dans les domaines infrarouge et millimétrique, trace des régions froides/tièdes, c'est-à-dire les régions les plus externes des disques ou des enveloppes, et donc ne renseigne pas sur les parties internes dans lesquelles est supposée avoir lieu la formation planétaire.

Des tentatives de détections des transitions rotationnelles pures du H<sub>2</sub> dans l'infrarouge moyen ont été faites (Thi et al. 2001). L'observation de telles transitions donne des informations sur le gaz tiède dans les régions relativement éloignées de l'étoile. Les coefficients d'Einstein de ces transitions sont très faibles, ce qui suppose une grande quantité de H<sub>2</sub> pour les détecter. Thi et al. (2001) ont observé avec le satellite *ISO* un échantillon d'étoiles pré-séquence principale ainsi que l'étoile de la séquence principale,  $\beta$ -Pictoris, afin de détecter du H<sub>2</sub>. Du fait de la grande taille de la fente de *ISO* et de sa faible résolution, certaines de leurs détections de H<sub>2</sub>, détections de raies très faibles, n'ont pas été confirmées, voire ont été contredites par d'autres observations (Lecavelier des Etangs et al. 2001; Richter et al. 2002; Chen et al. 2004).

Le satellite *FUSE* est donc l'instrument idéal pour observer le H<sub>2</sub>, puisqu'il donne accès aux transitions électroniques de l'hydrogène moléculaire qui sont beaucoup plus intenses que les transitions présentes dans le domaine des infrarouges (voir Annexe B).

