Structure interne et évolution des étoiles dans la perspective de GAIA

Yveline Lebreton, Annie Baglin

Observatoire de Paris, section de Meudon

Place J. Janssen, 92195 Meudon Principal Cédex

Résumé

La physique stellaire doit relever plusieurs défis dans les années à venir, dont l'un des plus importants est la compréhension des mécanismes de transport à l'œuvre dans les intérieurs des étoiles. GAIA apportera des données astrométriques et photométriques d'excellente qualité pour des millions d'étoiles parmi lesquelles certaines sont des représentants de classes d'objets rares, aujourd'hui inaccessibles. Nous présentons quelques-uns des problèmes d'actualité, dont certains ont été soulevés dans le contexte d'Hipparcos, et discutons leur traitement dans un cadre futur où les données de GAIA seraient disponibles.

1 Les enjeux

Les étoiles sont les constituants fondamentaux de l'Univers observable. Les températures et les pressions atteintes dans leurs intérieurs sont inaccessibles au laboratoire terrestre. Pour les décrire il faut utiliser les développements récents de la physique moderne : physique nucléaire et physique des particules, physique atomique et moléculaire, thermodynamique et hydrodynamique, physique du rayonnement et de son interaction avec la matière, transfert du rayonnement. Les différentes étapes de la formation et de l'évolution des étoiles sont décrits au moyen de codes numériques de structure interne qui intègrent une description physique du plasma stellaire en constante amélioration. La confrontation de ces modèles aux données observationnelles les plus précises et les plus complètes possible obtenues pour les étoiles les mieux observées (les plus proches ou les plus brillantes) permet la validation ou la caractérisation de la physique intégrée dans les modèles. Les modèles validés peuvent alors être utilisés pour décrire des étoiles moins bien observées sur lesquelles reposent beaucoup de résultats d'astrophysique stellaire, galactique, extra-galactique et de cosmologie.

1.1 Mieux comprendre la physique du plasma stellaire

Bien que d'importants progrès aient été accomplis durant la dernière décennie notamment en ce qui concerne la physique microscopique (opacités, équation d'état des plasmas faiblement et fortement couplés ...), des incertitudes demeurent qui ont des conséquences importantes pour les résultats quantitatifs de la modélisation.

- *Processus de transport microscopique ou macroscopique.* Les observations (telles celles de abondances des éléments légers à la surface des étoiles) indiquent que des processus de transport sont à l'œuvre dans les intérieurs stellaires et jouent probablement un rôle important à divers stades de l'évolution des étoiles. Le transport des éléments chimiques par diffusion microscopique et le transport par mouvements turbulents (convection) sont aujourd'hui de mieux en mieux décrits grâce aux simulations numériques, aux expériences de laboratoire et aux analyses héliosismiques. Le transport par diffusion turbulente qui peut résulter d'instabilités hydrodynamiques dans un milieu en rotation ou le phénomène d'overshooting (cf. paragraphe 3.1) sont encore mal connus et doivent être mieux caractérisés. L'étude approfondie du transport du moment angulaire ou du champ magnétique et de leurs effets sur l'évolution des étoiles est à peine amorcée aujourd'hui.

- *Physique nucléaire.* Les taux des réactions thermonucléaires dans les stades avancés de l'évolution pour les réactions impliquant des noyaux lourds sont encore très imprécis. D'autre part une précision extrême est nécessaire pour les taux de réactions nucléaires dans le Soleil afin de préciser la structure fine de cette étoile et de satisfaire les fortes contraintes de l'héliosismologie.

- *Physique statistique.* Les étoiles froides et très froides posent encore des problèmes en ce qui concerne les opacités (des molécules) et l'équation d'état.

- *Interfaces intérieur-atmosphère-milieu interstellaire.* Les modèles d'atmosphères stellaires sont fondamentaux. Ils déterminent les conditions aux limites pour les modèles de structure interne et permettent de passer du diagramme de Hertzsprung-Russell théorique ($\log \mathrm{L}$, $\log \mathrm{T_{eff}}$) au diagramme observationnel (couleur-magnitude ou couleur-couleur). Beaucoup de résultats sont incertains à cause des difficultés liées au calcul des atmosphères.

1.2 Mieux comprendre l'évolution de la Galaxie et de l'Univers

De part leur localisation, leurs mouvements ou leur interaction avec le milieu interstellaire les étoiles sont des traceurs et des acteurs de l'évolution dynamique et chimique des galaxies. Une bonne connaissance de leurs propriétés est fondamentale.

- *Age des étoiles.* L'âge des étoiles (celui du Soleil excepté) ne peut être estimé directement mais est un résultat des modèles de structure interne. L'âge des plus vieilles étoiles (étoiles du halo ou des amas globulaires) doit être constamment précisé car c'est l'une des contraintes les plus sévères pour la cosmologie. L'estimation des âges des étoiles du disque galactique est nécessaire dans les études de structure et de dynamique galactique.

- *Composition chimique des étoiles.* Les abondances des différents éléments chimiques sont des données d'entrée pour les modèles de structure interne. Les raies de l'hélium sont absentes des spectres des étoiles froides et son abondance est donc inconnue. Elle peut être estimée au moyen des modèles de structure interne par calibration mais dépend assez sensiblement des incertitudes des modèles. La métallicité et l'abondance des autres éléments lourds est accessible par photométrie ou spectroscopie. La question de la relation entre hélium et métallicité d'une étoile est fondamentale pour notre compréhension de l'évolution chimique de la Galaxie, aussi bien globale (de la formation post Big Bang jusqu'à aujourd'hui) que locale (inhomogénéités dues par exemple aux enrichissements par les supernovae).

2 Les méthodes et les moyens d'étude

2.1 Confrontation : modèles - observations

La confrontation des modèles théoriques aux observations dans le but de valider ou de caractériser la physique des modèles requiert obligatoirement des données observationnelles de très grande précision. Les objets intéressants sont les suivants :

- *les objets les plus proches* pour lesquels la précision sur les données d'observation est optimale : Soleil, étoiles du voisinage solaire de Population I ou II.
- *les objets particuliers* pour lesquels des données supplémentaires sont accessibles : Soleil (masse, âge et données sismologiques), étoiles membres de sytèmes binaires ou multiples (objets de masse connue et ayant même âge et même composition chimique initiale), les étoiles appartenant à des amas galactiques ou globulaires (ensemble d'étoiles de même âge et de même composition chimique initiale), les étoiles pulsantes (données sismologiques).
- *les ensembles d'objets* pour lesquels des études statistiques peuvent être entreprises.

2.2 Applications des modèles validés

Les modèles stellaires validés donnent un accès indirect aux propriétés d'autres étoiles pour lesquelles les observations disponibles sont plus partielles ou moins précises. Par exemple l'âge et la masse d'une étoile quelconque peuvent être déduits des données de luminosité, de température effective et de métallicité. La précision obtenue dépend de la qualité des modèles et des incertitudes de la description physique.

2.3 L'apport attendu de GAIA

Dans cette perspective GAIA apportera un ensemble complet et homogène de données astrométriques et photométriques (photométrie multi-couleur multi-époque). La combinaison des données de GAIA à d'autres résultats (tels ceux des modèles d'atmosphères) donnera ainsi accès aux paramètres d'intérêt direct pour le diagramme H-R : luminosités, températures effectives et abondances des étoiles. Des masses seront obtenues pour un grand nombre d'étoiles membres de systèmes doubles ou multiples. Des données complémentaires telles les vitesses radiales et des informations sur la variabilité seront disponibles. Tous les domaines de masses et de compositions chimiques et tous les stades d'évolution stellaire seront couverts par les observations de GAIA pour des objets localisés dans le disque, le halo et le bulbe galactique.
GAIA élargira l'ensemble des objets pour lesquels les données astrométriques sont très précises et permettra d'atteindre une ultra-haute précision pour les objets très proches donnant accès à

des études de structure (hyper) fine de ces objets. GAIA donnera pour la première fois accès à des objets "rares" : objets particuliers dont les premiers représentants sont lointains ou objets se trouvant dans les phases d'évolution rapides.
Les progrès attendus des données astrométriques et photométriques de GAIA ne pourront se faire sans l'acquisition en parallèle d'autres données observationnelles fondamentales (astérosismologie, spectroscopie à haute résolution, interférométrie ...) et l'amélioration des descriptions physiques (par les travaux théoriques, numériques et expérimentaux).

3 Quelques exemples

3.1 Taille des cœurs convectifs

Les étoiles de masse supérieure à environ 1.2 $M_\odot$ possèdent des cœurs convectifs qui sont mélangés sur des échelles de temps très courtes. La taille de ces cœurs est une donnée fondamentale puisqu'elle détermine 1) la luminosité de l'étoile et 2) la quantité de combustible dont elle dispose pour un stade de fusion thermonucléaire donné. Les âges des étoiles estimés à partir des modèles sont donc très sensibles à la taille des cœurs convectifs.
Dans la description standard de la convection le critère de Schwarzschild fixe la limite du cœur convectif là où les gradients adiabatique et radiatif sont égaux. Pourtant les expériences de laboratoire et les simulations numériques de la convection indiquent que les mouvements convectifs vont au-delà de cette limite : la zone d'extension du mélange est appelée zone d'overshooting. D'autre part les observations, notamment celle de la largeur de la séquence principale des amas d'étoiles, ne peuvent s'expliquer sans prendre en compte ce phénomène.
A défaut d'avoir une description physique convenable de la convection, la distance d'overshooting est estimée empiriquement, le plus souvent par calibration de la largeur de la séquence principale des amas (Maeder & Mermilliod 1981). La valeur utilisée aujourd'hui est $d_{ov} = 0.20\ H_p$ où H_p est l'échelle de hauteur de la pression. L'incertitude est importante ($\Delta d_{ov} \sim 0.15\ H_p$) entraînant une imprécision de 10 à 25 % sur l'âge des étoiles déduit des modèles (Lebreton et al 1995).
Pour les étoiles pulsantes de série principale (étoiles δ Scuti et étoiles F) les fréquences des modes de bas degré à basse fréquence sont extrêmement sensibles à la structure de l'intérieur profond à-travers le gradient de composition chimique dans la zone radiative surplombant le cœur convectif. Si les fréquences d'oscillation pouvaient être mesurées à 0.1 μHz près et la luminosité à 2%, Δd_{ov} serait réduit à $\sim\ 0.03 H_p$ et la précision sur les âges serait de 3 à 6 %.
L'étude de quelques objets oscillants bien choisis permettrait de fixer assez précisément la valeur de Δd_{ov}, d'en préciser la dépendance éventuelle avec la masse de l'étoile ou sa composition chimique et de l'appliquer aux autres étoiles pour en déterminer l'âge. La mission spatiale COROT, prévue en 2002, est une première étape vers cet objectif (Baglin 1998).

3.2 La diffusion des éléments chimiques en zone radiative

Dans les étoiles de petite masse la diffusion microscopique des éléments chimiques par triage gravitationnel peut modifier les abondances de surface et enrichir le cœur en hélium. L'étoile n'a plus la même position dans le diagramme H-R et les âges estimés sont différents.
Les données de la mission Hipparcos (combinées à celles de la photométrie et de la spectroscopie au sol) ont permis d'étudier la structure fine du diagramme H-R des étoiles proches (Lebreton et al 1999). La figure 1 montre les positions dans le diagramme H-R de la trentaine d'étoiles

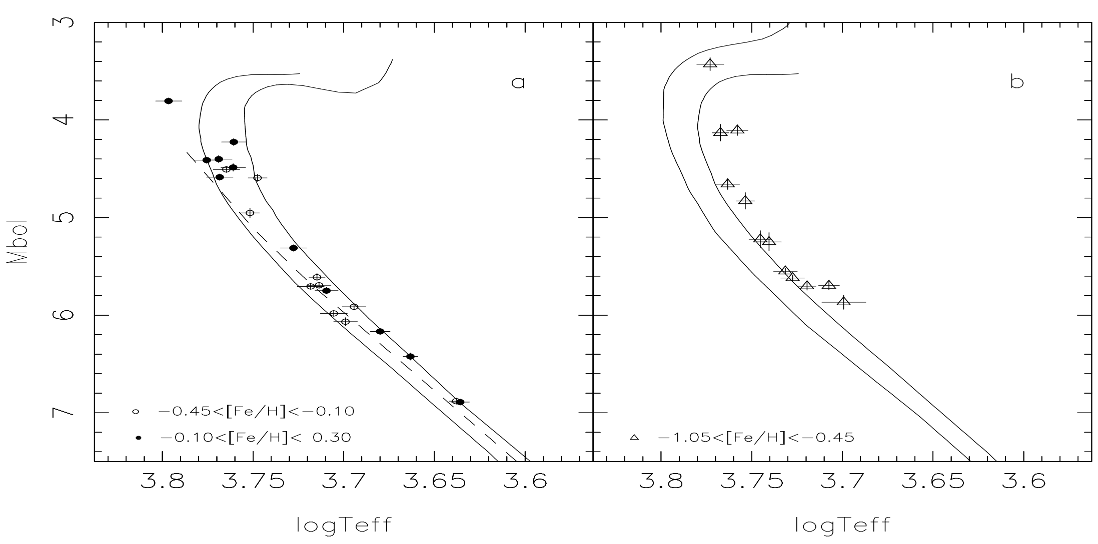

FIG. 1: *Diagramme H-R des étoiles proches du disque* ($\sigma\pi/\pi$ < 0.05, $\sigma M_{bol} \sim$ 0.05 mag, $\sigma T_{eff}/T_{eff} \sim 0.015$, $\sigma[\frac{Fe}{H}] \sim 0.1$ dex*) et isochrones théoriques de* 8 ou 10 10^9 *ans. A gauche : l'isochrone inférieure est pour* $[\frac{Fe}{H}] = -0.5$, $Y = 0.256$*, la supérieure* $[\frac{Fe}{H}] = +0.3$, $Y = 0.32$ *et les observations sont bien reproduites. A droite : l'isochrone inférieure est pour* $[\frac{Fe}{H}] = -1.0$, $Y = 0.236$*, la supérieure* $[\frac{Fe}{H}] = -0.5$, $Y = 0.256$*, elles ne rendent pas compte des observations (d'après Lebreton et al 1999).*

proches du disque galactique les mieux connues séparées en deux groupes de métallicité et les compare aux résultats de modèles stellaires standards (sans diffusion) : le fait marquant est que tandis que les étoiles de métallicité solaire sont assez bien représentées par les modèles, il y a un désaccord évident pour les étoiles modérément déficientes en métaux. Deux raisons peuvent être données pour expliquer ce désaccord :

1. La détermination des métallicités à-travers l'analyse des spectres stellaires suppose le milieu en équilibre thermodynamique local (ETL). Récemment Thévenin & Idiart (1999) ont montré que à cause des effets non-ETL les métallicités dans l'intervalle [Fe/H]∈[-0.5, -1.0] devaient être augmentées de 0.15 dex tandis que les métallicités autour de [Fe/H]∼0.0 n'étaient pas affectées. La figure 2 montre que l'accord est meilleur pour les métallicités déduites de modèles de formation des raies hors ETL.

2. La diffusion microscopique modifie la métallicité de surface et la position dans le diagramme H-R. Quand elle est prise en compte dans les modèles (calculs de Morel & Baglin 1999) et combinée aux effets non-ETL, l'accord théorie-observations est réalisé (figure 2).

Hipparcos a donc mis en évidence un problème pour lequel une solution a été proposée. Toutefois l'étude a porté sur un petit nombre d'objets et n'a pas permis de discerner des effets dus à des différences d'hélium initial dans des étoiles de même métallicité. GAIA permettra d'augmenter le nombre d'objets de précision identique et d'obtenir la masse de quelques objets parmi ceux qui sont binaires. Grâce aux progrès espérés pour les modèles d'atmosphères les températures effectives et les métallicités seront améliorées dans les années précédant GAIA. La caractérisation des processus et de premières estimations quantitatives seront alors possibles.

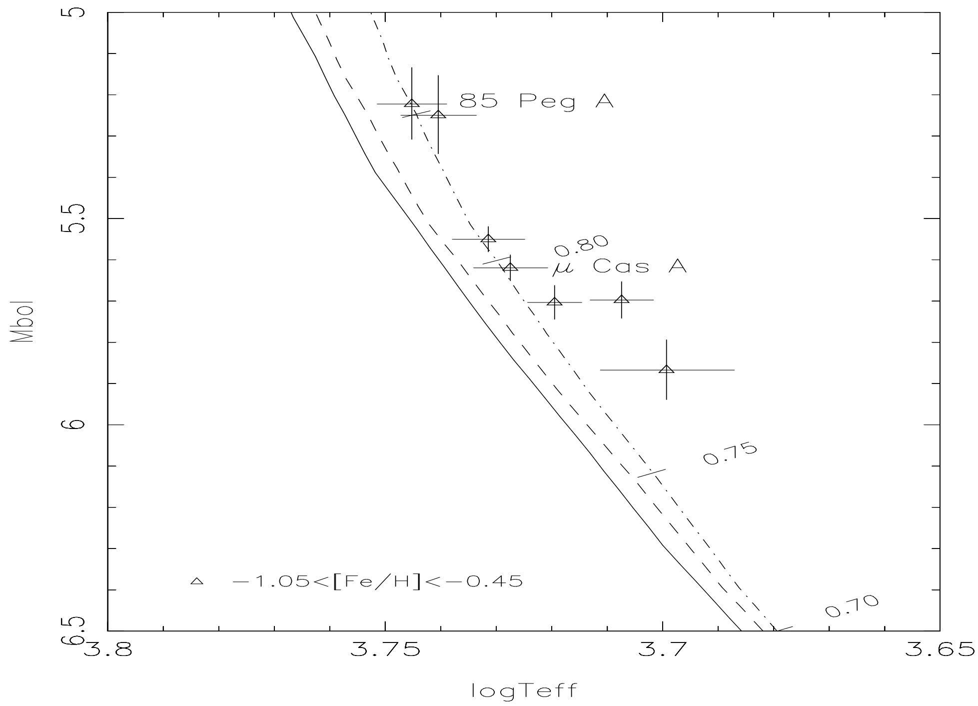

FIG. 2: *Diagramme H-R des étoiles non-évoluées de la figure 1b. En traits pleins l'isochrone standard pour la métallicité ETL moyenne des étoiles* ($[\frac{Fe}{H}] = -0.72$)*. En tirets l'isochrone standard pour la métallicité non-ETL* ($[\frac{Fe}{H}] = -0.57$)*, en traits-tillés l'isochrone avec diffusion microscopique donnant en surface à* 10^{10} *ans,* $[\frac{Fe}{H}] = -0.57$ *(d'après Lebreton et al 1999)*

3.3 Les âges des étoiles

La méthode primaire pour déterminer l'âge d'une étoile consiste à comparer ses luminosité et température effective aux résultats d'isochrones ou de modèles théoriques calculés pour la composition chimique observée. L'incertitude sur l'âge varie suivant la masse de l'étoile, son stade évolutif et selon qu'elle est isolée ou en groupe.

- **Etoiles A - F du disque galactique :** Considérons 2 étoiles de masse différente situées à 200 pc. Les tables 1 et 2 donnent respectivement les incertitudes sur les quantités observationnelles (aujourd'hui et dans le futur) et les incertitudes sur l'âge associées. Il est clair qu'avec la précision attendue de GAIA, le poids de la luminosité dans l'incertitude sur l'âge sera mineur devant celui des abondances ou de l'overshooting.

TAB. 1: *Si1 est la situation actuelle où la luminosité est tirée de calibrations photométriques et Si2 est une situation future accessible avec GAIA pour laquelle la distance sera connue à 2% et les autres données améliorées grâce à la sismologie et à de meilleurs modèles d'atmosphères (CB est la correction bolométrique, Y l'abondance de l'hélium en masse).*

	ΔT_{eff}	ΔCB	$\Delta \log L$	$\Delta[\frac{Fe}{H}]$	ΔY
Si1 (Si2)	200 (40)	0.10 (0.02)	0.08 (**0.02**)	0.15 (0.05)	0.040 (0.015)

TAB. 2: *Incertitudes sur l'âge* a *résultant des différents paramètres (α est la longueur de mélange) pour des masses* $M_1 = 1.4\ M_\odot$ *et* $M_2 = 2.0\ M_\odot$*, d'après Lebreton et al (1995)*

$\Delta a/a$	$\rightarrow$	T_{eff}	L	α	d_{ov}	Y	$[\frac{Fe}{H}]$	total
M_1	Si1	12	2.5	14	12	21	16	35
	Si2	3	**0.8**	5	3	5	5	10
M_2	Si1	11	7	0.3	24	22	19	40
	Si2	3	**2.5**	0.1	6	4	5	10

- **Etoiles du halo galactique :** Ces étoiles, déficientes en métaux sont parmi les plus vieilles de la Galaxie et leur âge est une limite inférieure pour l'âge de l'Univers. Avant Hipparcos seules 5 étoiles du halo avaient une parallaxe π déterminée à mieux que 10%. Après Hipparcos elles sont 16 dont 9 étoiles ont $\frac{\sigma\pi}{\pi} < 5\%$. La figure 3 montre les 30 étoiles de $\frac{\sigma\pi}{\pi} < 0.25$ et de métallicité $[\frac{Fe}{H}] < -1$, il s'y dessine une isochrone présentant une séquence de sous-naines mais aussi des sous-géantes.

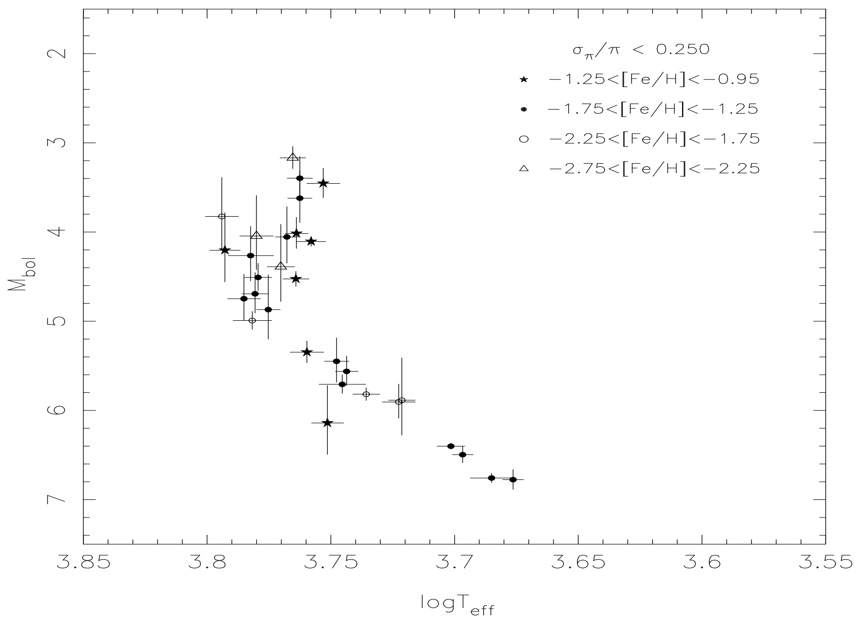

FIG. 3: *Diagramme H-R des étoiles du halo galactique (d'après Cayrel et al 1997)*

Ces étoiles peuvent être utilisées pour estimer l'âge du halo local indépendamment de celui des amas globulaires. Les figures 4 montrent les 13 étoiles de métallicité $[Fe/H] = -1.5 \pm 0.3$ (la plus fréquente dans le halo) et comparent leurs positions avec celles prédites par des isochrones théoriques. A nouveau les isochrones standard sont décalées vers les T_{eff} plus élevées avec un désaccord de $\sim$130 K tandis que des isochrones intégrant les effets de la diffusion microscopique améliorent l'accord théorie-observations. L'âge estimé est de $14 \pm 2\ 10^9$ ans. Cet exemple montre encore les problèmes soulevés par Hipparcos et le rôle probable des atmosphères et des processus de transport. Le nombre d'objets du halo est extrêmement réduit : l'estimation de l'âge repose sur les 2 seules sous-géantes de l'échantillon. GAIA donnera accès aux distances de nombreuses sous-géantes, pour diverses métallicités et permettra une étude fine des variations d'âge dans le halo.

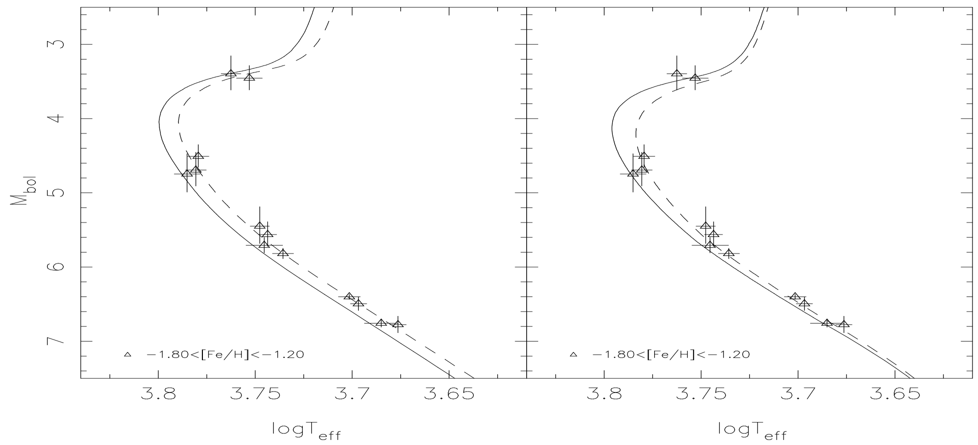

FIG. 4: *Diagramme H-R des étoiles du halo* ($\sigma\pi/\pi < 0.125$, $\sigma M_{\rm bol} \sim 0.14$ mag, $\sigma T_{\rm eff}/T_{\rm eff} \sim 0.015$, $\sigma[\frac{\rm Fe}{\rm H}] \sim 0.1$ dex*) et isochrones théoriques de* 14 10^9 *ans. A gauche : l'isochrone en traits pleins* ($[\frac{Fe}{H}] = -1.5$, $Y = 0.24$) *doit être translatée arbitrairement de 130 K (traits-tillés) pour reproduire les observations. A droite : la prise en compte de la diffusion microscopique (traits-tillés) améliore l'accord (d'après Lebreton 1999).*

Références

[1] Baglin A. and the COROT team (1998) In *New Eyes to See Inside the Sun and Stars*, IAU Symposium 185, eds. F-L Deubner, J Christensen-Dalsgaard, D Kurtz, pp. 301

[2] Cayrel R., Lebreton Y., Perrin M.-N., Turon C. (1997) In *Hipparcos Venise 97*, ESA SP-402, pp. 219-24

[3] Lebreton Y. (1999) In *Unsolved Problems in Stellar Evolution*, STScI May 1998 Symp, ed. M Livio, Cambridge University Press pp. 107

[4] Lebreton Y., Michel E., Goupil M.-J., Baglin A., Fernandes J. (1995) In *Astronomical & Astrophysical Objectives of Sub-Milliarcsecond Optical Astrometry*, eds E. Høg & P.K. Seidelman, IAU Symp 166, Kluwer, Dordrecht pp. 135-42

[5] Lebreton Y., Perrin M.-N., Cayrel R., Baglin A., Fernandes J. (1999) A&A **350**, 587-97

[6] Maeder A., Mermilliod J.-C. (1981) A&A, **93**, 136-49

[7] Morel P., Baglin A. (1999) A&A, **345**, 156-62

[8] Thévenin F., Idiart T. (1999) ApJ **521**, 753