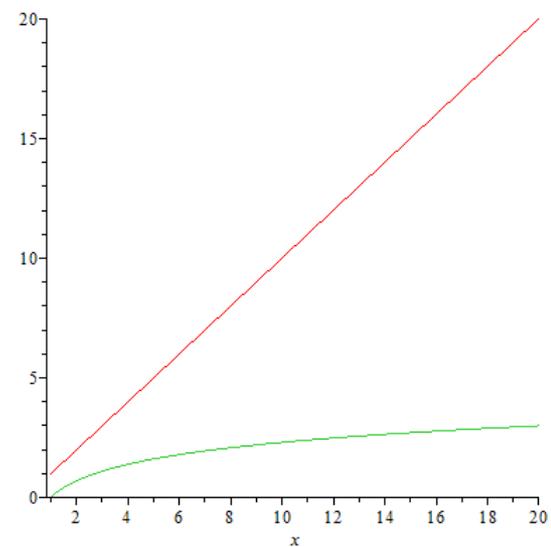
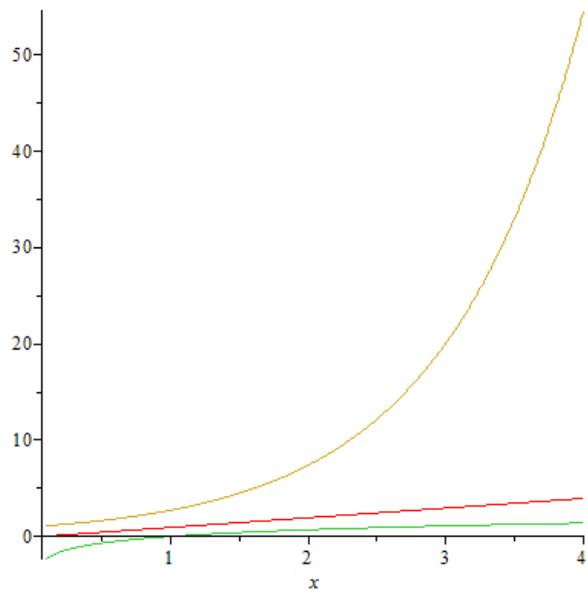
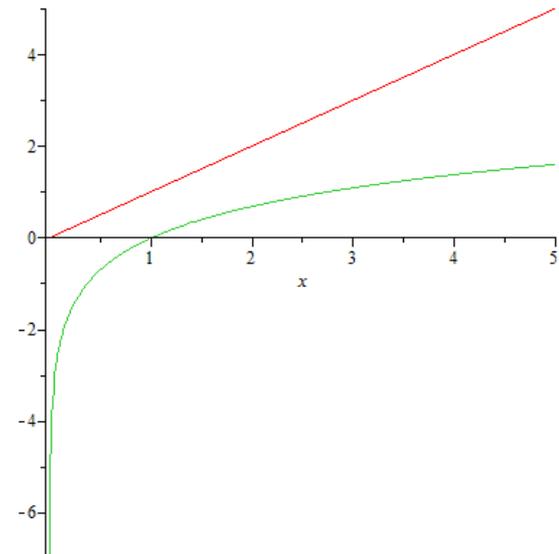
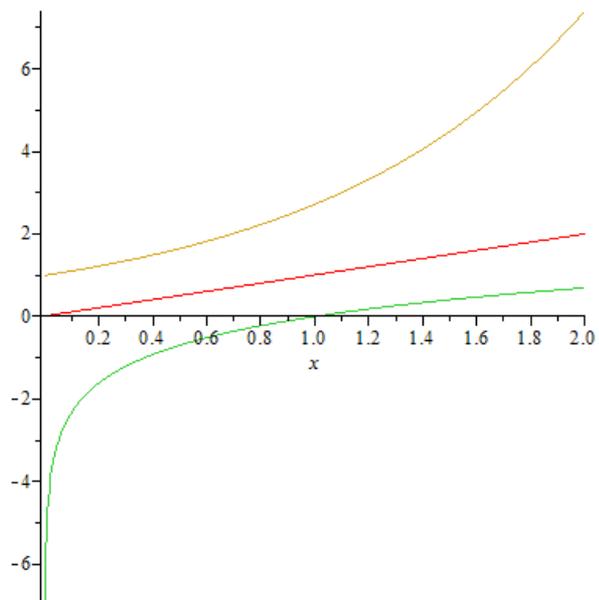


Variations logarithmiques, linéaires et exponentielles



Qu'est-ce qu'un radiotélescope?

A quoi il sert et comment il
fonctionne

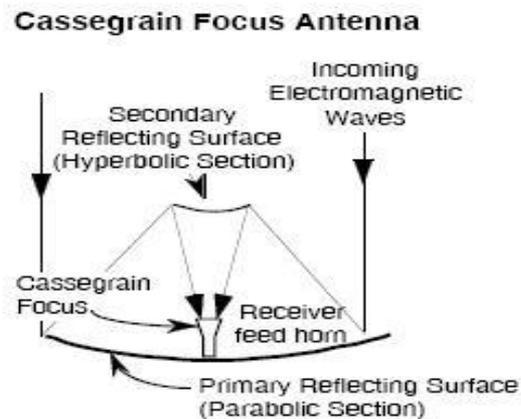
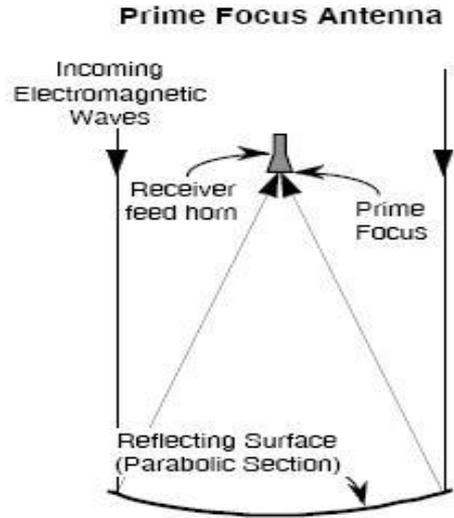
Qu'est-ce qu'un radiotélescope?

- C'est un instrument qui permet d'explorer notre univers en ciblant les sources émettant dans le domaine radio
- Il existe plusieurs types de radiotélescopes suivant que l'on explore le ciel dans le domaine des ondes kilométriques, métriques, centimétriques, millimétriques, submillimétriques...
- Par exemple le 30m de Pico Veleta est dédié aux ondes millimétriques; il est équipé de récepteurs qui lui permettent d'observer le ciel dans le **domaine de fréquences 80 – 352 GHz** (divisé en 4 bandes 83-117 (3mm), 129-174 (2mm), 202-274 (1mm), 277-352(0.8mm))

Design et utilisation

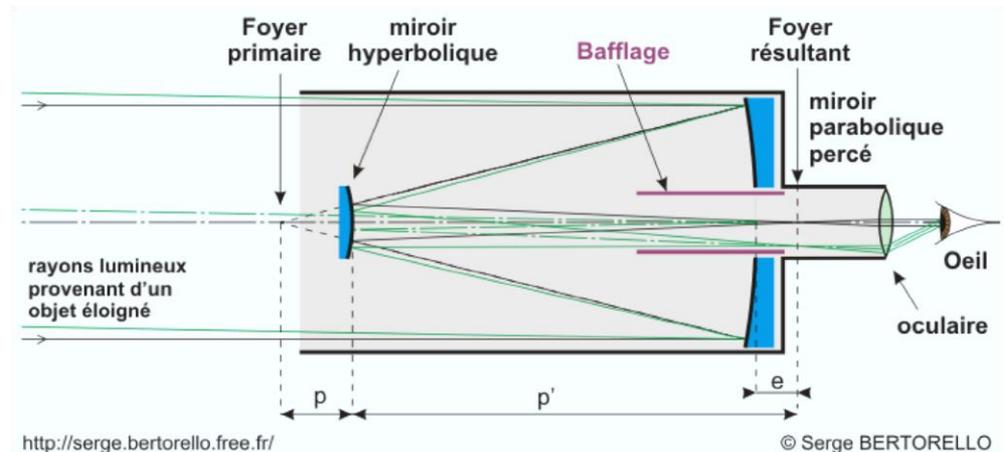
- C'est une antenne de forme parabolique qui permet l'exploration de sources cosmiques étendues comme les galaxies proches ou les nuages interstellaires
- A cause de sa grande surface collectrice qui lui confère une sensibilité sans rival, il peut détecter des sources très faibles.
- Un radiotélescope fonctionne 24h/24 et 365j/an
- L'essentiel des radiotélescopes mondiaux utilisent un comité de sélection international qui examine tous les projets d'observation déposés par les astronomes et attribue du temps aux meilleurs.

Schéma d'un télescope Cassegrain et d'un radiotélescope du même type

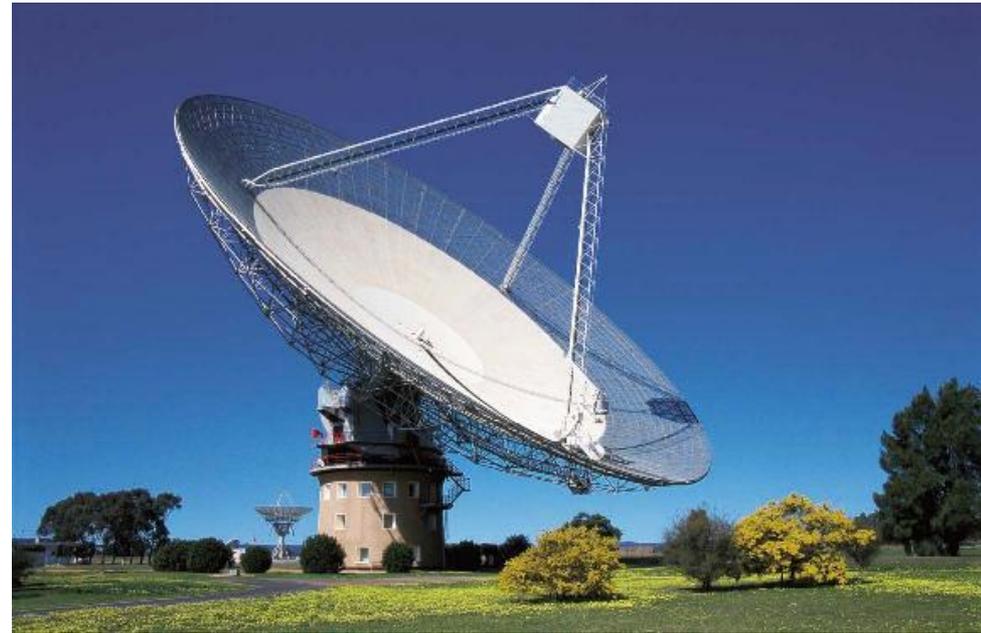


Miroir primaire parabolique et miroir secondaire hyperbolique. L'image fournie par le primaire est agrandie par le secondaire

Cassegrain Optique

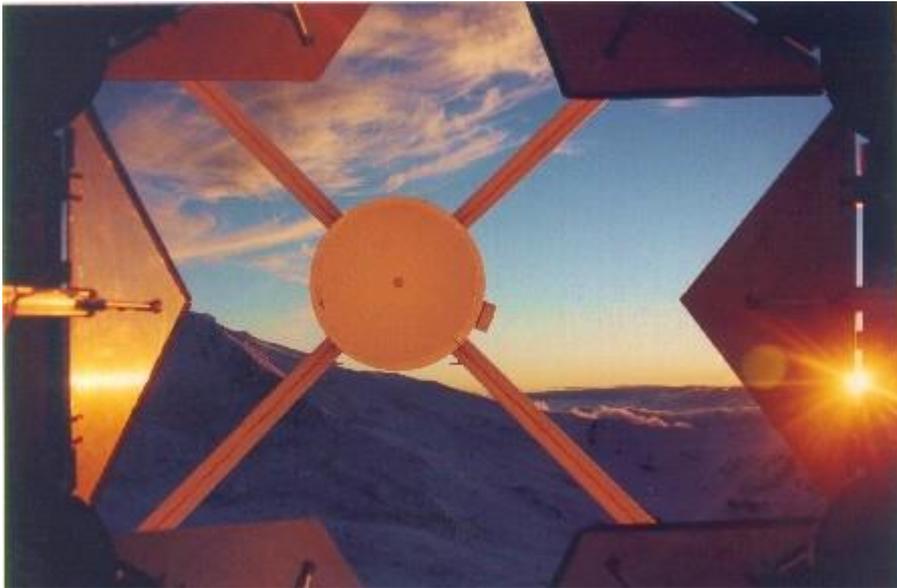


Radiotélescope de Parkes qui montre bien le miroir primaire et le miroir Cassegrain secondaire



Miroir Cassegrain secondaire d'une antenne du VLA: diamètre 2.3 m

Vue du miroir Cassegrain en réparation et depuis la cabine récepteur du radiotélescope de 30m en Espagne



Comment fonctionne un radiotélescope

- L'information collectée par un radiotélescope correspond à un lieu bien précis du ciel. C'est pourquoi on parle d'observation mono-pixel pour un radiotélescope
- Pour faire une image d'une région, il faut réaliser l'observation dans la même longueur d'onde de l'ensemble des « pixels » composant cette région.
- si l'on utilise une matrice de récepteurs mono-pixels disposés cote à cote (imageur) on peut observer plusieurs points en même temps, et donc réaliser une « image »,

Caractéristiques techniques d'un radiotélescope de classe mondiale: le 30m de Pico Veleta

- Diamètre: 30m; Surface collectrice : 700 m²
- Equipé de 4 récepteurs mono pixel à 3,2,1 et 0.8 mm ainsi que de deux imageurs travaillant à 1mm de longueur d'onde: HERA composé de 9 pixels et MAMBO composé de 117 pixels
- Les 4 récepteurs mono-pixels peuvent être utilisés en même temps
- La surface a une précision de 55 microns
- Précision de pointage: 1 seconde d'arc



Pointage d'un radiotélescope moderne

- Pratiquement tous les radiotélescopes dans le monde ont une monture alta-azimuthale consistant en un entraînement circulaire horizontal permettant de positionner le télescope en **azimuth** et un axe d'**élévation** horizontal à partir duquel on positionne le télescope en élévation
- Précision de pointage du radiotélescope de 30 mètres: 1 seconde d'arc (soit 0.5mm à 100m)

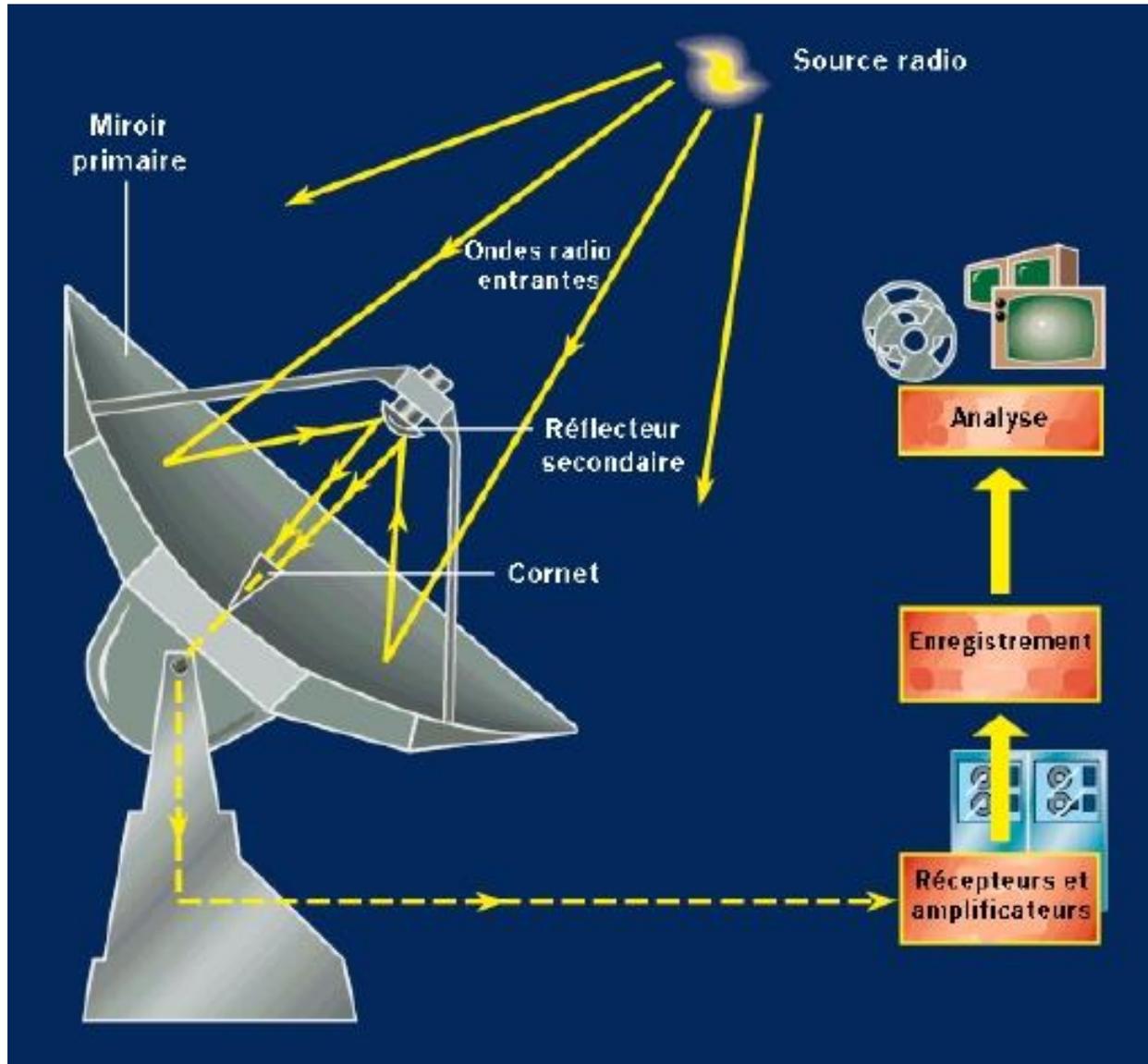
La surface d'un radiotélescope

- La précision de surface d'un télescope doit être théoriquement inférieure à $\lambda/4\pi$; en pratique on fait en sorte qu'elle soit inférieure à $\lambda/50$
- Pour un radiotélescope travaillant à 300 GHz, il faut donc une précision **globale** $< 20 \mu\text{m}$ ce qui pour un diamètre de 30m est très difficile à réaliser
- La précision de surface du 30m est de l'ordre de 55 μm ce qui est remarquable pour une telle antenne (composition: 420 panneaux d'Aluminium)
- Quand la précision de surface diminue, la conséquence est une efficacité plus faible et donc un affaiblissement du signal reçu

Résolution spatiale

- La résolution spatiale d'un télescope est égale à $1.22 \lambda/D$ (D est le diamètre du télescope). Il s'agit d'une résolution par pixel.
- Pour le 30m et une longueur d'onde de 1mm (300 GHz) la résolution est de $4 \cdot 10^{-5}$ radians, ce qui correspond à 8 arcsec
- Un télescope optique de 10m à 540 nm a une résolution de $6.6 \cdot 10^{-8}$ radians (ce qui correspond à 0.015 arcsec ou 15 msec d'arc) (Ceci est la limite de diffraction d'un télescope en pratique difficile à atteindre à cause de la turbulence atmosphérique)

Principe de fonctionnement d'un radiotélescope

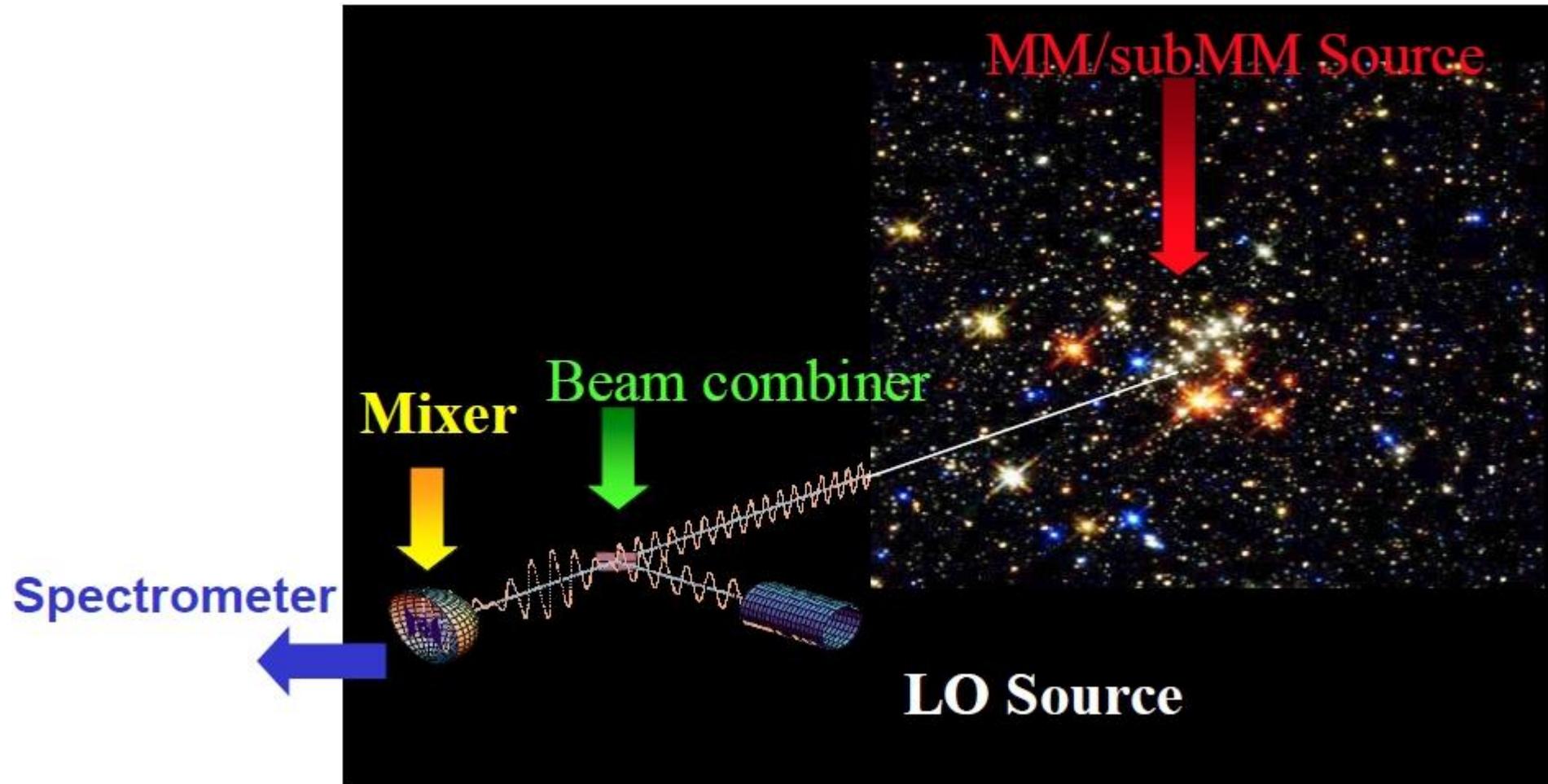


Récepteur hétérodyne

1. On ne sait pas amplifier des fréquences aussi hautes
2. L'idée de base est de mélanger deux fréquences f_1 et f_2 pour déplacer la fréquence résultante dans un domaine de fréquences que l'on sait amplifier
3. Les deux fréquences sont alors combinées dans un mélangeur non linéaire (diode dans notre cas).
4. On obtient deux nouveaux signaux de fréquence f_1+f_2 et f_1-f_2 .
5. On filtre le signal f_1+f_2 et on amplifie le signal f_1-f_2 car celui là on sait l'amplifier

Principe de la détection d'un signal venant du ciel

Heterodyne detection



En pratique

- La diode mélangeuse est une jonction tunnel SIS (jonction formée de deux électrodes supraconductrices séparées par une fine couche d'oxyde isolant d'épaisseur 20 angström) refroidie à 2 K car ce n'est qu'à ces températures qu'elle est supraconductrice
- La fréquence f_1 est le signal qui vient du ciel et f_2 est un signal injecté que l'on crée à partir d'une diode Gunn capable d'osciller à des fréquences de quelques centaines de Ghz (Dans le passé on utilisait un quartz de très bonne qualité dont on multipliait la fréquence en utilisant là encore un composant non linéaire (car un élément non linéaire en plus de f_1+f_2 donne les multiples de f_1+f_2); on utilise encore cette technique pour générer des signaux THz)

Amplification: 10^9 minimum

- On filtre le signal en sortie du mélangeur pour ne garder que la bande de fréquence centrée sur la fréquence f_1-f_2
- On amplifie une première fois (facteur 10^3) le signal ainsi sélectionné. Il sort du récepteur refroidi pour entrer dans la partie chaude ou on va l'amplifier au minimum d'un facteur 10^6
- Le signal ainsi reçu sera traité par un autocorrélateur (dans le passé un banque de filtres) qui réalise l'analyse spectrale du signal avant traitement et visualisation sur écran

Détection hétérodyne: détection cohérente

- La détection hétérodyne permet d'atteindre de très hautes résolutions spectrales ($\nu/\Delta\nu = 10^6$ à 10^8). A 300 GHz on peut atteindre 3 kHz/canal.
- A 100 GHz, un canal de 100 kHz correspond à 0.3 km/s
- A 300 GHz, un canal de 3 kHz correspond à 0.003 km/s ce qui donne une très grande précision sur la détermination des vitesses des raies (cf. distance cinématique)

Problèmes techniques

- Ils sont nombreux:
 - Bruit intrinsèque des diodes
 - Bruit des amplificateurs
 - Bruit de l'électronique en général
 - Bruit de l'atmosphère
- Actuellement les progrès techniques ont permis de réduire à presque rien les bruits des récepteurs et de l'électronique associée: Le seul facteur limitant reste **l'opacité de l'atmosphère**

Interféromètre

- L'interférométrie est utilisée en astronomie aussi bien avec des télescopes (travaillant dans l'IR) qu'avec des radiotélescopes. Son avantage est de permettre une résolution équivalente à celle d'un miroir de diamètre égal à l'écart entre les radiotélescopes combinés
- Pour ALMA qui peut travailler à 800 GHz et séparer les radiotélescopes de 8km on atteint une résolution de $5 \cdot 10^{-8}$ rd soit ~ 10 msec d'arc comparable à la résolution obtenue en optique.
- On peut aussi faire de l'imagerie avec un interféromètre

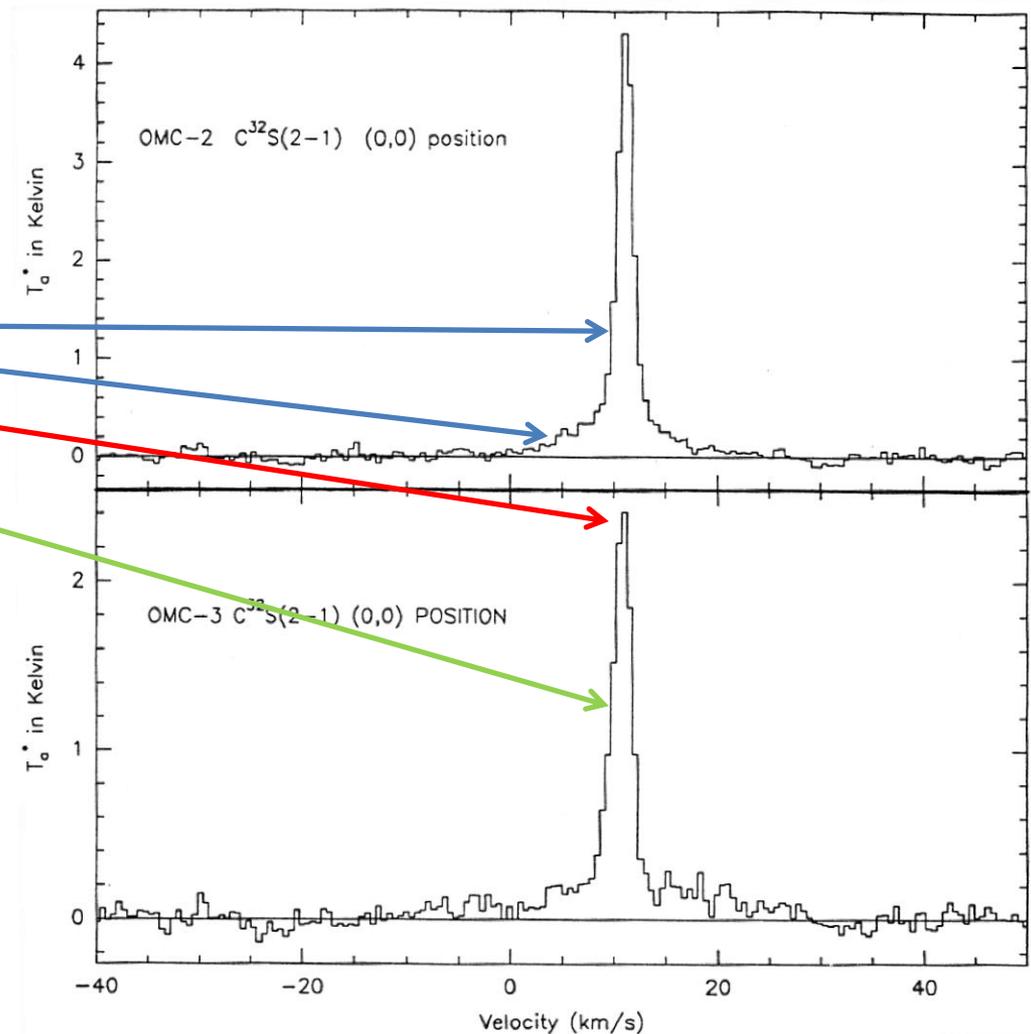
Le résultat des observations dans le domaine Radio

Spectre

- On appelle « spectre » toute trace (traduite en général sous forme graphique) de la **réponse de la matière** (ici les atomes ou molécules du MIS) à une perturbation extérieure. Cette perturbation peut-être une onde électromagnétique, mais aussi une collision!

Ce qui est important dans un spectre:

- 1) La forme de la raie
- 2) L'intensité de la raie
- 3) Sa largeur à mi-hauteur
- 4) S'il est en émission ou en absorption



Ce que l'on observe en radio: une raie d'une molécule (ici la molécule CS) observée en direction d'un point du ciel. Ici on a effectué des observations dans la raie 2->1 de CS en direction de deux cœurs denses situés dans le nuage moléculaire d'Orion. La forme montre un élargissement à la base différent dans les deux spectres. L'intensité est également différente alors que la largeur est à peu près la même.

Élargissement d'une raie spectrale

- En pratique les raies au lieu d'être infiniment fines s'étalent sur une bande de fréquence. Quelques raisons de cet élargissement:
 - Élargissement naturel (la durée de vie d'un état excité est relié à la précision de son énergie par le principe d'incertitude de Heisenberg soit $\Delta E \Delta t \sim h/2\pi$)
 - Élargissement Doppler (dû au mouvement des atomes ou molécules dans le gaz mais aussi au mouvement d'ensemble du nuage)
 - Élargissement dû aux collisions avec d'autres atomes ou molécules (pression)

Modéliser un spectre

- La modélisation d'un spectre nécessite la compréhension:
 - des conditions thermodynamiques (température)
 - De la pression et de la turbulence
 - Des abondances des atomes ou des molécules dans le milieu d'où sont issus les photons
 - ..
- A la suite d'observations à haute résolution spectrale de raies atomiques ou moléculaires, toutes les connaissances accumulées depuis deux siècles dans le domaine de la spectroscopie atomique ou moléculaire, permet de l'interprétation de ces raies.

Informations obtenues à partir de l'analyse des raies observées dans le MIS

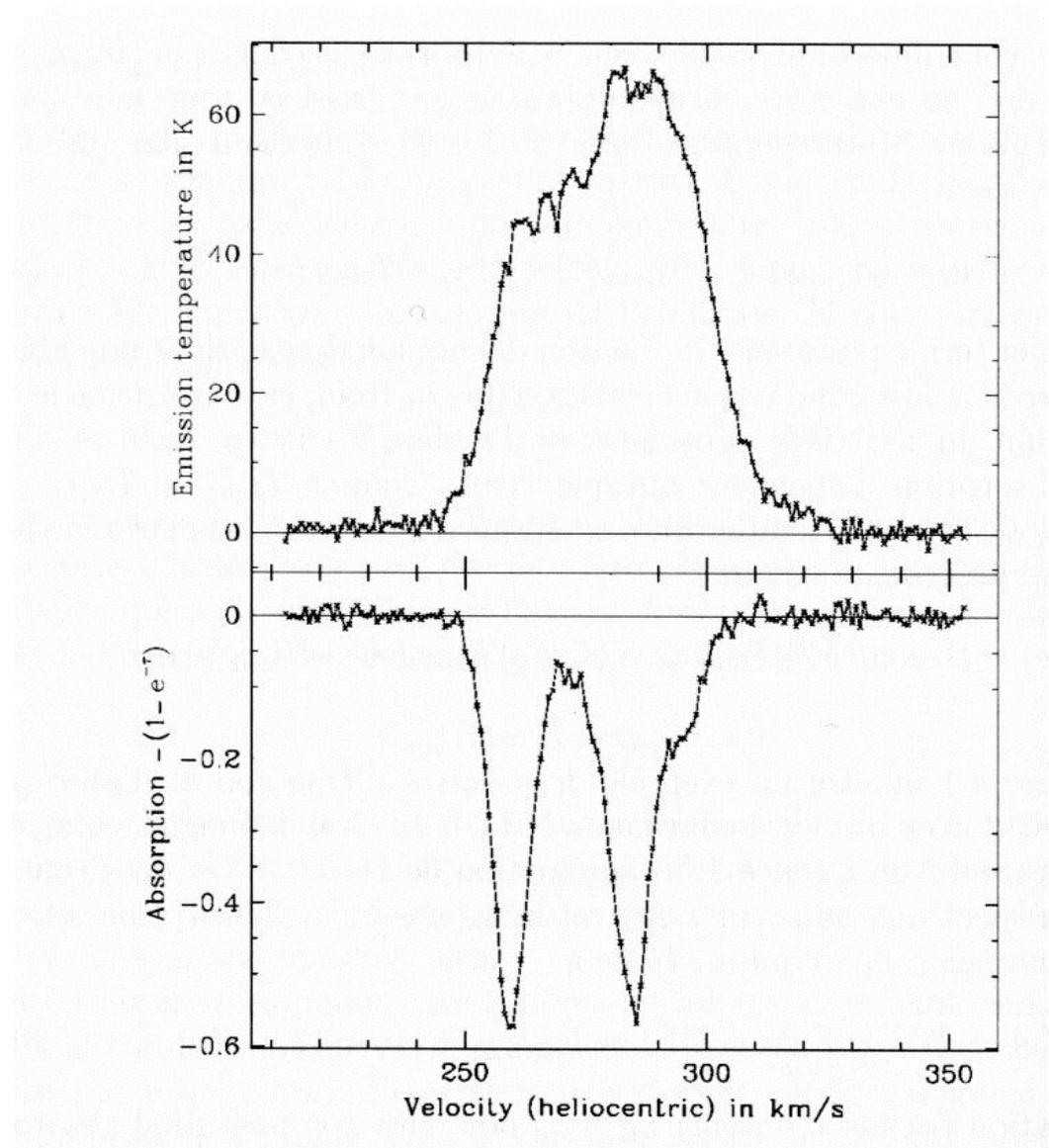
En choisissant soigneusement la molécule et la transition adaptée aux paramètres physiques que l'on veut explorer on peut déterminer beaucoup de choses:

- Température du milieu
- La colonne densité
- La masse
- La turbulence
- La composition
- La présence ou non d'une source enfouie
- La nature de cette source (étoile de faible masse ou massive..)
- La présence de flots qui éjectent de la matière depuis une étoile en formation, ces flots produisant des chocs spectaculaires dans le nuage environnant
- Toutes ces informations doivent être croisées avec d'autres observations dans d'autres domaines de longueur d'onde (IR, Submm, X..).

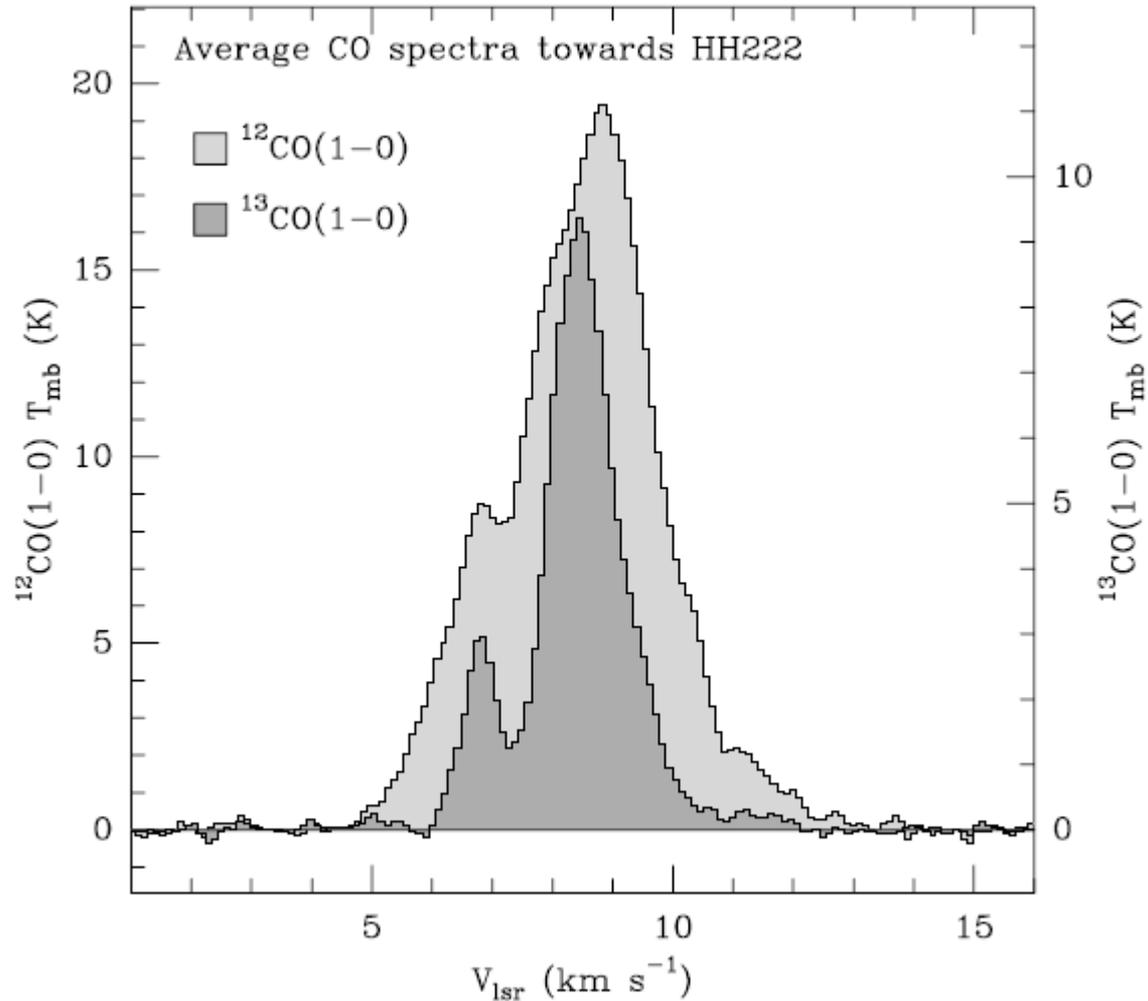
Exemples : Spectres à 21 cm de l'hydrogène

Spectre d'émission obtenu **au voisinage** de N157B dans le nuage de Magellan

Spectre d'absorption obtenu en direction de N157B



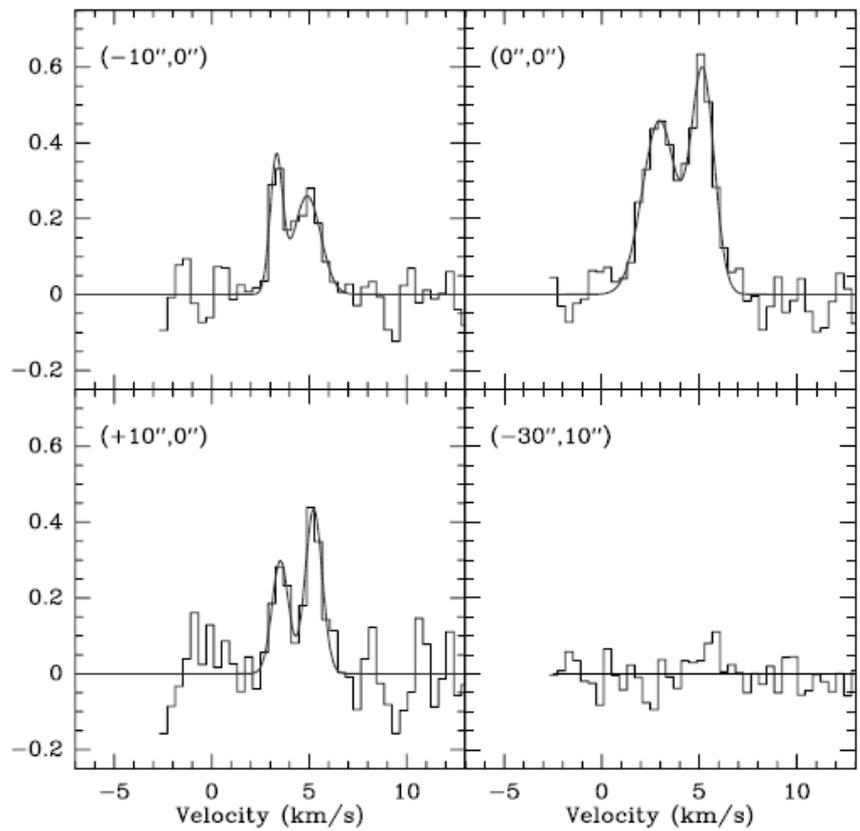
Spectres de molécules



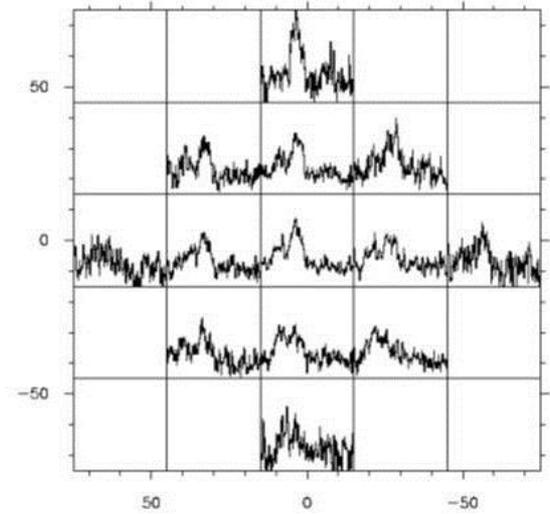
Spectres des molécules ^{12}CO et ^{13}CO dans la raie 1-0 en direction de HH222

Comment réaliser une carte à partir d'observations monopixel

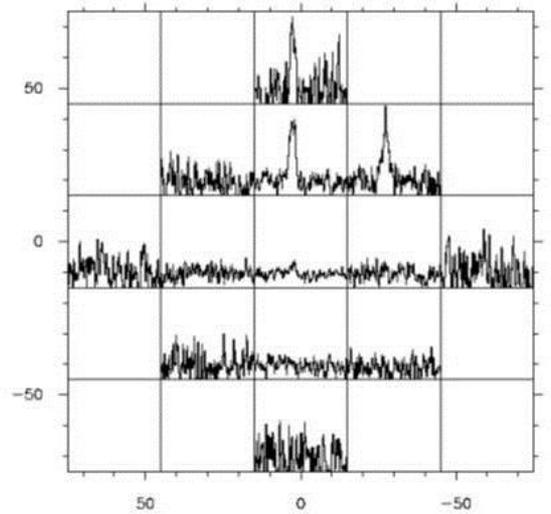
On observe point par point pour pouvoir ensuite réaliser une carte et ainsi reproduire l'équivalent d'une photographie obtenue avec un CCD



W49 (HD), Carte 12CO 2-1, X : 55/75 km/s, Y : -0.5/2.0 K (T_{0*})

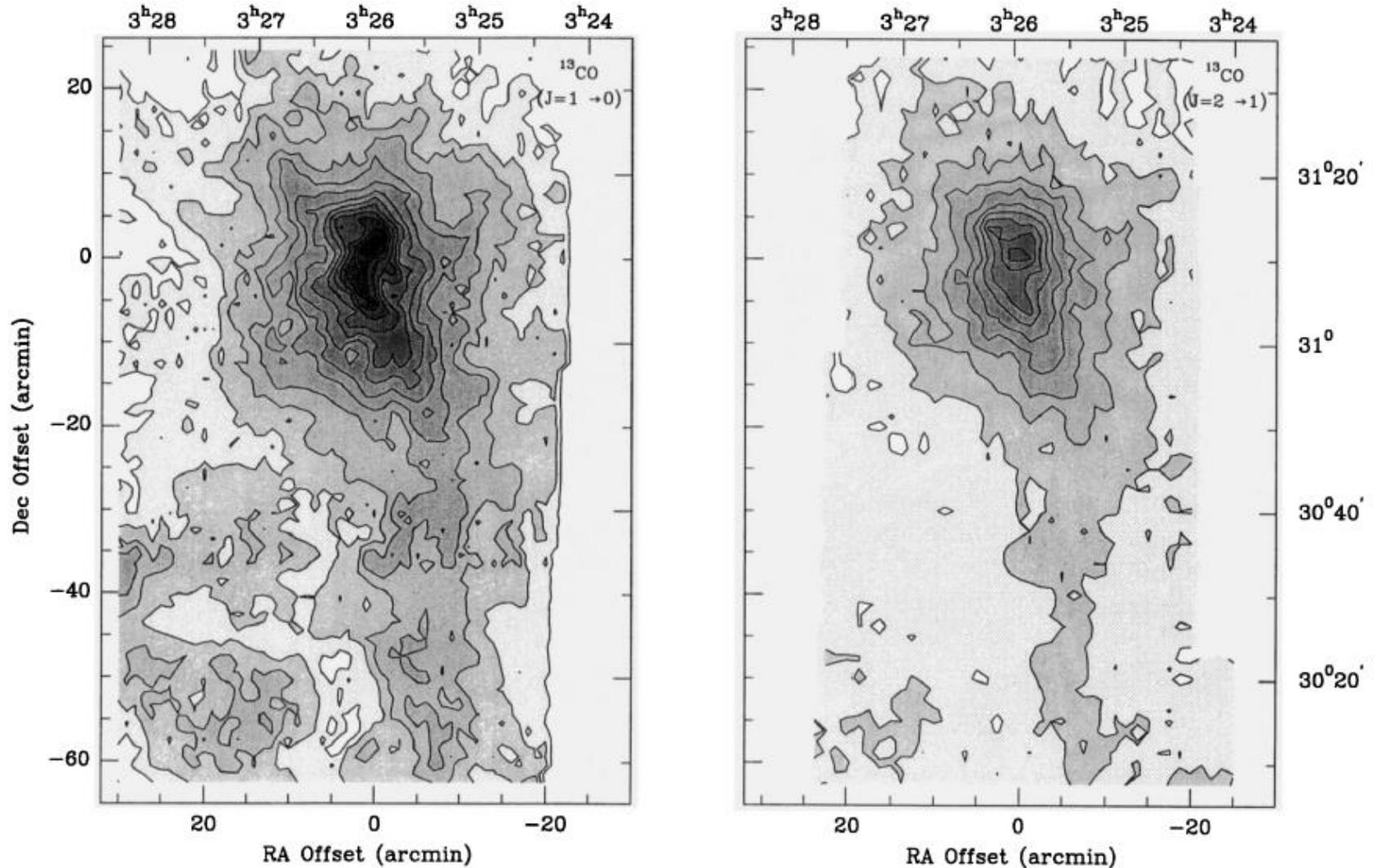


W49 (HD), Carte 13CO, X : 55/75 km/s, Y : -0.2/1.2 K (T_{0*})



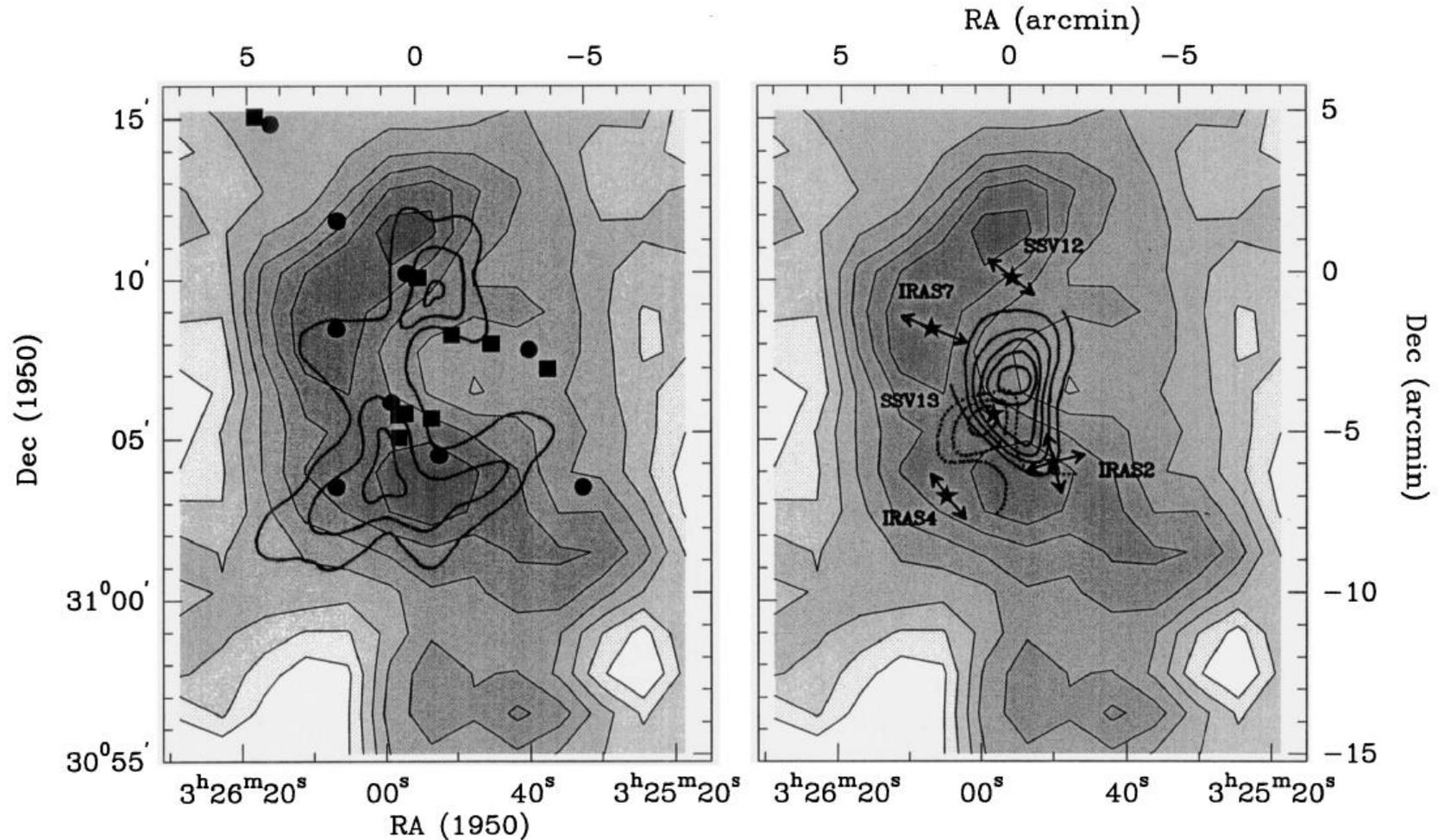
IRAS16293-2422 dans la raie de D₂CO(4_{2,2}-3_{2,1})

Deux cartes à faible résolution



Carte en ^{13}CO (1-0) à gauche (résolution 100") et en ^{13}CO (2-1) à droite (résolution 140") de la région NGC 1333

Comparaison de cartes d'émissions de raies moléculaires



Carte à faible résolution (100'') de la région de NGC1333; à gauche superposition des cartes en NH_3 et en C^{18}O (1-0); à droite superposition des lobes bleu et rouge du flot de SSV13 et de l'émission en C^{18}O (1-0)

Base de la méthode d'analyse des observations

Le transfert de rayonnement

Transfert de rayonnement

D'une façon générale le **transfert de rayonnement** décrit l'interaction du rayonnement électromagnétique avec la matière.

Dans le cas de l'astrophysique on modélise la propagation de la lumière au sein du milieu interstellaire afin, en utilisant les observations, d'en déduire les paramètres physiques présents dans le milieu.

Base de la modélisation

- On modélise un milieu formé d'atomes ou de molécules soumis à un rayonnement d'intensité I_ν à la fréquence ν .
- Le rayonnement est diminué par l'**absorption** dans la raie spectrale (atomes dans l'état « low » qui montent dans l'état « up »)
- Il est augmenté par:
 - L'**émission spontanée** des atomes qui passent de l'état up à low,
 - L'**émission stimulée** à cette fréquence

L'équation de Transfert

- Le résultat de cette modélisation se traduit par l'équation de transfert.
- Cette équation est très générale et n'implique rien sur les phénomènes qui régissent les populations des différents niveaux d'énergie.

Equation de transfert (1)

Elle s'écrit:

$$\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = S_\nu - I_\nu$$

S_ν est la fonction source, I_ν le rayonnement incident et $\tau_\nu = \int \kappa_\nu ds$ est la profondeur optique sachant que:

$$\kappa_\nu = \frac{h\nu}{4\pi} [n_l(\nu)B_{lu} - n_u(\nu)B_{ul}]$$

et

$$S_\nu = \frac{h\nu}{4\pi} \frac{n_u(\nu)A_{ul}}{n_l(\nu)B_{lu} - n_u(\nu)B_{ul}}$$

A_{ul} est le coefficient d'émission spontanée, B_{ul} le coefficient d'émission stimulée, B_{lu} le coefficient d'absorption, n_l et n_u le nombre d'atomes dans l'état « low » et « up ».

Equation de transfert (2)

- Si la fonction source S_ν est constante l'équation s'écrit :

$$I_\nu(\tau_\nu) = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu} + S_\nu(1 - e^{-\tau_\nu})$$

$I_\nu(0)$ est l'intensité en absence d'extinction interstellaire

Utilisation de cette équation

- En tenant compte d'informations, obtenues par ailleurs, sur les paramètres physiques du milieu considéré on va s'efforcer de modéliser le plus précisément possible l'intensité du rayonnement émergent.
- Les observations sont ensuite comparées au résultat de la modélisation.
- Les paramètres du modèle sont ajustés pour rendre compte des observations.
- Il est parfois nécessaire de modifier profondément les paramètres du modèle, voire d'en rajouter, pour rendre compte des observations

Approximations

- En raison du nombre de processus en jeu, résoudre exactement cette équation est quasiment impossible!
- Pour en tirer des informations à comparer aux observations, il faut donc utiliser des approximations adaptées aux situations physiques rencontrées
- Ces approximations doivent être justifiées le plus soigneusement possible. Cela n'est pas toujours possible! Il faut donc parfois se contenter d'utiliser ces approximations en connaissant leurs limites.

Approximation la plus utilisée

Dans le MIS on suppose souvent que le milieu est à l'**ETL (Equilibre thermodynamique local)**. Cela signifie que la population des niveaux est uniquement déterminée par les collisions. Dans ce cas la fonction source S_ν tend vers l'intensité du corps noir (appelée aussi fonction de Planck)

La fonction de Planck s'écrit: $B_\nu(T) = \frac{2h\nu^3/c^2}{\frac{h\nu}{e^{kT}-1}}$

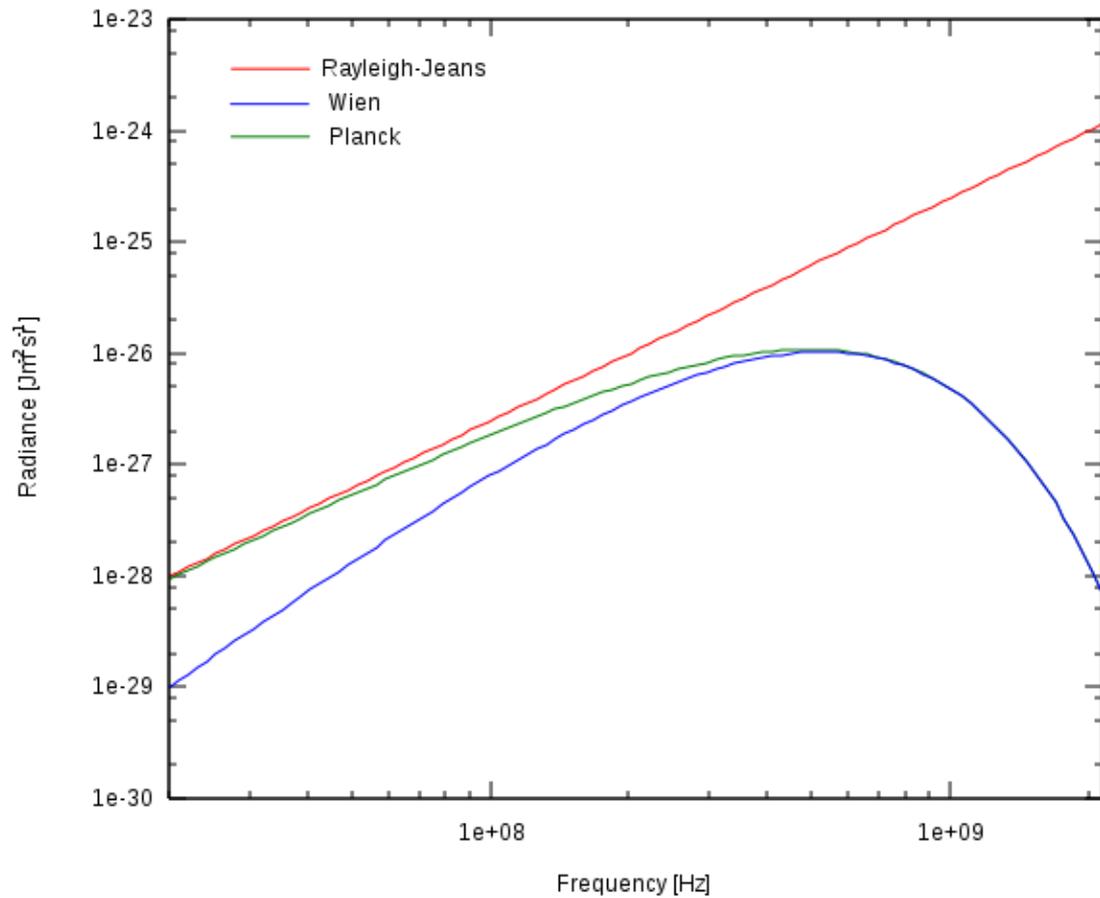
Comme à l'ETL $S_\nu = B_\nu(T)$, l'équation de transfert s'écrit $\frac{dI_\nu}{d\tau_\nu} = B_\nu(T) - I_\nu$

Approximation supplémentaire : Cas de la radioastronomie

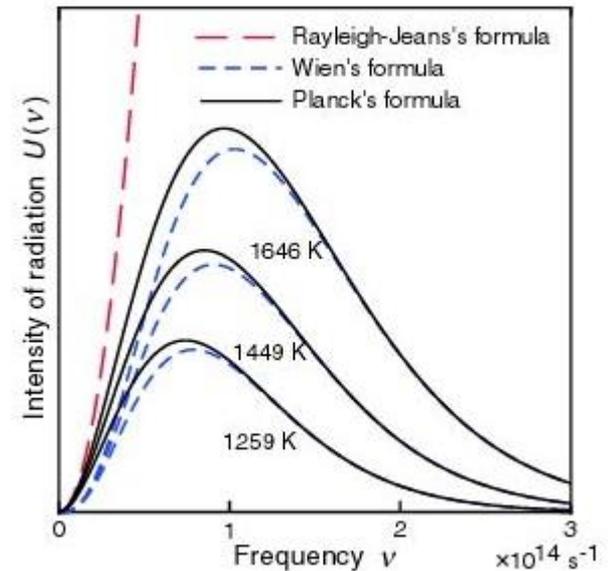
- Si l'énergie des photons est beaucoup plus faible que l'énergie moyenne du milieu ($h\nu \ll kT$), la fonction de Planck, utilisée à l'ETL, s'écrit:

$$B_\nu(T) = \frac{2kT\nu^2}{c^2} \text{ (approximation de Rayleigh-Jeans).}$$

- Cette approximation est (presque) toujours valide aux basses fréquences (domaines d'observation des molécules interstellaires).
- Dans ce cas l'équation de transfert peut être écrite sous une forme directement utilisable dans les observations.



Comparaison des approximations de Rayleigh-Jeans et Wien avec la loi de Planck calculée pour un corps à une température de 8 mK



Equation de transfert à l'ETL pour les radioastronomes

A l'ETL et à grande longueur d'onde (approximation de Rayleigh-Jeans) l'équation de transfert prend la forme:

$$I_\nu(\tau_\nu) = I_\nu(0)e^{-\tau_\nu} + \frac{2kT\nu^2}{c^2}(1 - e^{-\tau_\nu})$$

Les **radioastronomes** ont pris l'habitude d'exprimer les intensités en termes de température de brillance T_B définie par

$$T_B \equiv \frac{c^2}{2k\nu^2} I_\nu \quad (\text{valable uniquement à l'ETL})$$

Et l'équation de Transfert s'écrit:

$$T_B(\tau_\nu) = T_B(0)e^{-\tau_\nu} + (1 - e^{-\tau_\nu})T$$

Ici T est la température du milieu interposé et $T_B(0)$ la température de brillance du fond.

Conséquence générale

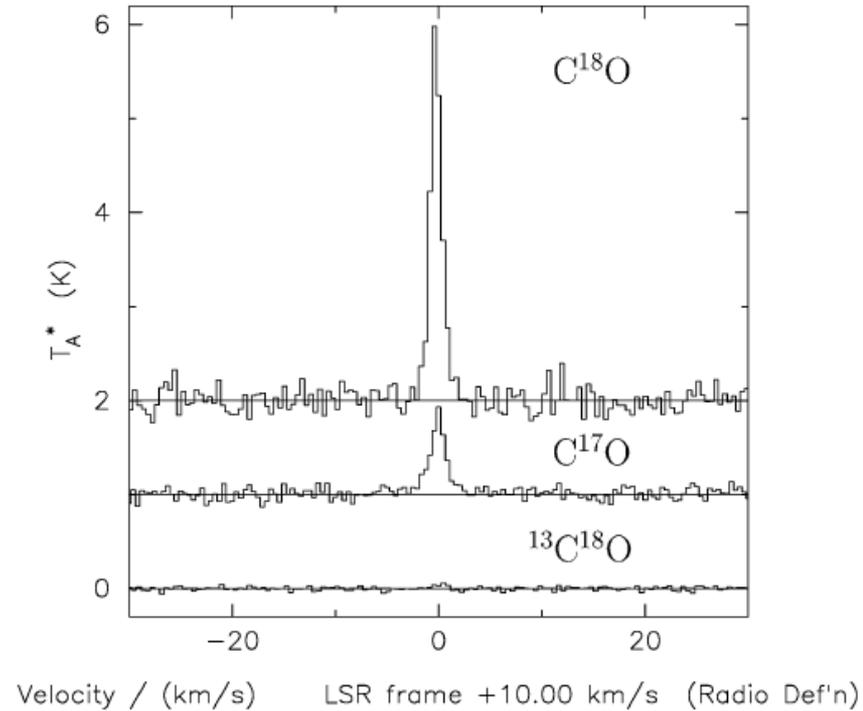
- Si le milieu interposé est plus chaud que la température de brillance du fond ($T > T_B(0)$) la raie apparaît en émission.
- Dans le cas contraire la raie apparaît en absorption

Rappel: La température du bruit de fond de l'univers est de 2.7 K

Quelques exemples

- Si le milieu est optiquement épais (τ_ν très grand) la raie observée mesure la **température du milieu** ($T_B = T_k$; k pour indiquer qu'il s'agit de l'agitation du milieu \sim kinetic)
- Ainsi pour mesurer la température des nuages interstellaires on utilise couramment la molécule CO qui est la plus abondante après H_2 et qui est donc optiquement épaisse

Si le milieu est optiquement mince l'intensité de la raie est proportionnelle au nombre d'atomes dans une colonne de section unité exprimée en atomes par cm^{-2} .



Avec des molécules peu abondantes on a donc accès directement à la **colonne densité** d'un nuage et si on connaît ses dimensions du nuage à sa **densité**.

Car si on suppose que $T_B(0)$ est faible, alors $T_B = \tau_\nu T$. En effet dans le cas où S_ν est constant, on montre que τ_ν est proportionnel au nombre de molécules sur la ligne de visée, d'où l'affirmation ci-dessus.

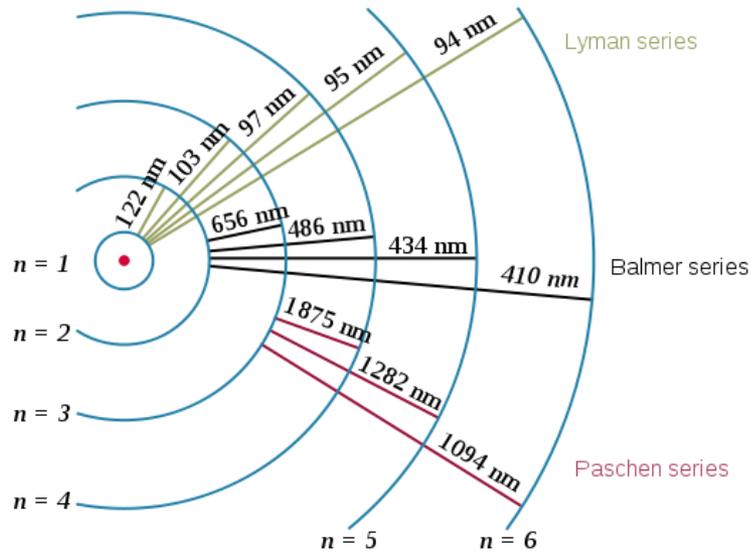
Le gaz neutre atomique

Introduction

- Le gaz neutre atomique est la composante la plus importante en masse du milieu interstellaire
- Trois types de raies sont à notre disposition:
 - La raie hyperfine à 21 cm de HI; elle trace HI et permet d'en obtenir la température
 - Les raies de structure fine dans l'IR lointain
 - Les raies d'absorption interstellaire qui fournissent la composition chimique et quelques paramètres physiques

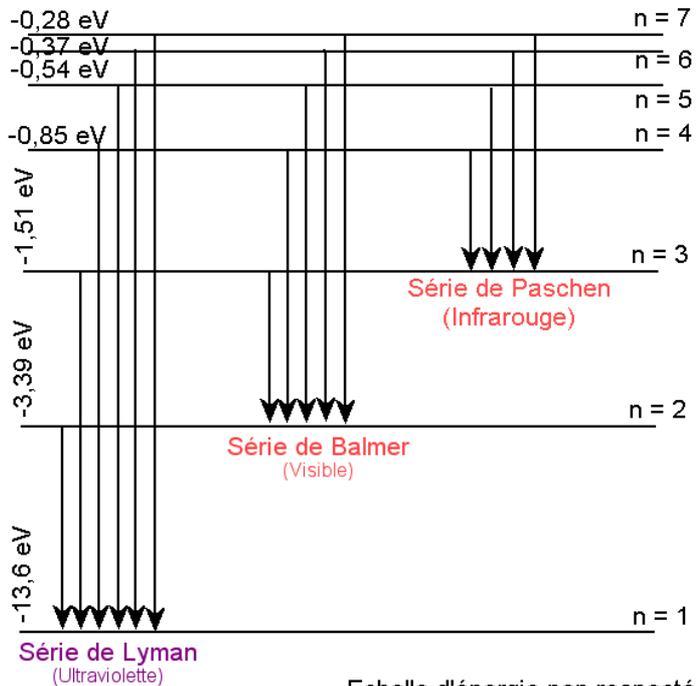
Spectre de l'hydrogène

- L'Hydrogène est formé d'un proton et d'un électron. L'énergie de l'électron ne peut prendre que quelques valeurs discrètes, appelées niveaux d'énergie. Lorsque l'électron passe d'un niveau élevé à un niveau plus bas, il émet un photon dont l'énergie vaut la différence entre celles des deux niveaux. Ainsi, la lumière émise ne peut prendre que quelques valeurs discrètes. C'est ce que l'on appelle son **spectre**.
- Le spectre est donc l'ensemble des longueurs d'onde que l'atome d'hydrogène est capable d'émettre.



Les longueurs d'onde en nm dans la Série de **Lyman** sont:

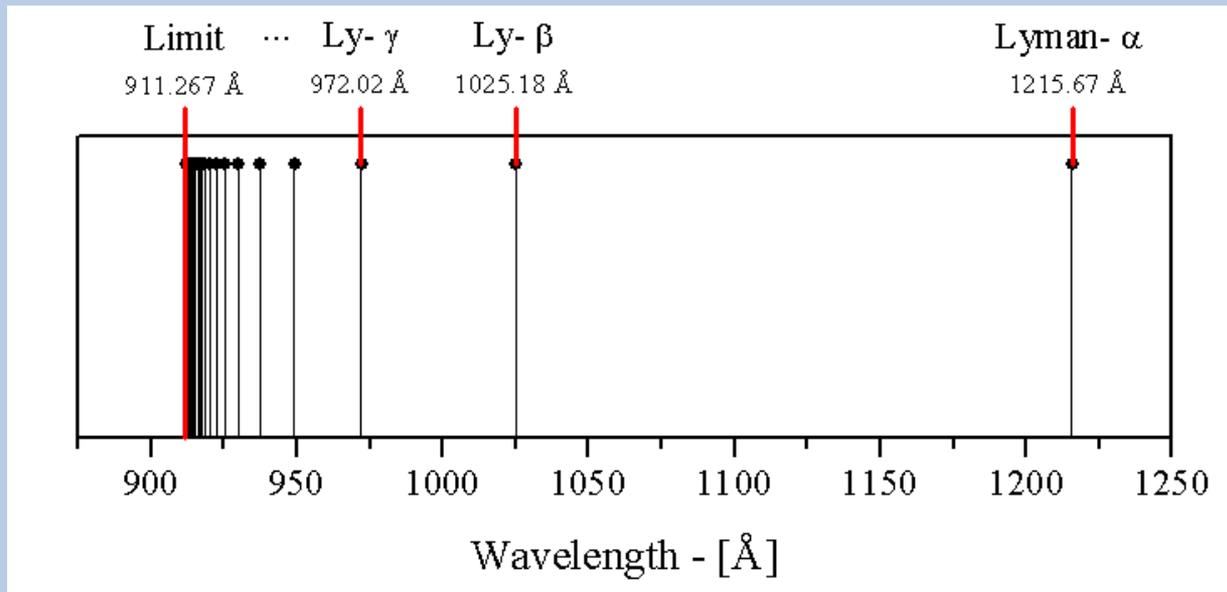
Transition	λ (nm)	E (ev)
2-1	121.6	10.2
3-1	102.6	12.08
4-1	97.3	12.75
.		
11-1	91.9	13.48
Limite	91.18	13.6



Echelle d'énergie non respectée

Les longueurs d'onde en nm dans la Série de **Balmer** sont:

Transition	λ (nm)	E(eV)
3-2	656.3	1.88
4-2	486.1	2.55
5-2	434.1	2.85
.		
11-2	376.9	3.28
Limite	364.6	3.4



Les énergies des niveaux sont égaux à : $E_n = hc \frac{R_H}{n^2} = \frac{13.6 \text{ eV}}{n^2}$ ou R_H est la constante de Rydberg = $1.0968 \cdot 10^{-2} \text{ nm}^{-1} = 13.6 \text{ eV}/hc$.

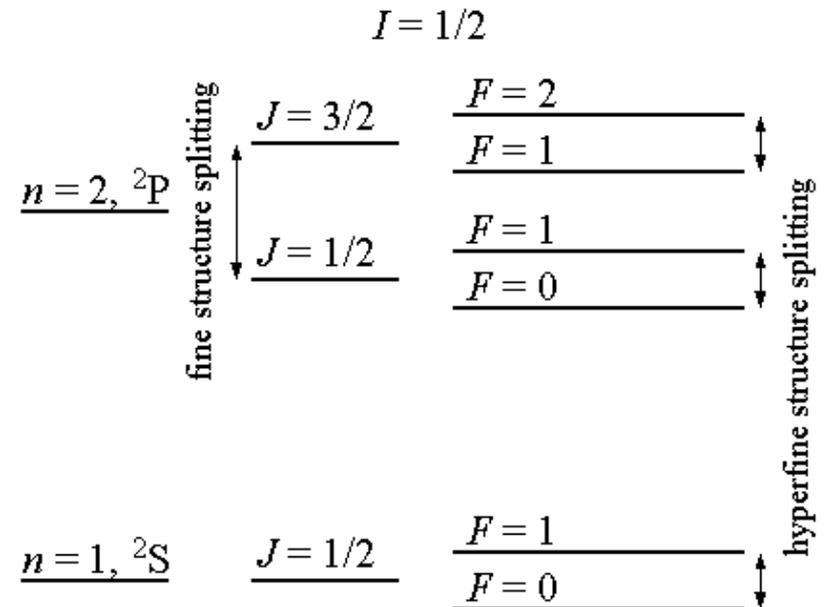
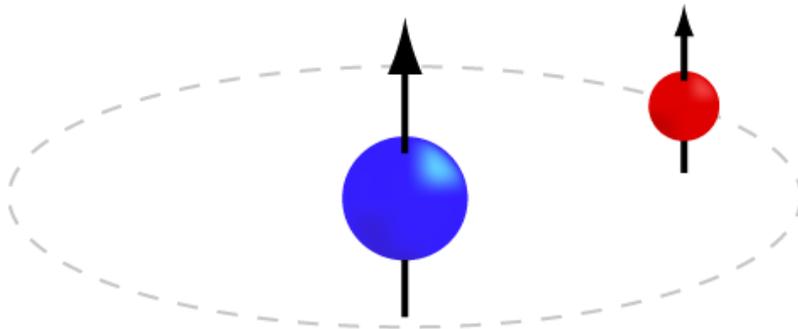
Le spectre lumineux est composé de longueurs d'onde discrètes dont les valeurs sont données par $\lambda(nm) = \frac{1}{R_H \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right)}$ et une énergie $E(eV) = 13.6 \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right)$

Avec n_1 et n_2 qui sont des entiers tels que $n_1 < n_2$

Identification de l'hydrogène interstellaire par la raie à 21cm

Il existe une transition entre **deux sous-niveaux** de **l'état fondamental de H**, l'énergie étant plus élevée lorsque les spins du proton et de l'électron sont parallèles ($F=1$) que lorsqu'ils sont antiparallèles ($F=0$).

C'est une transition dont la durée de vie est de $1.1 \cdot 10^7$ ans supérieure au temps de collision des atomes H entre eux (qq heures). Les niveaux sont donc à l'équilibre collisionnel avec les atomes H. L'essentiel de l'hydrogène se trouve dans les deux niveaux hyperfins.



Raie à 21 cm de H

- Le processus physique sous-jacent est la transition atomique entre les deux sous niveaux de la structure hyperfine du niveau fondamental de l'atome d'hydrogène.
- **La raie générée par ce passage du niveau « up » au niveau « down » correspond à l'émission d'un photon de longueur d'onde 21 cm: $\nu = 1.420405751786$ GHz ou $\lambda = 21.106114$ cm**
- Cette raie est **fortement interdite. Elle est cependant visible** grâce au grand nombre d'atomes d'hydrogène sur la ligne de visée.

NB: Dans le cas où l'hydrogène est sous sa forme moléculaire, notée H_2 , où deux atomes d'hydrogènes sont liés, les deux sous-niveaux sont remplis en permanence. Dans ce cas aucune transition atomique n'est possible car les lois de la mécanique quantique interdisent à 2 électrons de se trouver sur le même sous-niveau. C'est le Principe d'exclusion de Pauli.

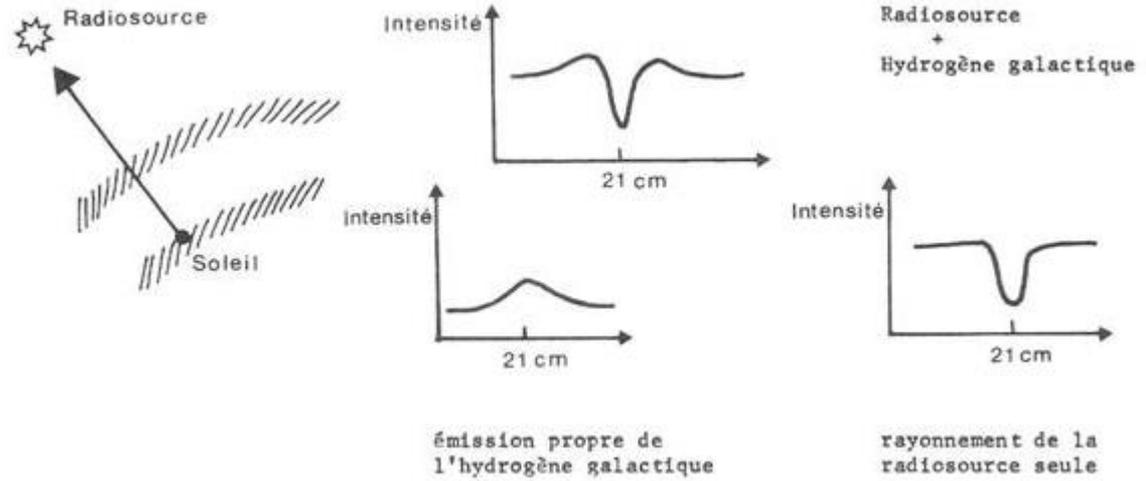
« Voir » l'hydrogène neutre (HI)

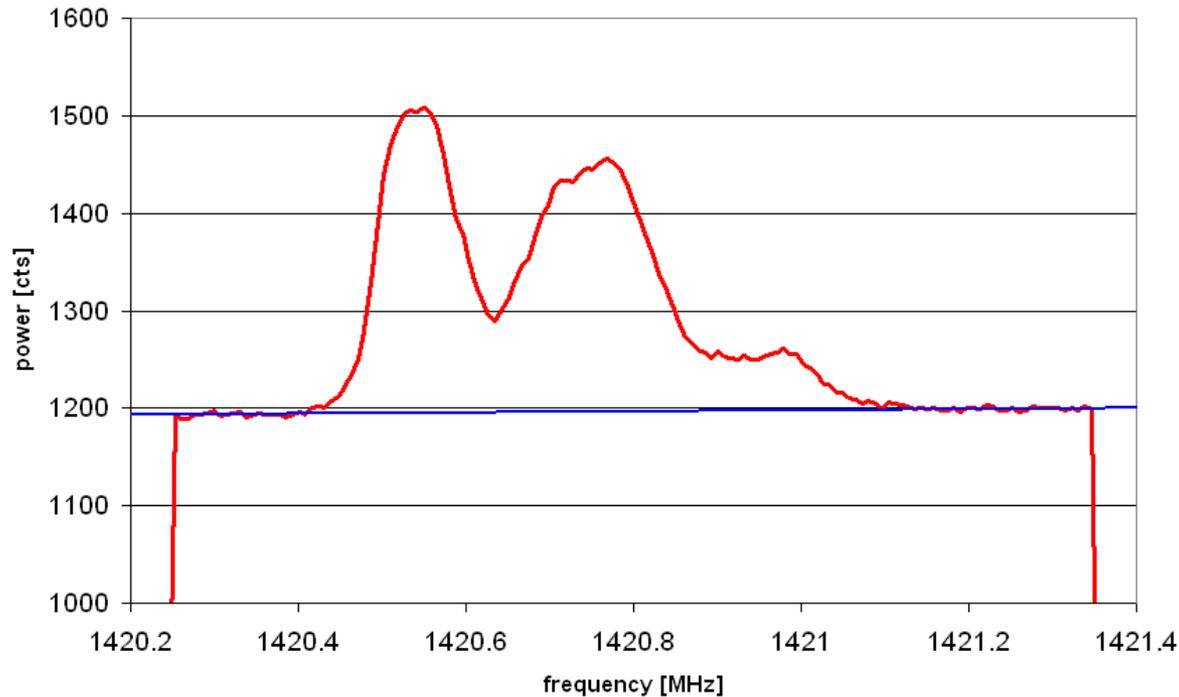
- Pour « voir » HI, il faut l'observer dans son état fondamental, donc dans des régions non soumises à des perturbations
- En effet les autres raies de H correspondent à un état excité présent par exemple dans les régions HII
- De plus il faut « utiliser » des raies dans un domaine de longueur d'onde qui permet de « voir » toute la galaxie (domaine radio centimétrique ou métrique par exemple)

Pourquoi veut-on savoir où se trouvent les concentrations d'hydrogène neutre (appelé aussi HI)? Parce que HI est à l'origine de toutes les formations d'étoiles.



Emission et absorption de la raie à 21cm





Résultat obtenu en pointant le télescope vers une position dans la galaxie; Au dessus du bruit de fond on obtient l'émission galactique vers 1420.4 MHz. Sa largeur est de 500 kHz avec plusieurs bosses décalées par rapport à la fréquence centrale.

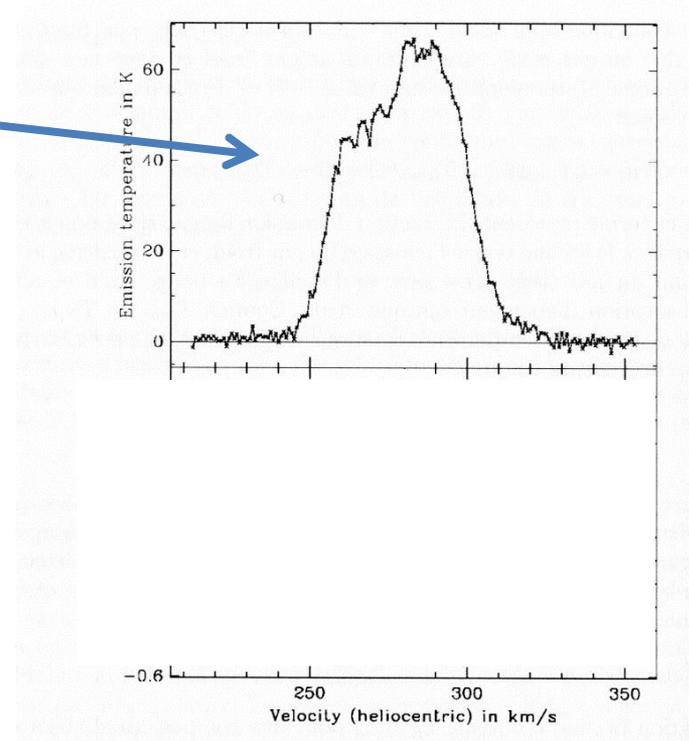
Le décalage et la largeur sont dues à:

- 1) Le nuage a une vitesse par rapport à nous du à la rotation de la galaxie (bien qu'il arrive que le nuage soit décalé de 10 km/s de ce mouvement d'ensemble)
- 2) Dans le nuage lui-même des parties du gaz peuvent avoir un mouvement aléatoire de quelques km/s. De plus les atomes dans le nuage ont un mouvement aléatoire dû à la température (100 K donne une vitesse de 1 km/s environ)

Quelles informations obtient-on?

Spectre d'émission 21 cm au voisinage de N157B dans le grand nuage de Magellan

Les radioastronomes ont l'habitude d'exprimer le profil de la raie en fonction de la vitesse radiale plutôt que la fréquence car, dans le MIS, la seule cause d'élargissement de la raie est l'effet Doppler. On a donc $\Delta v = c\Delta\nu/v_0$.



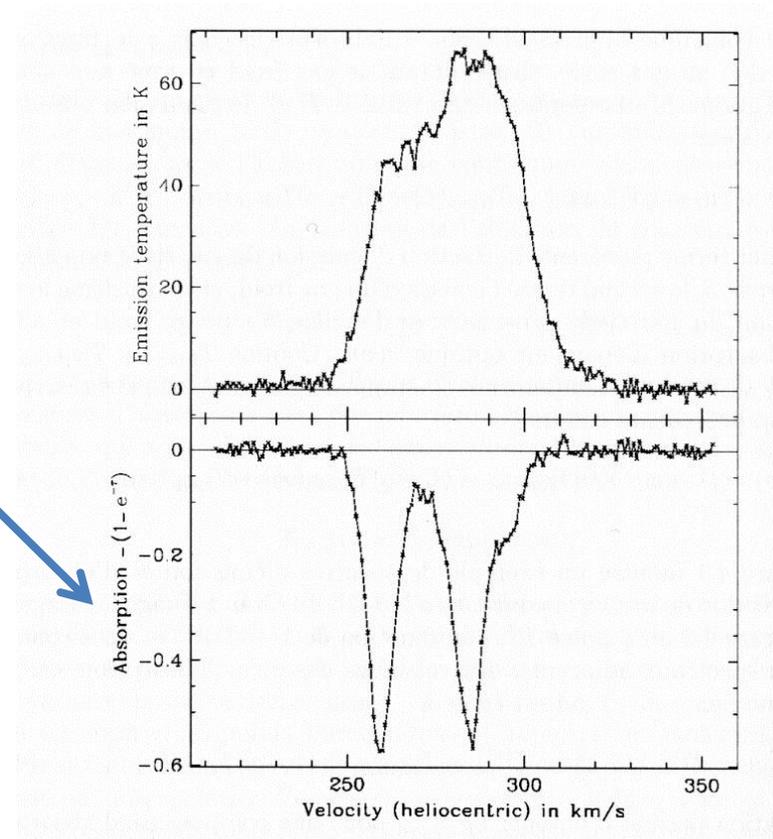
Résultat de la mesure en émission: Dans le cas optiquement mince on obtient directement la colonne densité de HI, soit $N(\text{HI}) = 1.822 \cdot 10^{18} \Delta T_B \Delta v$ **atomes cm^{-2}** . ΔT_B est la température de brillance en Kelvin au dessus du continuum du fond et Δv est la largeur de la raie à demi-intensité en kms^{-1} . L'intensité de la raie ne dépend pas de la température mais seulement de la densité de colonne totale

$N(\text{HI})$ appelée densité de colonne est le nombre d'atomes de HI dans une colonne de section unité exprimée en atomes par cm^{-2} .

Mais le spectre en absorption nous dit autre chose..

spectre d'absorption obtenu en direction de N157B avec un interféromètre. Il est obtenu en utilisant une autre fréquence centrale pour le récepteur.

Ce spectre permet de mesurer l'épaisseur optique (définie par la fraction de rayonnement électromagnétique diffusée ou absorbée par les composants de la couche traversée)



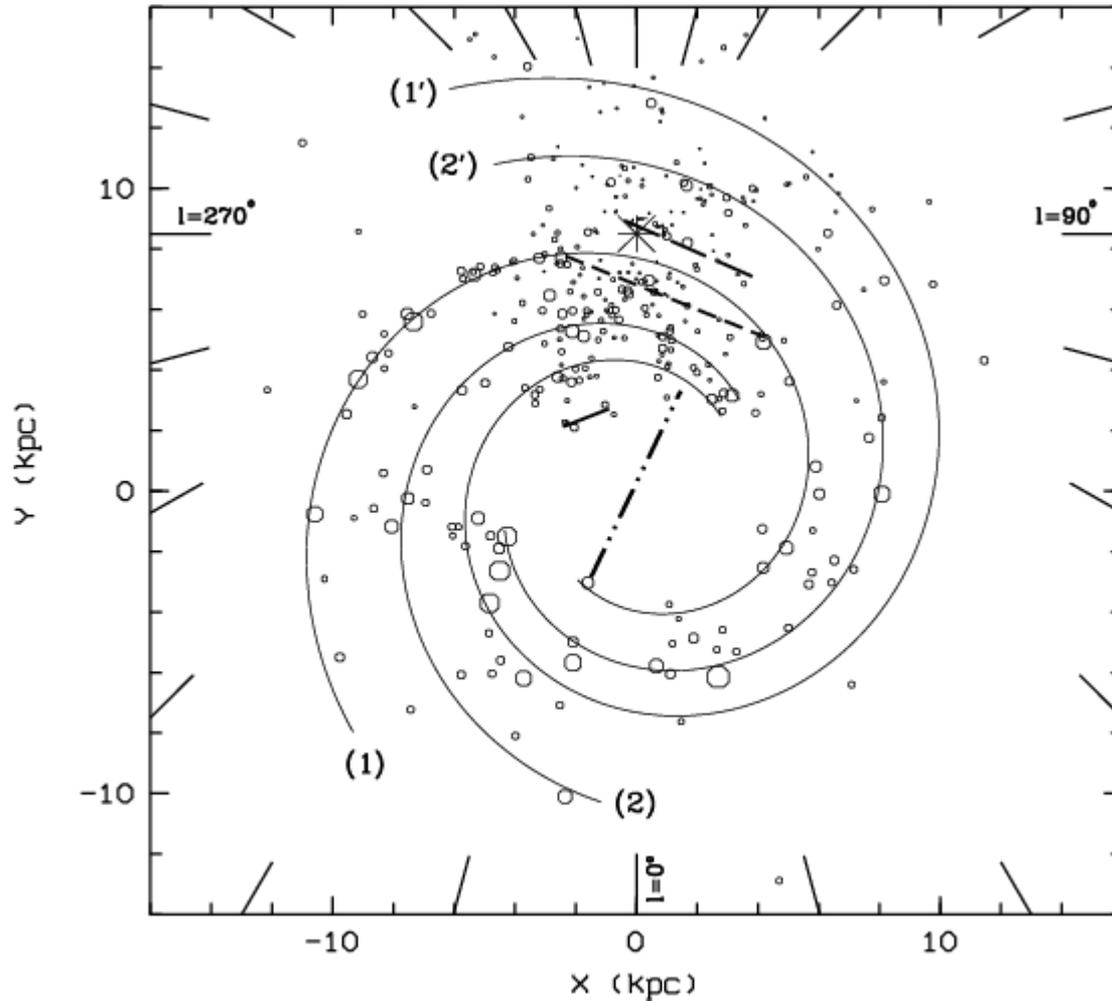
On voit sur ces deux spectres, correspondants à l'observation d'un même nuage, que l'épaisseur optique du nuage est importante et que l'approximation qui permettrait de calculer $N(\text{HI})$ à partir du seul spectre en émission n'est pas valable. Par contre l'utilisation des deux spectres permet de déduire la température du milieu, l'épaisseur optique du nuage et donc sa colonne densité $N(\text{HI})$

Difficultés

- Si la résolution angulaire des observations est insuffisante vis-à-vis des fluctuations spatiales de l'émission la détermination de l'émission attendue sera difficile. Actuellement cette difficulté est « gommée » par les observations interférométriques
- Autre difficulté: s'il y a un mélange de HI tiède et froid sur la ligne de visée il est très difficile de les séparer. Il existe cependant des méthodes pour résoudre cette dernière difficulté

Principaux résultats pour la distribution de l'hydrogène atomique

- Le MIS HI est très inhomogène
- Deux phases:
 - l'une tiède (plusieurs milliers de degrés) et peu dense ($0.1-0.3$ atomes cm^{-3}) peu vue en absorption
 - L'autre froide (60-100K) et plus dense (qq dizaines atomes cm^{-3}) qui domine l'absorption.
- La composante froide forme les structures complexes et se trouve dans les enveloppes des nuages moléculaires
- Les deux composantes contiennent sensiblement la même quantité de matière



Structure spirale de notre Galaxie tracée à partir de la distribution des complexes de formation stellaire et l'utilisation mixte des distances stellaires et cinématiques. Les bras sont : (1) bras du Sagittaire-Carène, (2) bras Ecu-Croix, (1') bras Norma-Cygnus et (2') bras de Persée. Le Soleil est représenté par la grosse croix à la position $x = 0$, $y = 8.5$. On voit que l'éperon d'Orion (trait le plus proche du Soleil) est une structure locale. Le trait au centre représente la barre centrale avec son orientation.



NGC 1232 la galaxie jumelle de la notre