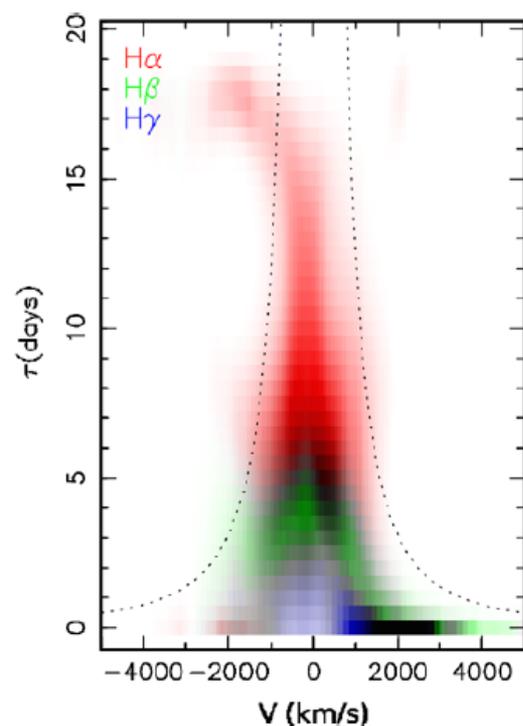




COLLÈGE
DE FRANCE
— 1530 —

Chaire Galaxies et Cosmologie

Cartes de réverbération -- Binaires



Françoise Combes



Thèmes abordés

→ Le principe de la cartographie de réverbération

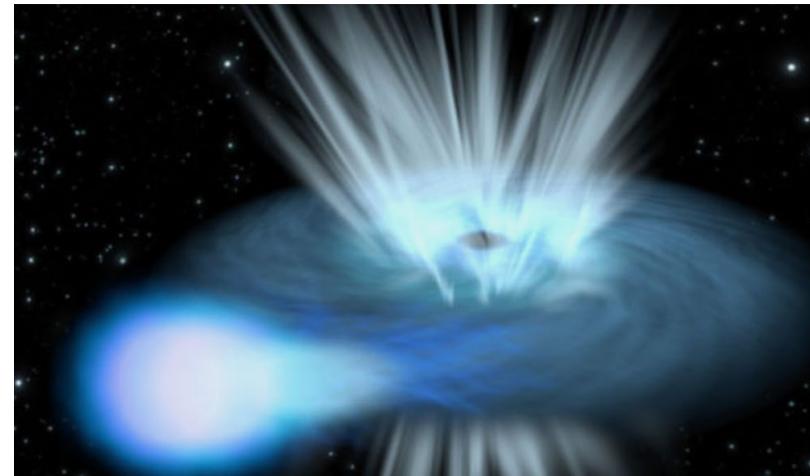
→ Application aux AGN

→ Binaires X

→ Nature des ULX: trous noirs ou étoiles à neutrons

→ Pulsars, et PULX

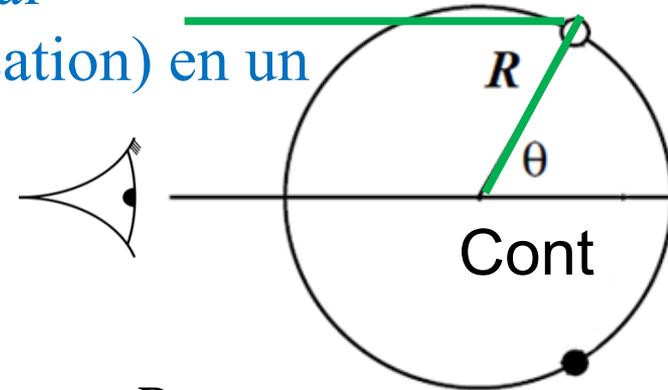
→ Pulsars « veuves noires »
araignées à dos rouge



Cartographie par réverbération

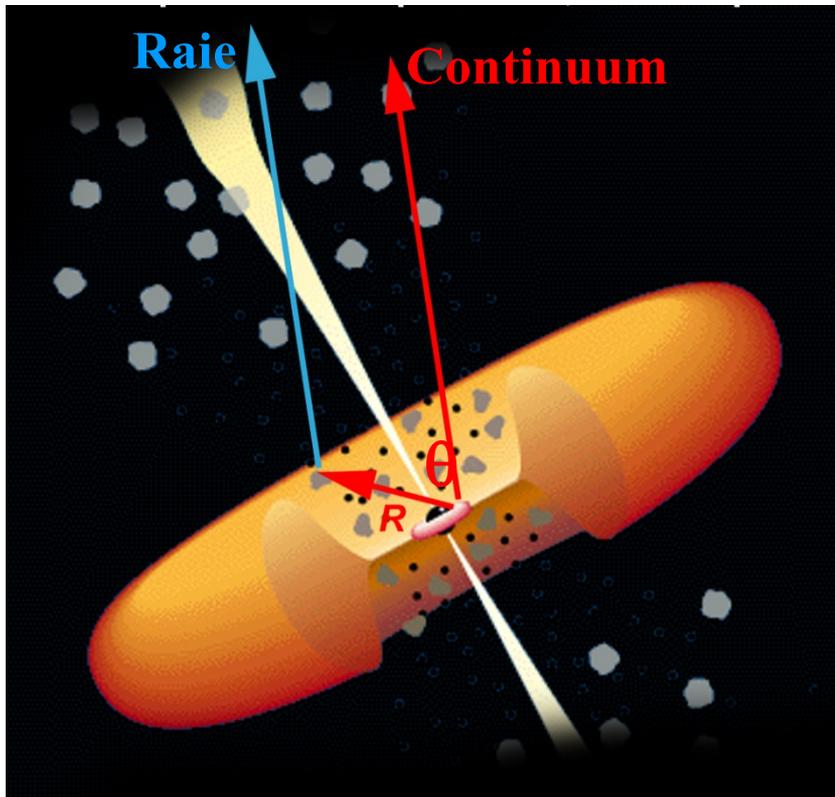
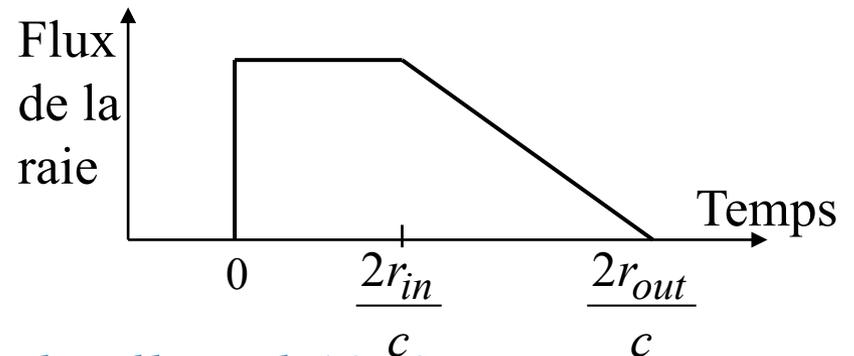
- Variation de la luminosité du continuum central
- La BLR répond aux variations (via photoionisation) en un temps court $\sim R/c$ par rapport au $t_{\text{dyn}} = R/V$

Temps de réponse: temps de parcours $t(R, \theta)$



$$t = \frac{R}{c} (1 + \cos \theta)$$

Pour une BLR en coquille épaisse
la réponse au flash du continuum :



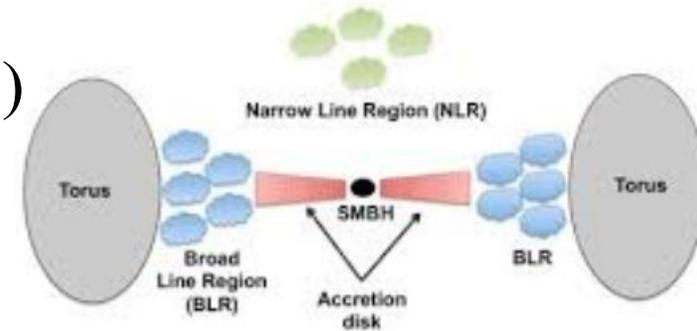
Bahcall et al 1972

Calcul de la géométrie et dynamique

Blandford & McKee (1982) ont les premiers utilisé le terme RM “reverberation mapping”

Variation du continuum $C(\tau)$ et de la raie $L(\nu, t)$
La fonction de transfert $\psi(\nu, t)$

$$L(\nu, t) = \int_{-\infty}^{\infty} \psi(\nu, t - \tau) C(\tau) d\tau$$



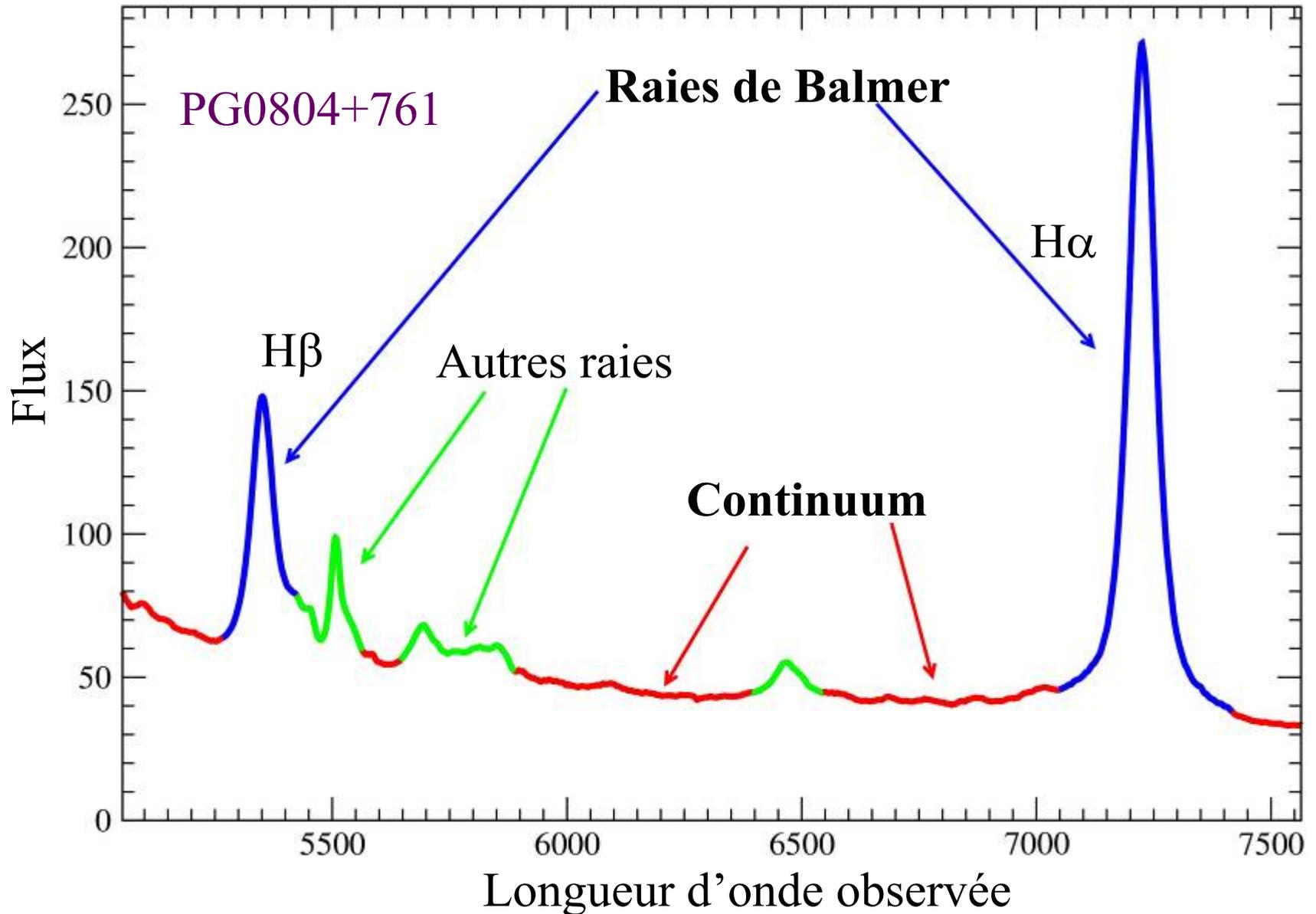
$\psi(\nu, t)$ contient l'information sur la **géométrie et la dynamique** de la BLR.

La fonction de transfert peut se retrouver par la transformée de Fourier et la convolution entre deux courbes de lumière: $\tau \leftrightarrow \omega$

$$\psi(\nu, t) = \frac{1}{2\pi} \int_{-\infty}^{\infty} d\omega e^{-i\omega t} \frac{L(\tilde{\nu}, \omega)}{C(\tilde{\omega})}$$

Problème d'inversion: difficile (ou bien haut S/N!)

Spectre d'un noyau actif: $C(\tau)$, $L(\nu, t)$



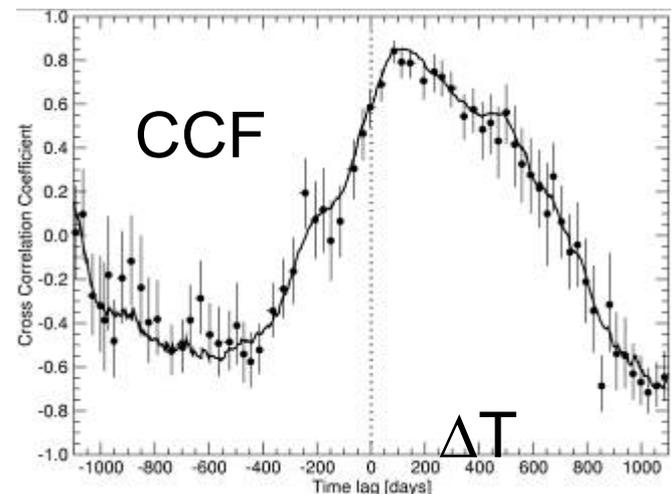
Carte de réverbération à 1D

Du fait des données trop éparées, et de la difficulté de mesurer de petites différences avec grande précision, la fonction de transfert

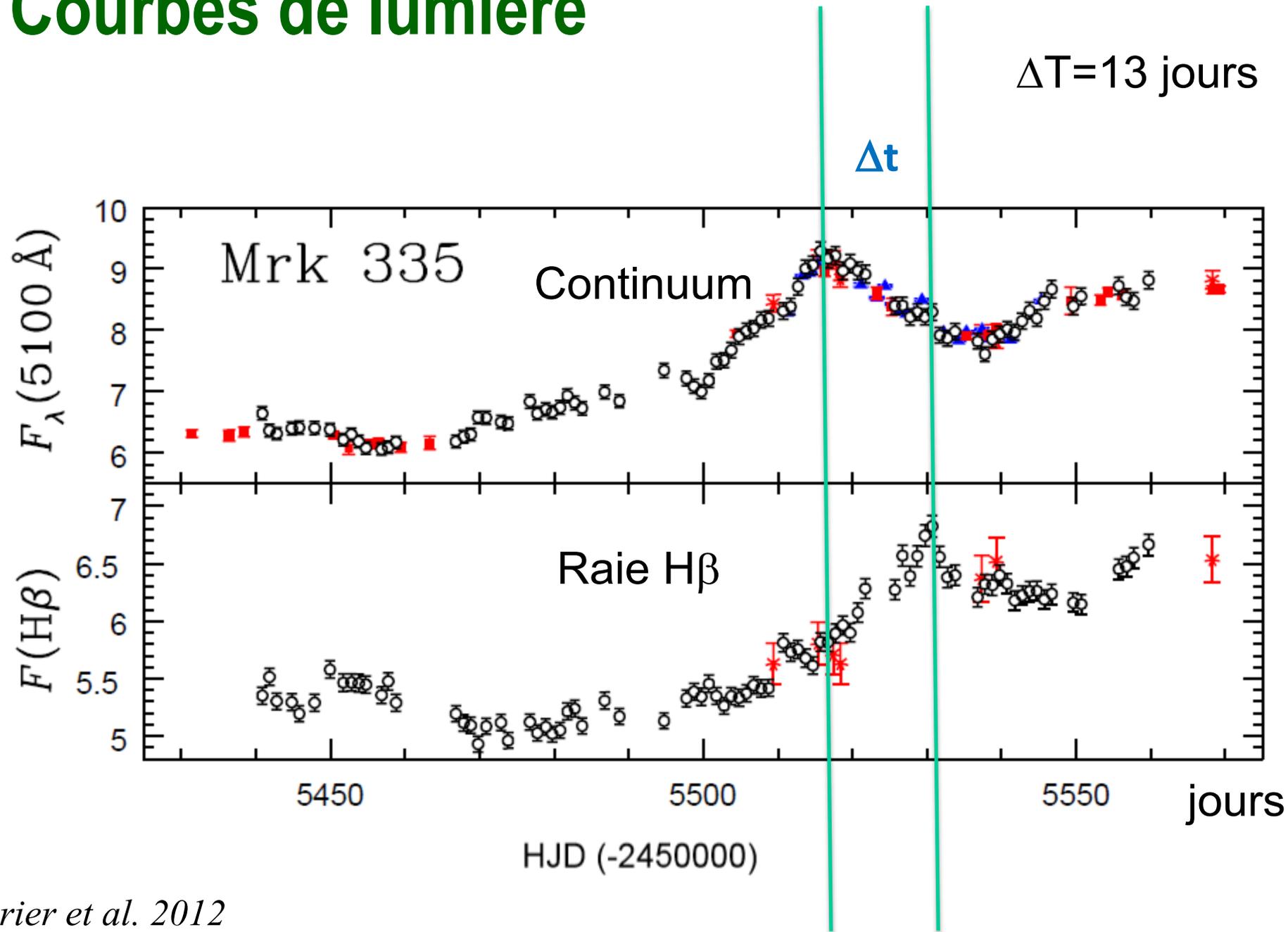
$$\psi(\nu, t) = \frac{1}{2\pi} \int_{-\infty}^{\infty} d\omega e^{-i\omega t} \frac{\tilde{L}(\nu, \omega)}{\tilde{C}(\omega)}$$

Est réduite à une dimension, soit juste une corrélation croisée entre les courbes de lumière du continuum et de la raie. Le pic/centroïde de la corrélation est une **mesure de la taille de la BLR – R_{BLR}** .

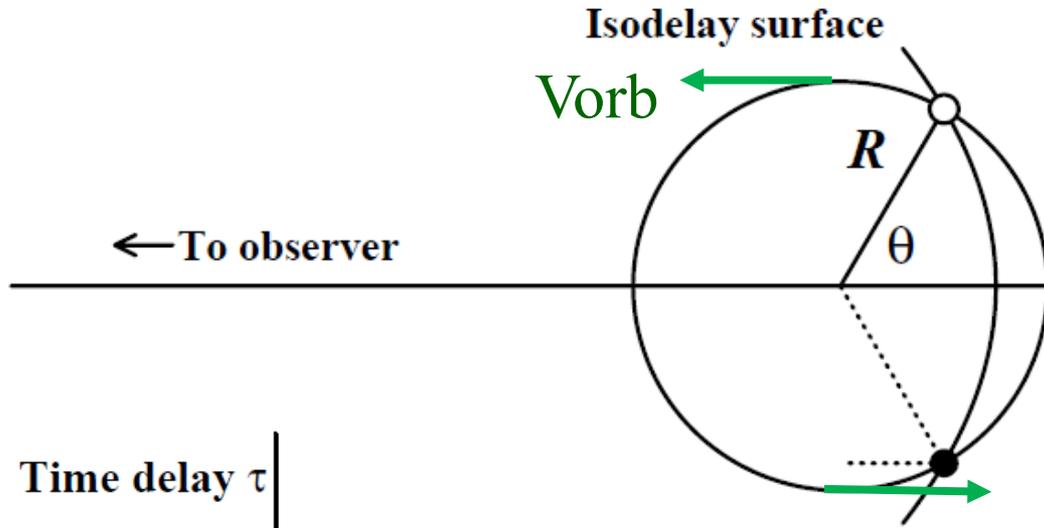
$$CCF(\tau) = \frac{1}{N\sigma_C\sigma_L} \sum_t C(t)L(t+\tau)$$



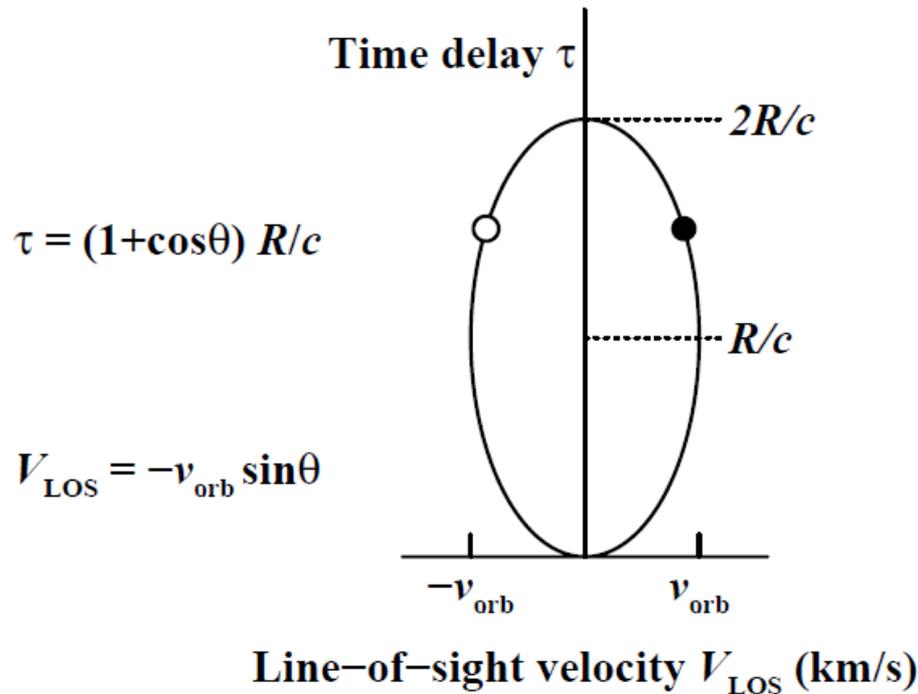
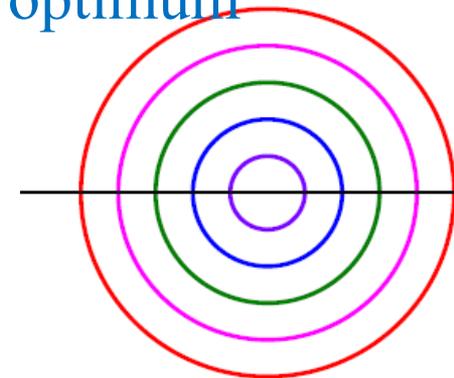
Courbes de lumière



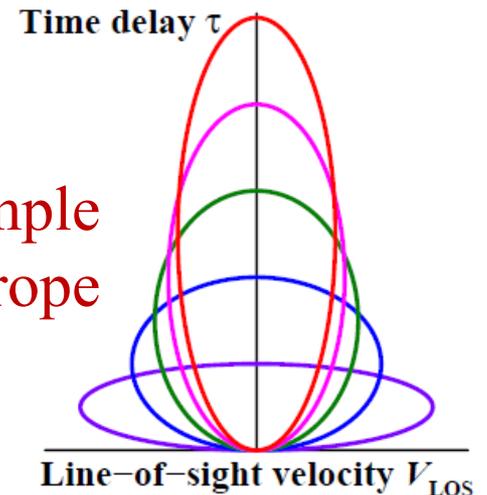
« Reverberation Mapping » RM



Chaque raie de la BLR a un rayon optimum

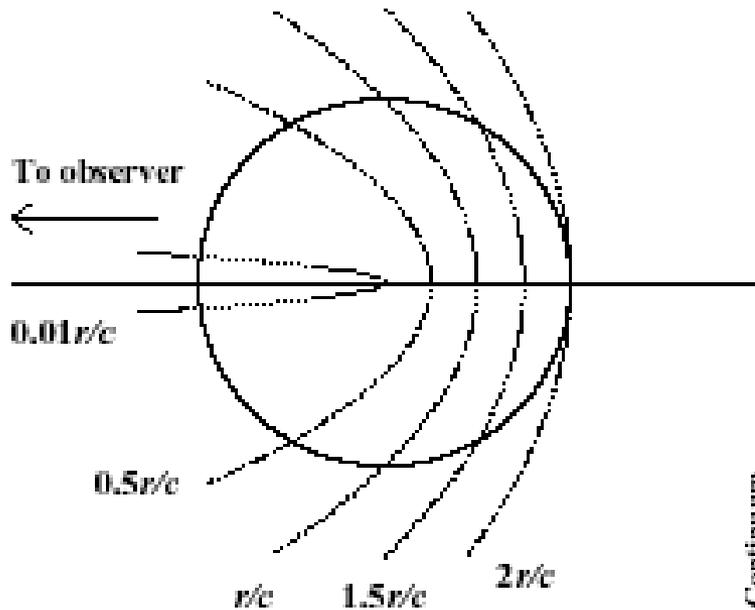


Hypothèse simple
Emission isotrope
de l'anneau



Principe de la réverbération

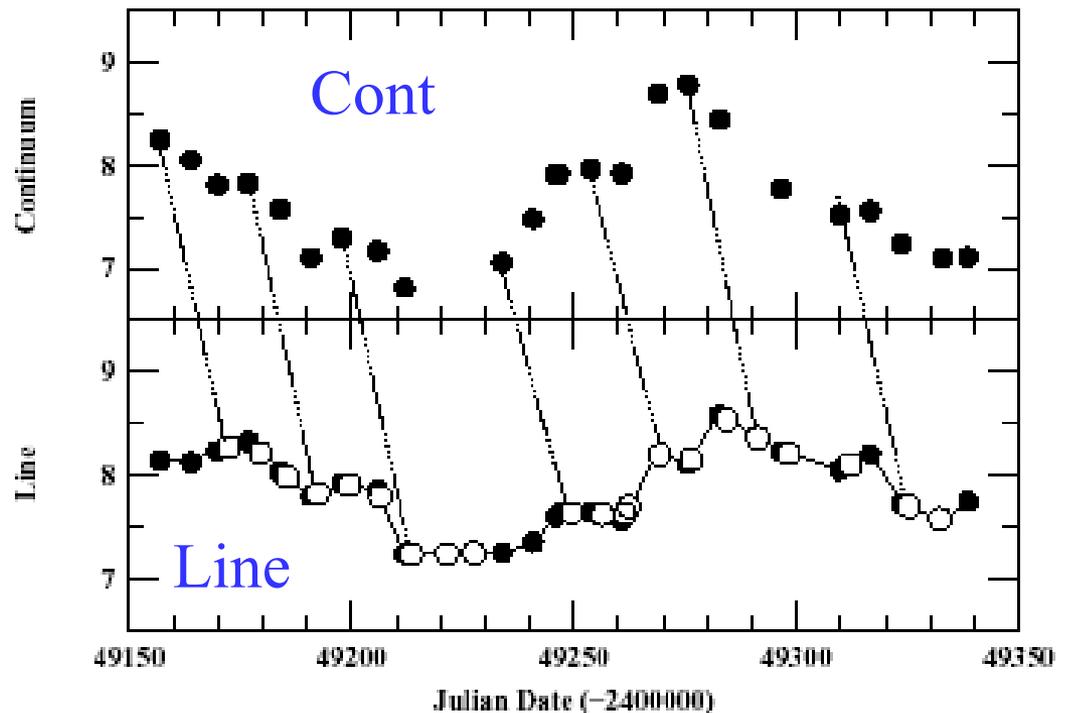
Courbes iso-délai



f prend en compte
l'inclinaison,
valable statistiquement

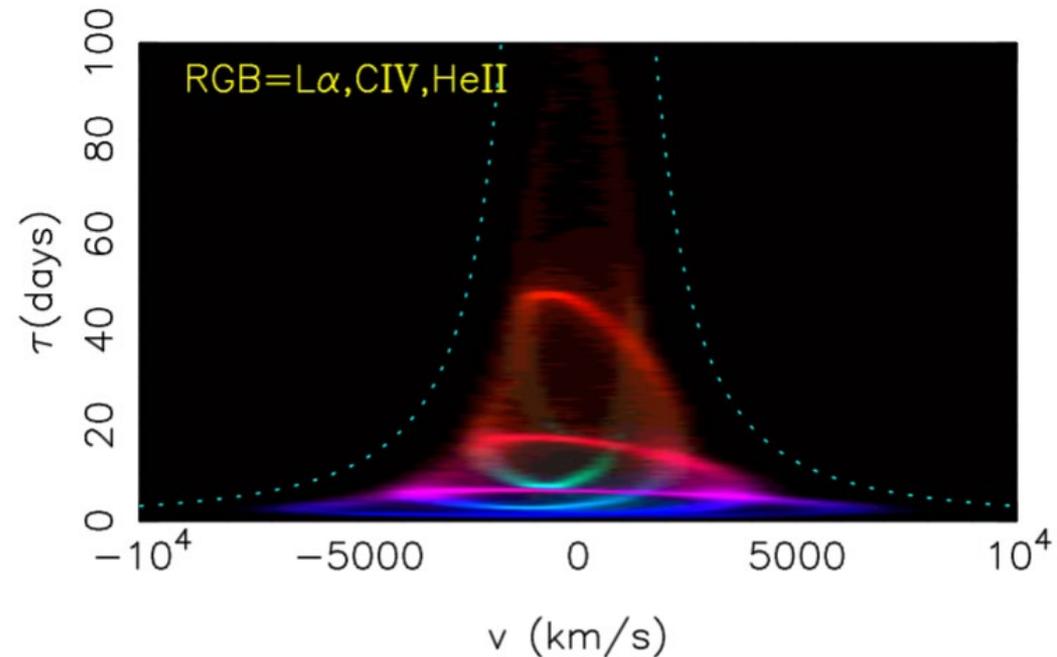
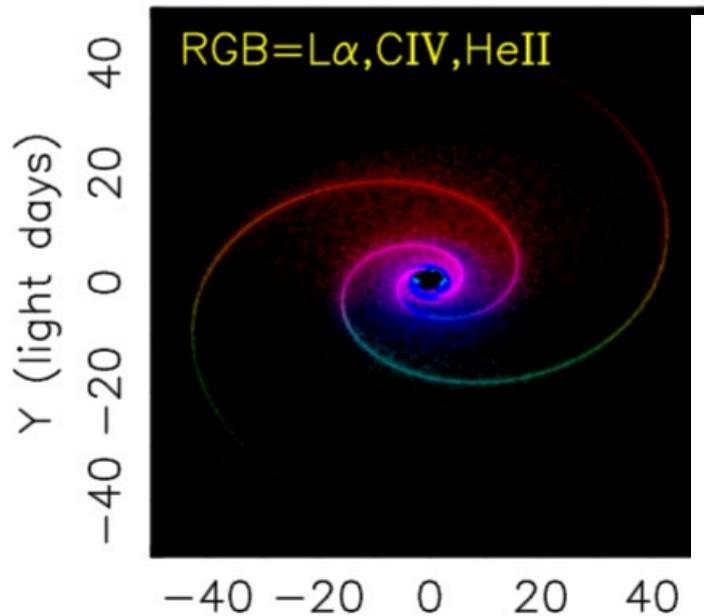
$$M = \frac{fr\sigma^2}{G}$$

r = taille, σ = dispersion de vitesse
 f facteur du Viriel



Modèles plus réalistes de réverbération

Prendre en compte grande épaisseur optique du milieu BLR
→ réfléchit surtout vers le centre

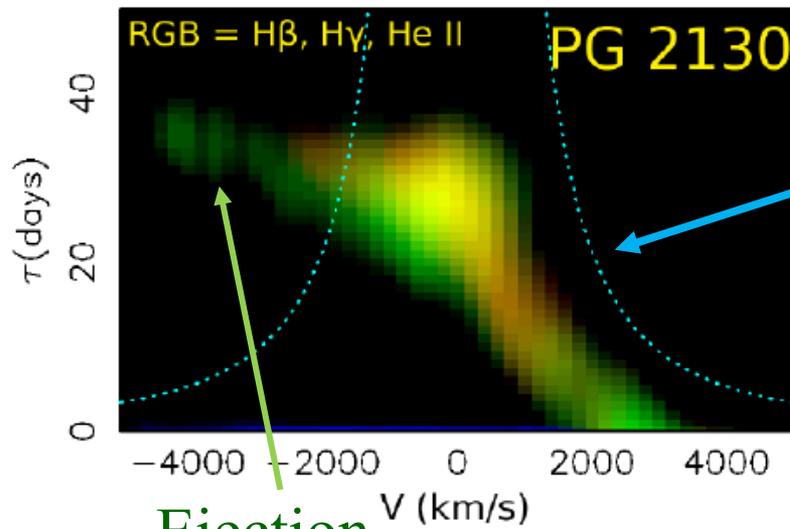
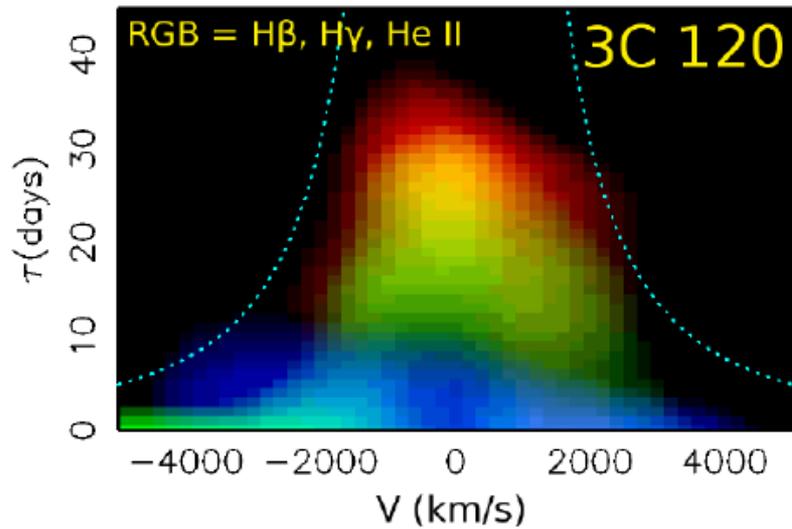
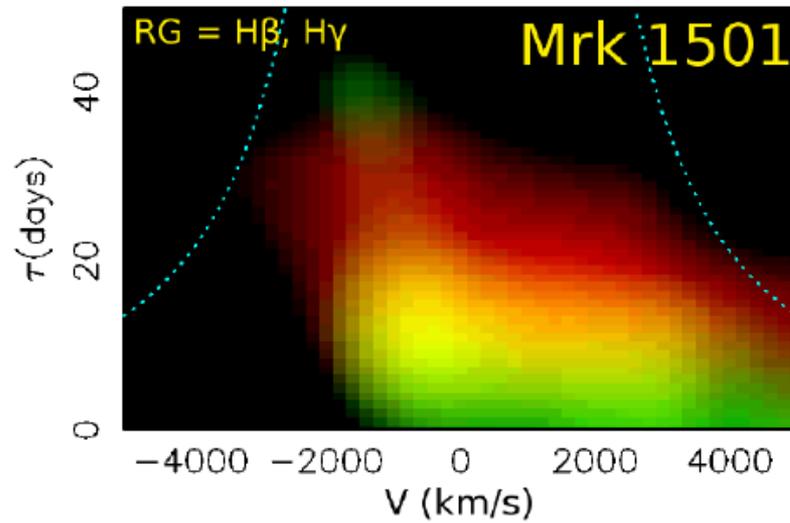
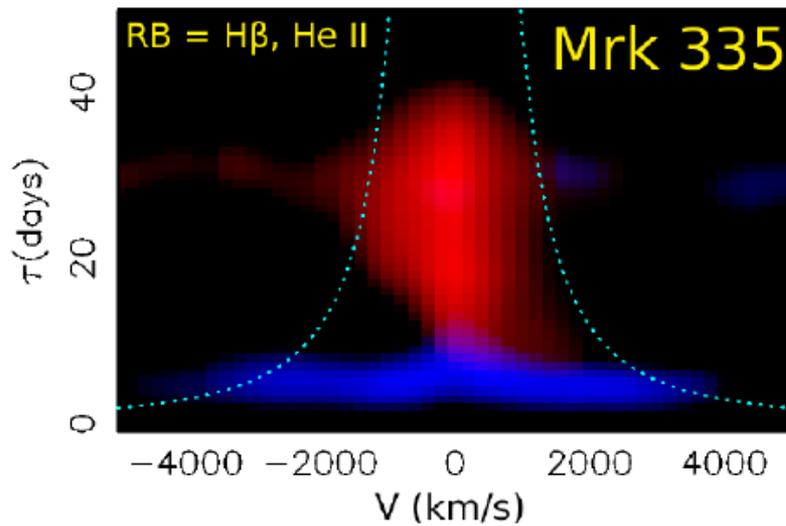


Rouge: Ly α X (light days)

Vert= CIV

Bleu= HeII

Inflow visible dans plusieurs AGN



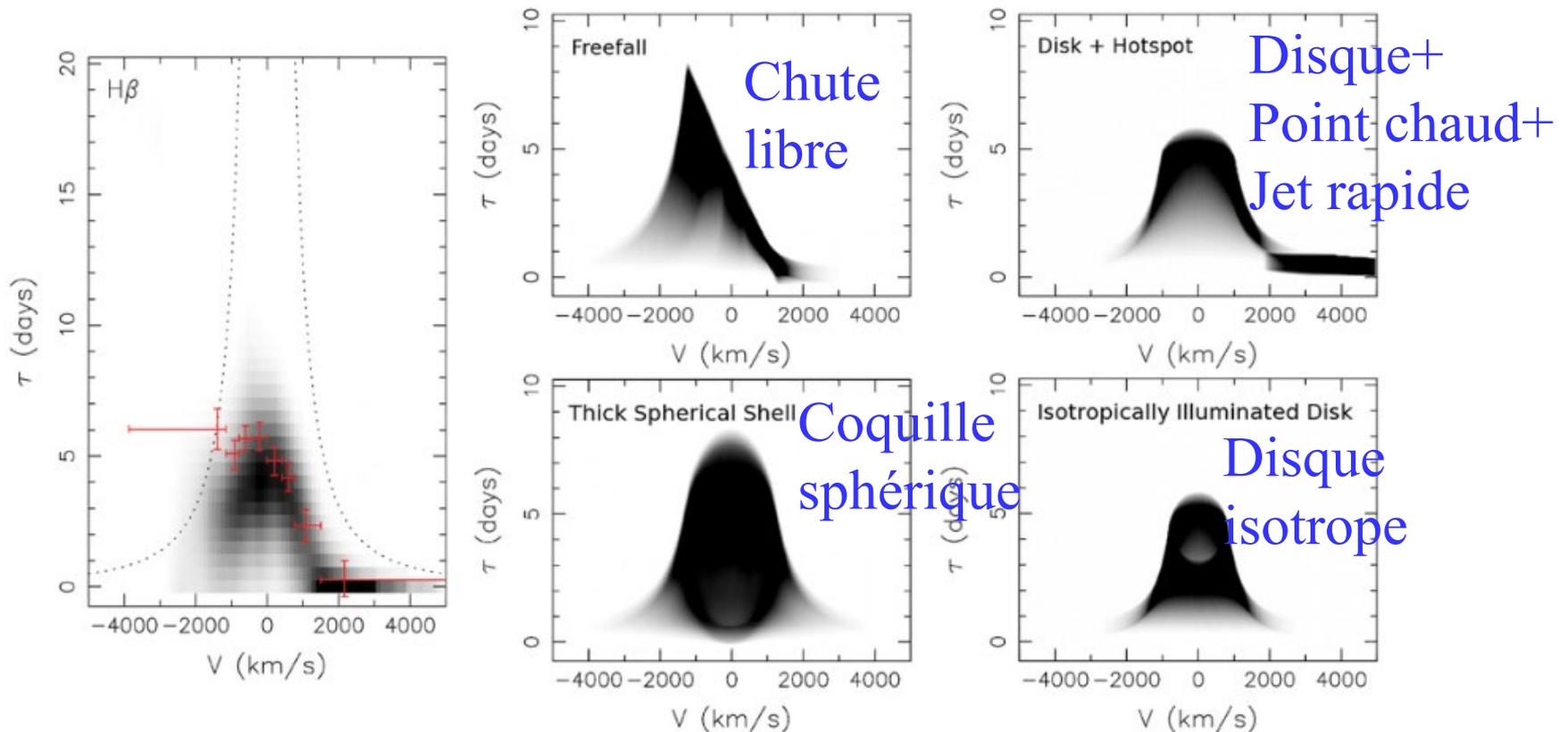
Enveloppe
du Viriel

Ejection

A la fois rotation et inflow

Grier et al 2013

Modèles de réverbération, avec flow



La cartographie par réverbération est la méthode « de luxe » la plus exacte, pour un AGN lointain. Elle sert ensuite à calibrer la relation L-R, et ainsi dériver les masses des trous noirs d'un bien plus grand nombre

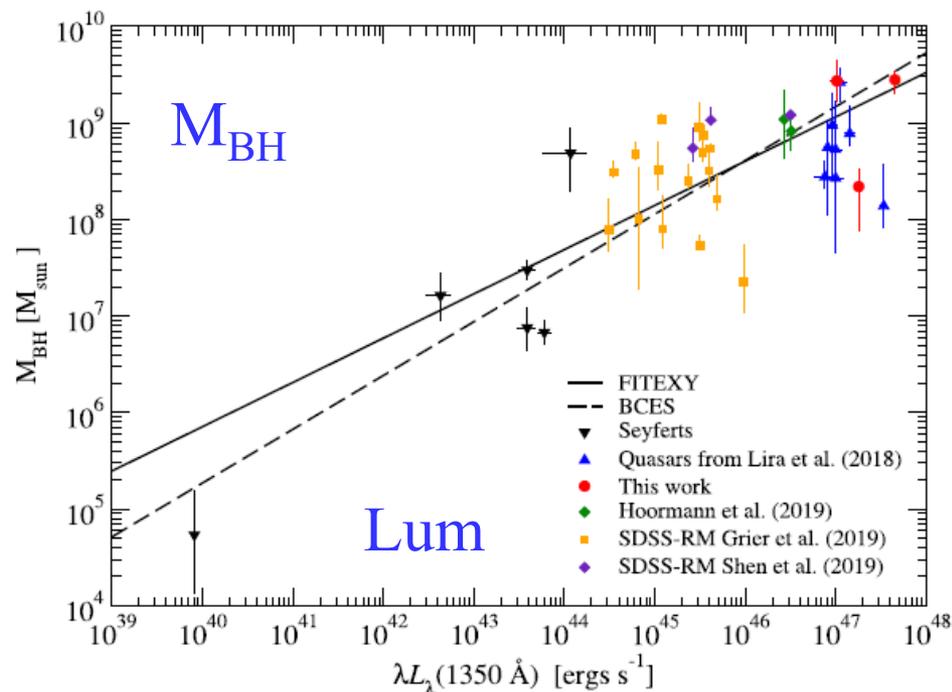
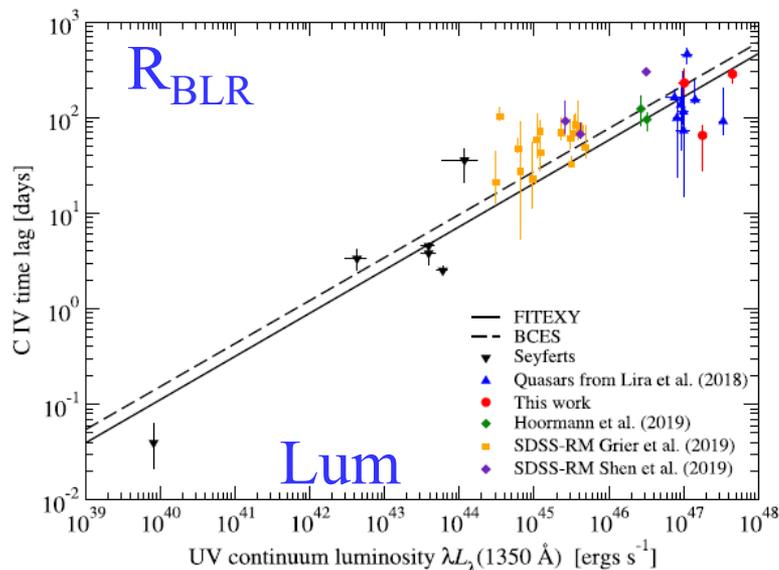
➔ Projet australien de déterminer la RM de 500 quasars, avec OzDES (survey pour l'énergie noire)

RM dans l'UV: plus proche de la BLR

Environ 60 AGN mesurés pendant des dizaines d'années,
Surtout faible luminosité et $z < 0.5$

Pendant 20 ans, des quasars plus lumineux et plus lointains
(*Kaspi et al 2021*) CIV λ 1549, CIII] λ 1909 $z \sim 1-4$

$$\rightarrow L \propto R_{\text{BLR}}^2$$



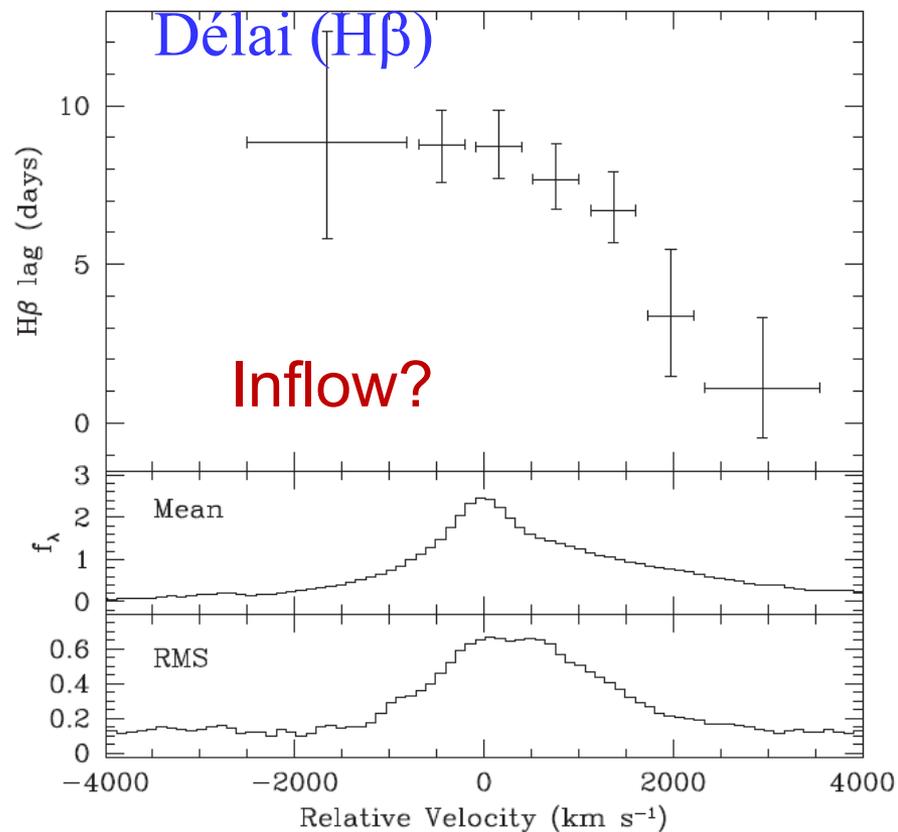
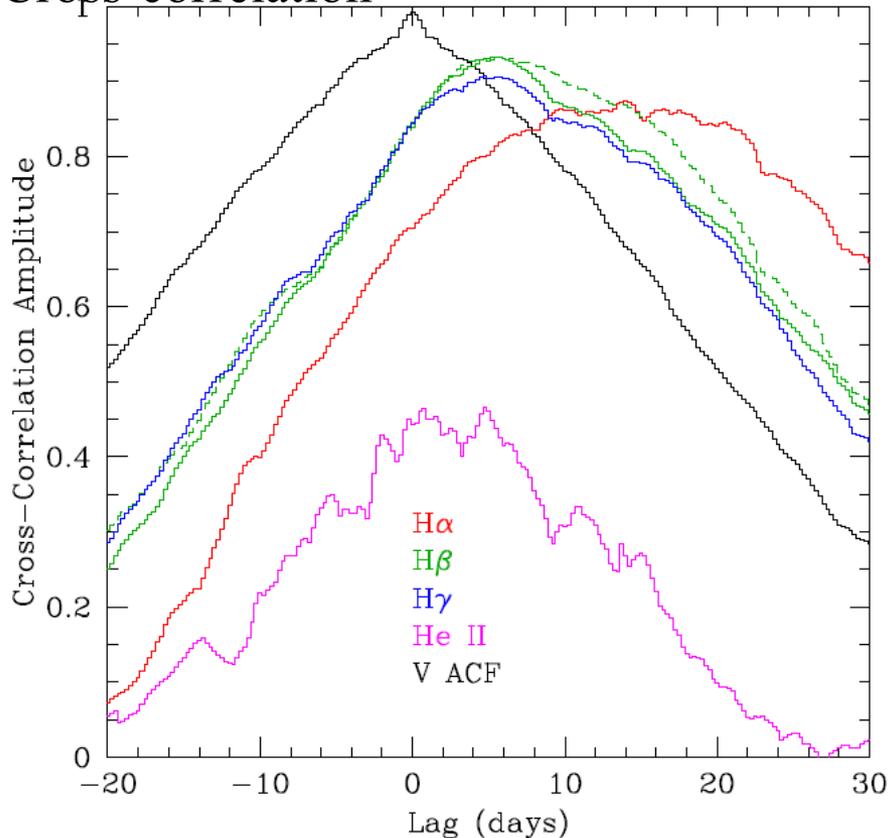


Suivi robotique Arp 151 (Mrk 40)

$$M_{\text{BH}} = 6.2 \cdot 10^6 M_{\odot}$$

200 jours d'observation sur la Sy-1 Arp151
Avec Las Cumbres Obs Global Telescope
LCOGT (Californie, Texas, Chili, Aus, SA...)

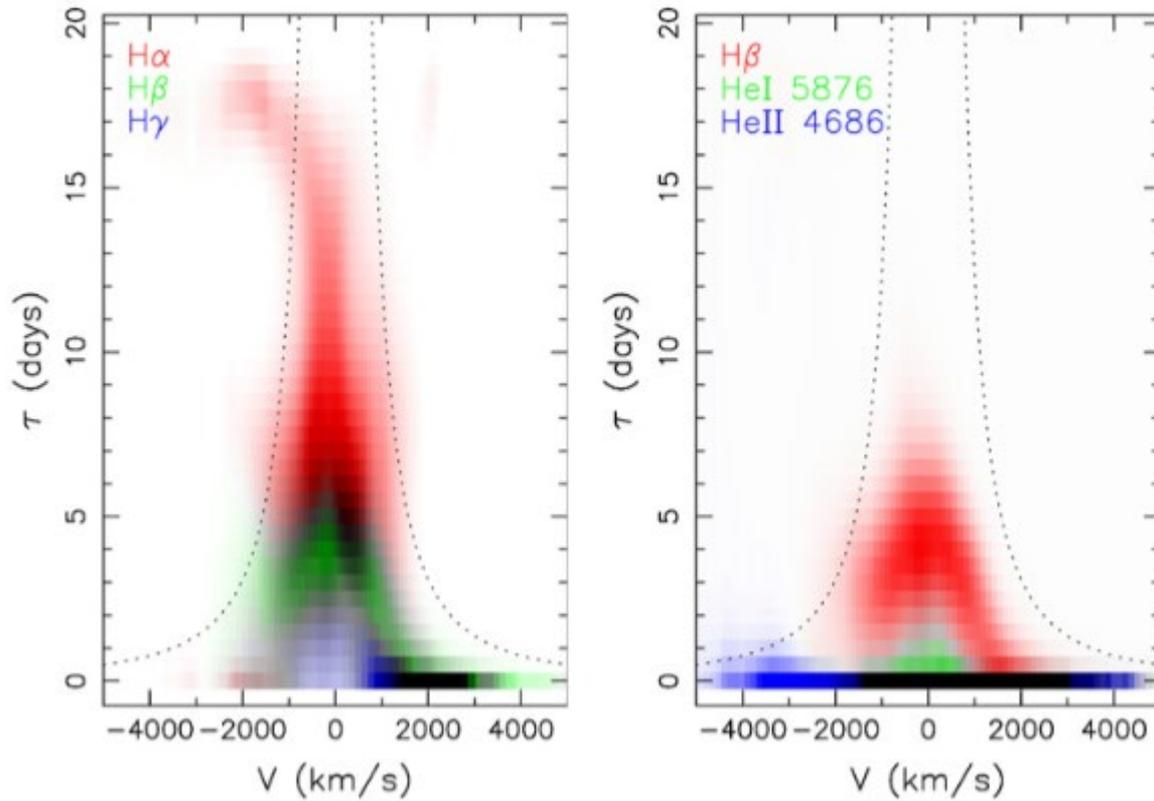
Délai temporel calculé par
Cross-corrélation



Vitesse

Valenti et al 2015

Délai dépendant de la vitesse (Arp151)



Pointillé: enveloppe viriel
 $V^2 \tau c/G = 1.2 \cdot 10^6 M_{\odot}$

Inflow visible pour H α
dès que le délai $> 15j$

Il est important d'échantillonner souvent, ce qui conditionne la résolution spatiale obtenue sur le disque d'accrétion

Télescopes robotiques sur le globe

	Coordinates	Elevation (m)	Code	Timezone
Haleakala	20° 42' 27"N 156° 15' 21.6"W	3,055	ogg	UTC-10
McDonald	30° 40' 12"N 104° 1' 12"W	2,070	elp	UTC-6
Cerro Tololo	30° 10' 2.64"S 70° 48' 17.28"W	2,198	lsc	UTC-3
Teide	28° 18' 00"N 16° 30' 35"W	2,330	tfn	UTC
Sutherland	32° 22' 48"S 20° 48' 36"E	1,460	cpt	UTC+2
Ali	32° 19' N 80° 1'E	5,100	ngq	UTC+8
Siding Spring	31° 16' 23.88"S 149° 4' 15.6"E	1,116	coj	UTC+10

2m
 1m
 3x1m +0.5m
 2x 0.5m
 3x1m
 1m
 2m +2x1m

15 télescopes: 2 x 2m, 10 x 1m, 3 x 0.5m

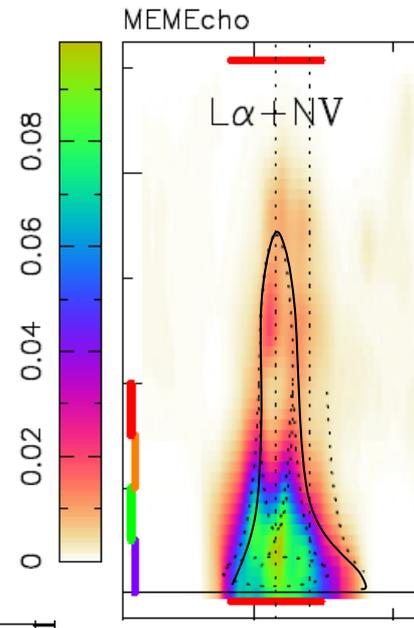
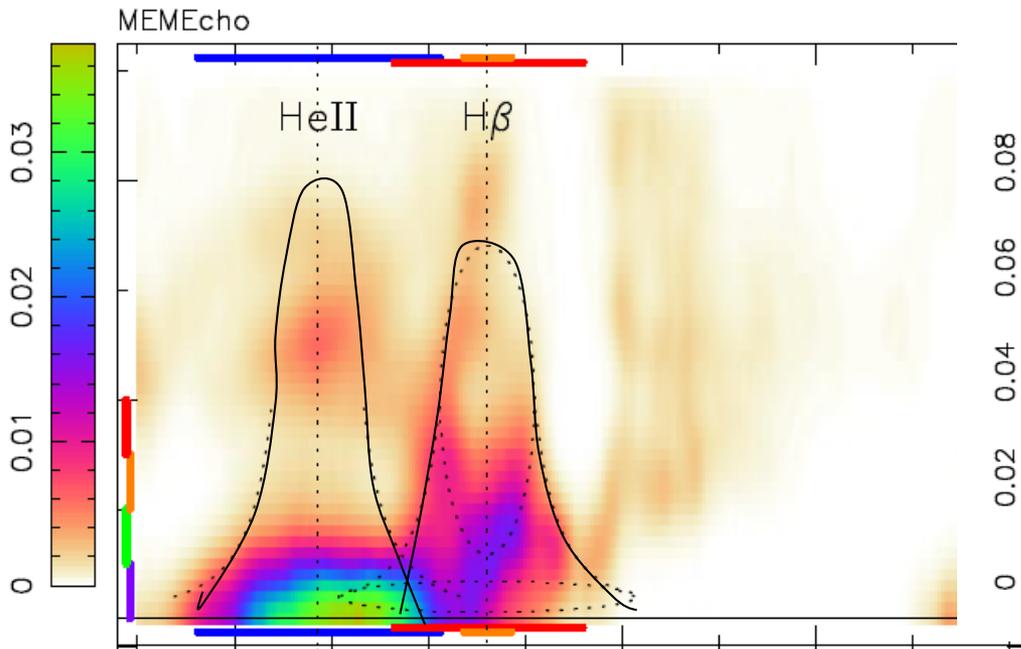
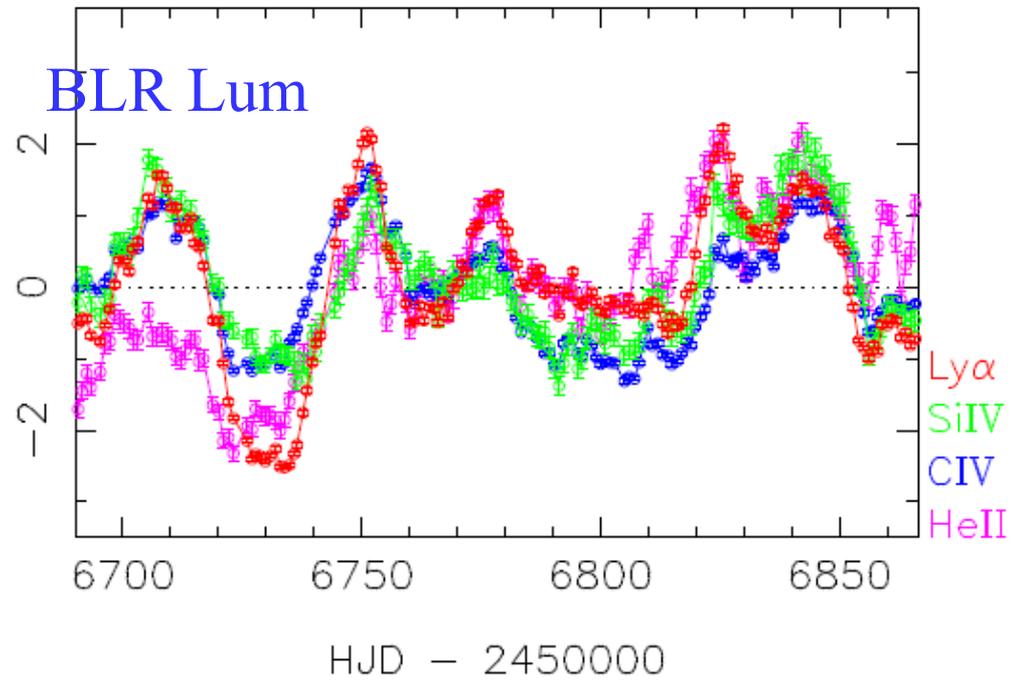
Google finance



NGC5548

Les cartes de réverbération
les plus détaillées

Détection d'une précession
relativiste



→ LSST
Vera Rubin
dans le futur

BLR Relation entre taille et Luminosité

Deux quantités fondamentales mesurées en RM

Peterson et al. (2014), Ho & Kim (2015) Kaspi et al (2021)

Avec un délai temporel en raies de Balmer (surtout H β)

Taille caractéristique de la BLR = délai temporel * c

Luminosités obtenues en Optique, UV et X

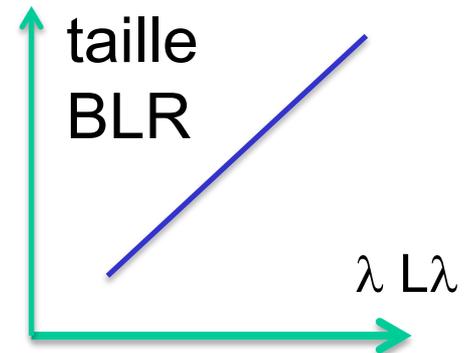
En moyennant les mesures obtenues avec tous les délais temporels
Des raies de Balmer

→ Calibration de la relation L-R

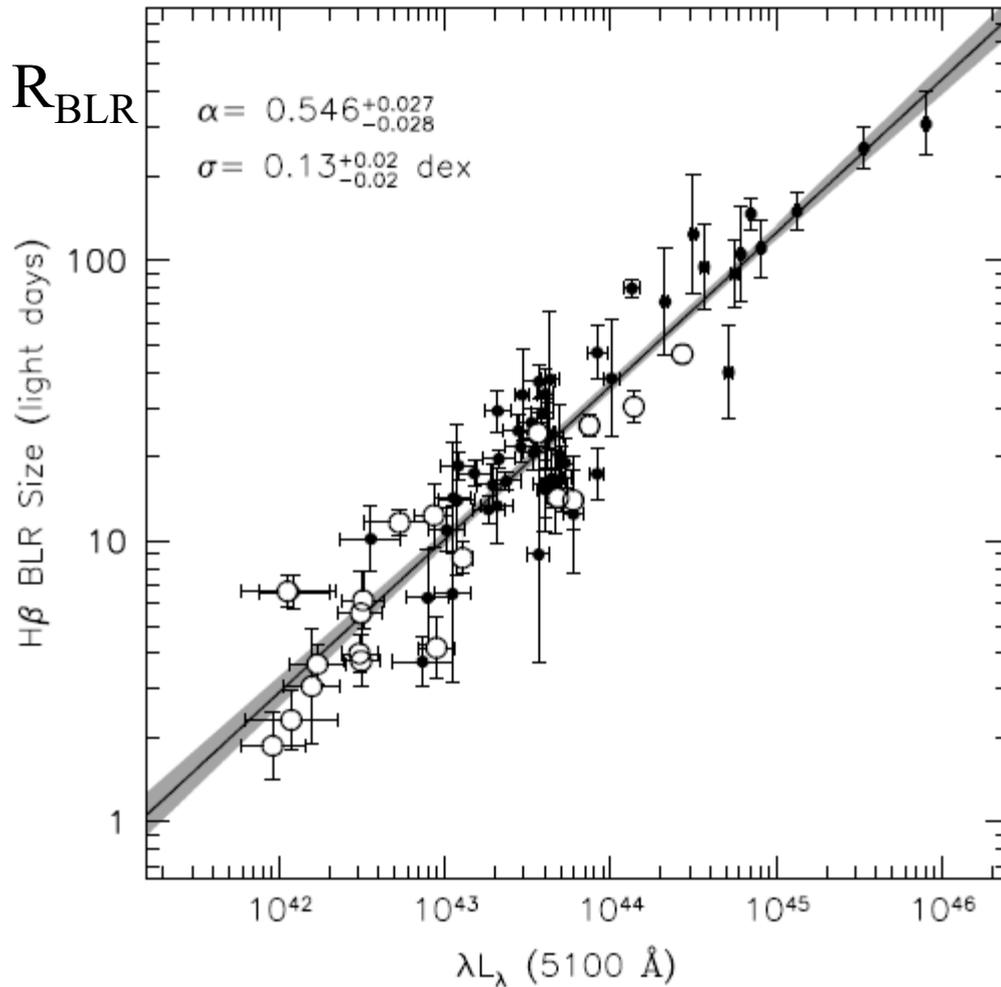
$$L \propto R_{\text{BLR}}^2$$

Permet de déduire M_{BH} , avec L, et σV

Insuffisant pour la Cosmologie (*Khadka et al 2021*)



H β R_{BLR} – Luminosité optique (5100 Å)



Q(H) nbre de photons ionisants

$$U = \frac{Q(H)}{4\pi R^2 c n_e}$$

U flux et n_e

nbre de particules

$$Q(H) = \int_{\nu_1}^{\infty} \frac{L_\nu}{h\nu} d\nu$$

Si le flux U et n_e sont les mêmes pour tous les AGN, alors

$$R \sim Q(H)^{1/2}$$

$$\text{Et si } L \sim Q(H)$$

$$R \sim L^{1/2}$$

$$R_{\text{BLR}} \propto [\lambda L_\lambda(5100 \text{ \AA})]^{(0.54 \pm 0.03)}$$

Bentz et al. 2013

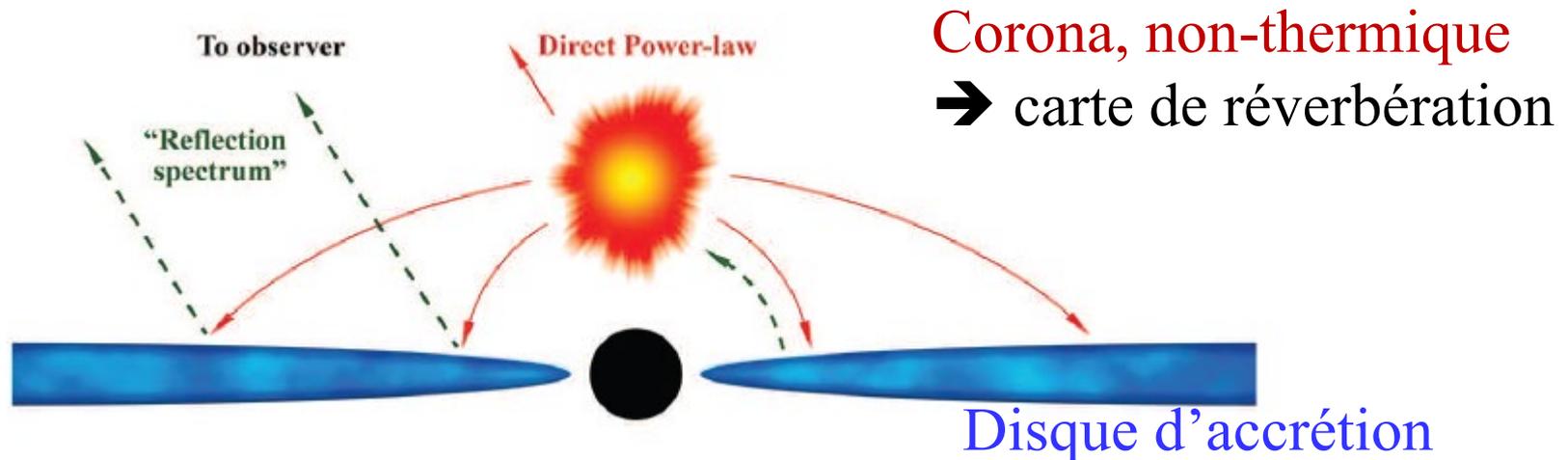
Pente 0.5 si tous les AGN avaient le même degré d'ionisation

Les binaires ULX

Ultra-lumineuses en X, en dehors du noyau

→ Luminosité $> 10^{39}$ erg/s, L -Eddington pour $M=10M_{\odot}$
Seulement des exceptions comme HLX1 sont des trous noirs de masse intermédiaires (IMBH)

Immense majorité: BH de masse stellaire, ou étoiles à neutrons
Rayonnant $100-500 L_{\text{Edd}}$



Les binaires ULX: UFO

Pendant longtemps, ULX=
Candidat aux IMBH

La preuve que $L \gg L_{\text{Edd}}$

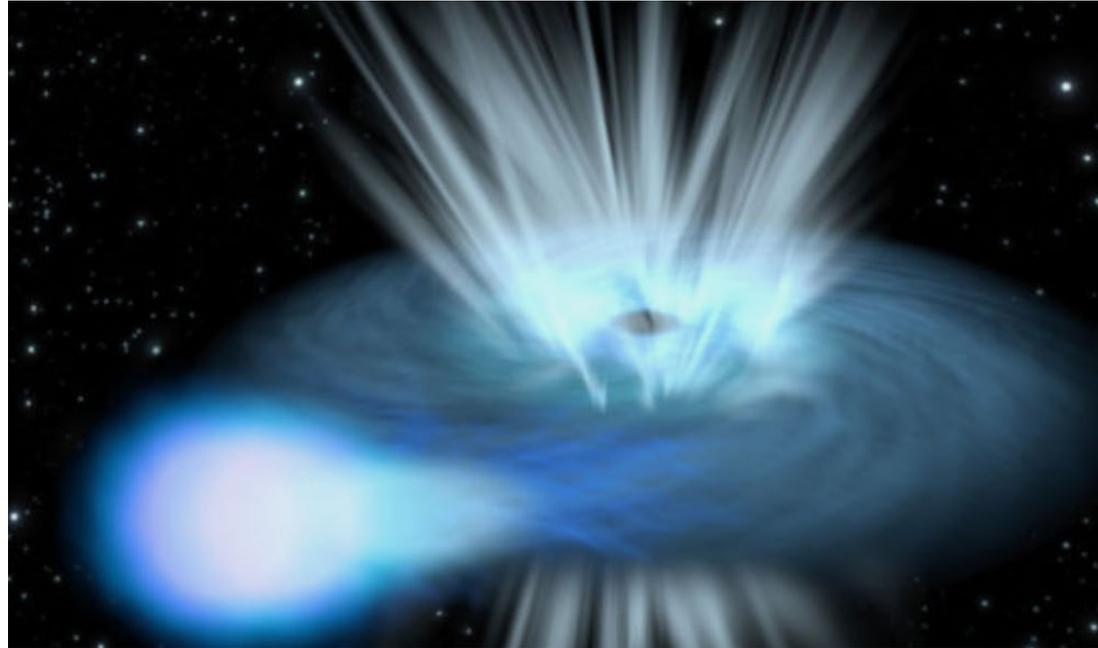
→ Outflow ultra-rapide

UFO

$V=0.2c$

Gas excité par les collisions
dans des chocs

Entre le gaz du disque
d'accrétion et le vent



Détection de raies X en émission
Fe, O, Ne ionisé, et absorption

N1313-X1, N5408-X1

Pinto et al 2016

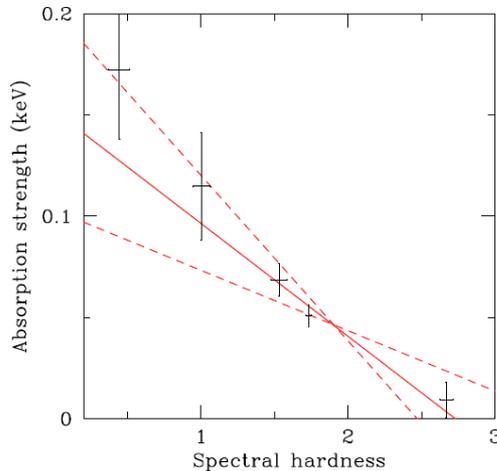
Preuve de vent relativiste

Raies d'émission et d'absorption à $V=0.2c$ (bleu) jet à 60 000km/s

Composant à l'équilibre de photoionisation, $DV=500\text{km/s}$,

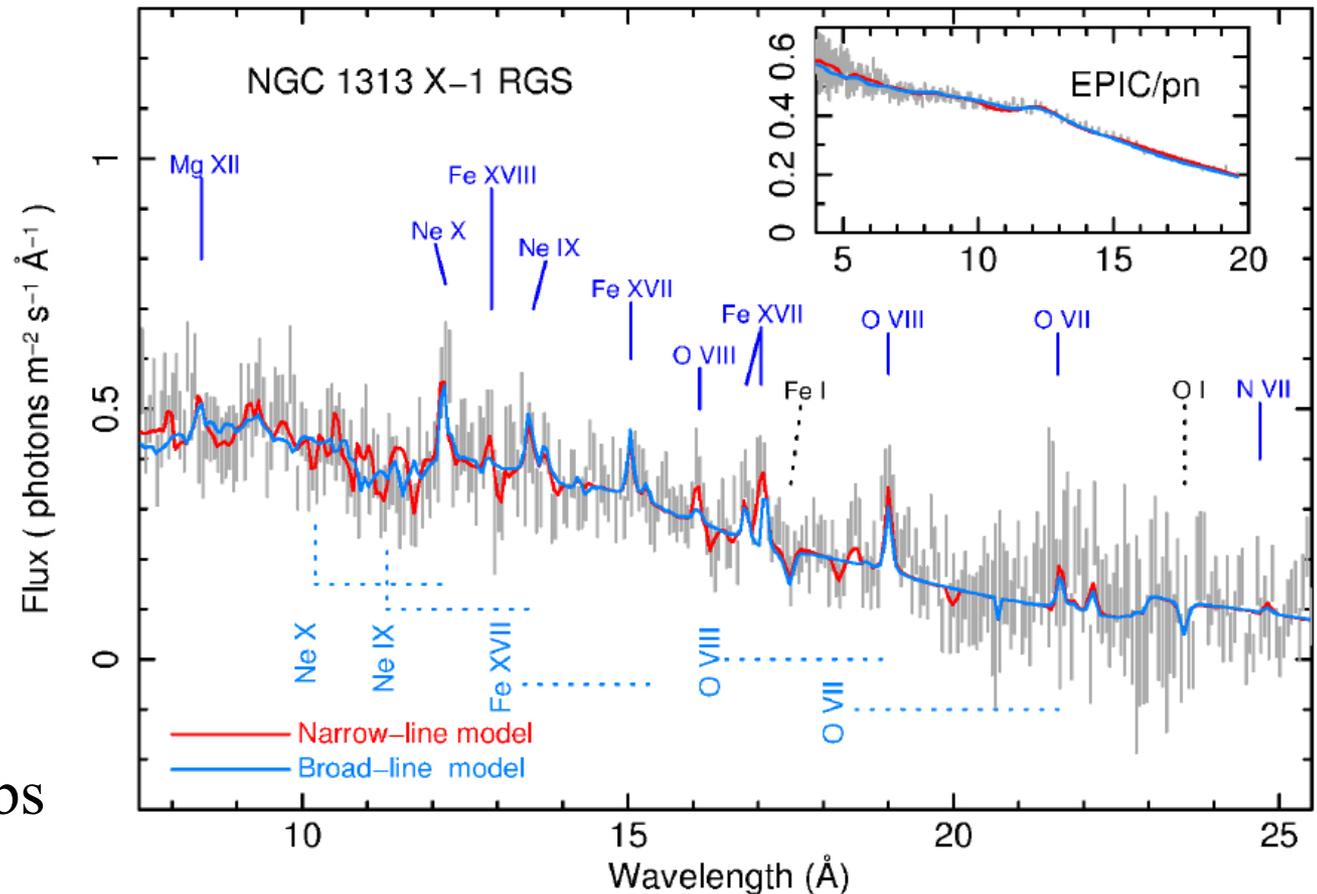
+ composant large $DV=10000\text{km/s}$ $N_{\text{H}}=10^{24}\text{cm}^{-2}$

Intensité de l'absorption



Dureté du spectre

Vent corrèle avec abs
et spectre mou

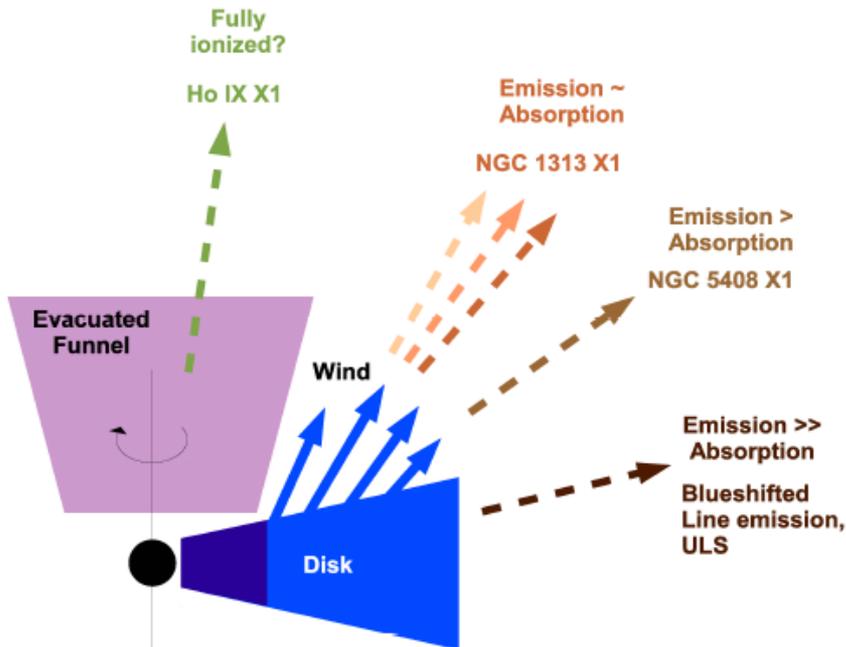
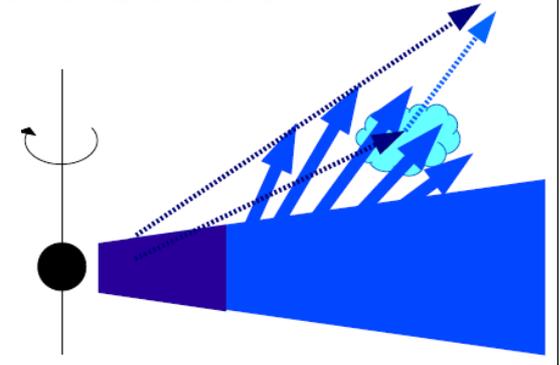
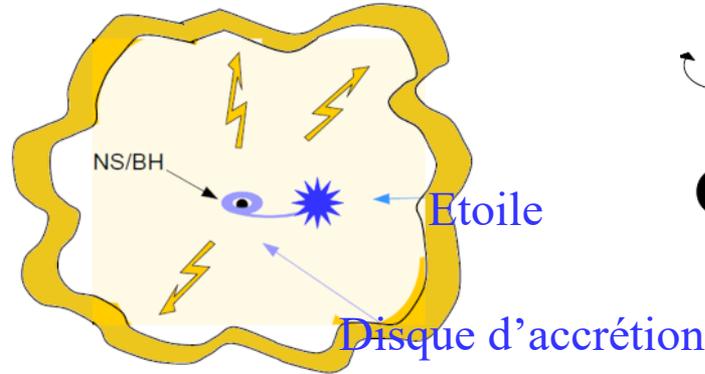


Variations temporelles

Rapport entre 2 spectres observés, à quelques années d'intervalle

→ Variations dans l'absorption et l'émission, Réverbération

Nébuleuse ionisée
autour de la binaire



Certaines sources sont des ULS
« soft X-ray » comme NGC55
Les X durs sont tous absorbés
Indique une orientation de profil
Bleu: X-durs, Compton
Orange: X-mous

Pinto et al 2017

Simulation du flow

Flow autour de MBH = $10 M_{\odot}$, déclenché par $L \gg L_{\text{edd}}$

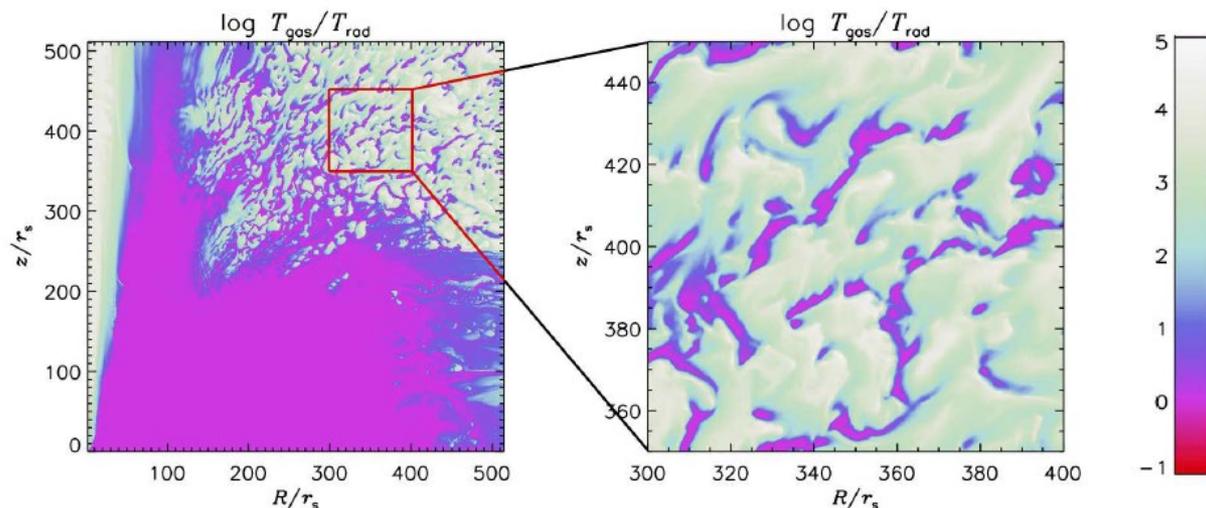
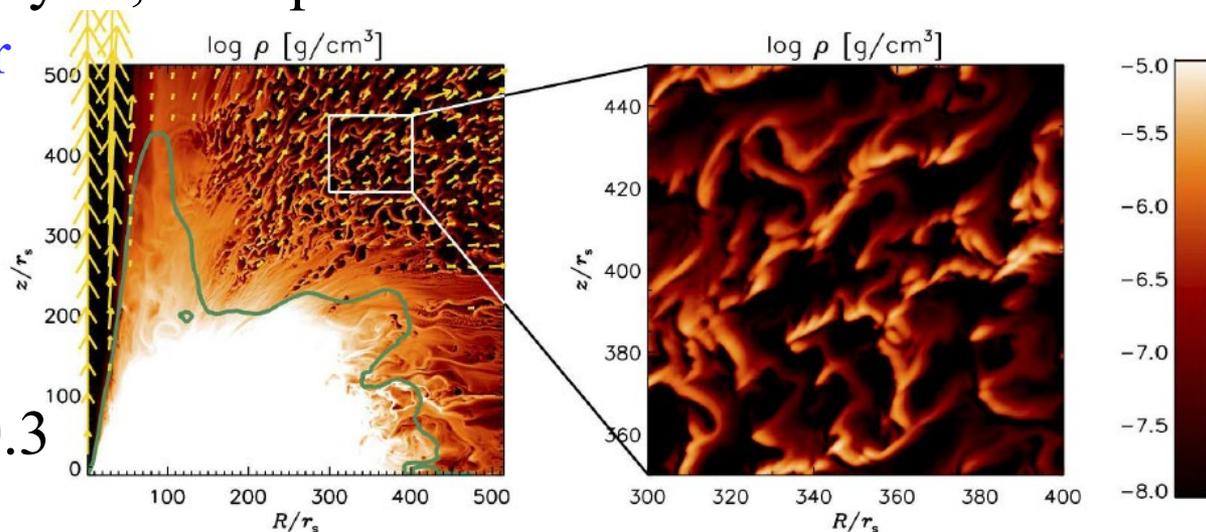
Instabilité de Rayleigh-Taylor, clumps de taille R_s

Quand Prad est supérieur
aux forces de gravité

Même sans champ B

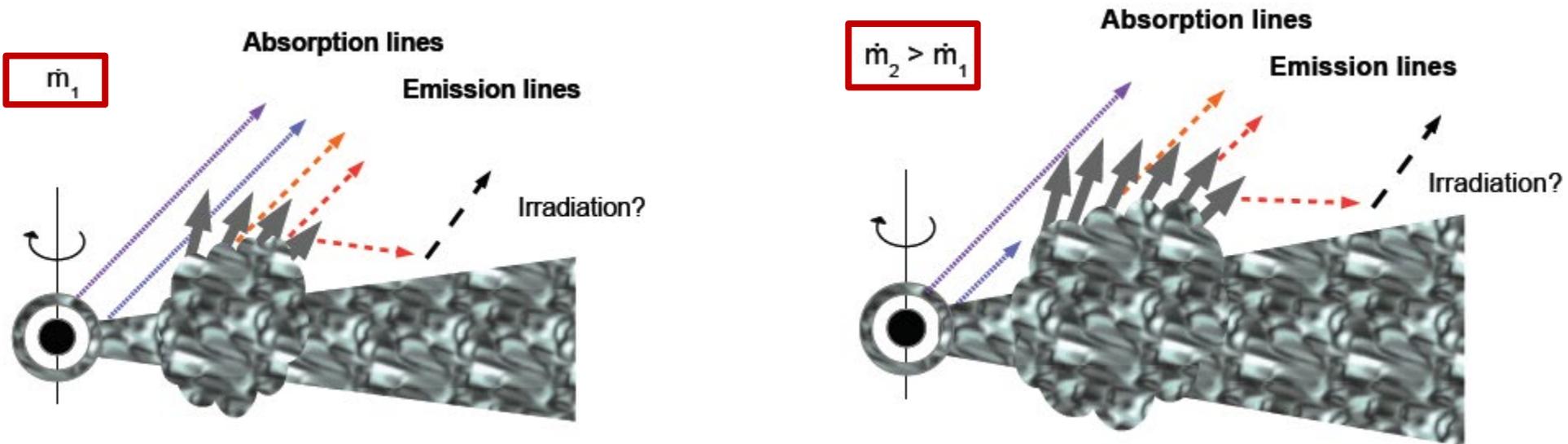
Facteur de remplissage 0.3

→ Pourrait expliquer
les variations



Variations du taux d'accrétion

Pour dm/dt supérieur, le disque devient plus épais, le vent démarre plus loin dans le disque, $V=0.1-0.2c$



La pression de radiation épaissit le disque

A cause de la précession, et de la variation de dm/dt , le rapport émission/absorption varie, de même que le spectre

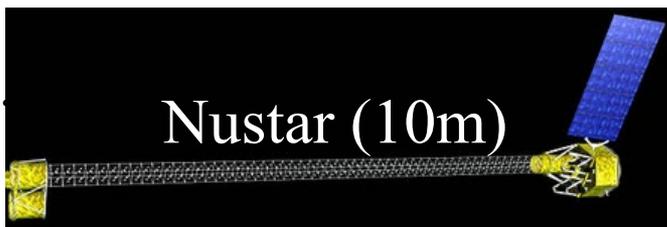
Détection de pulses

10 jours

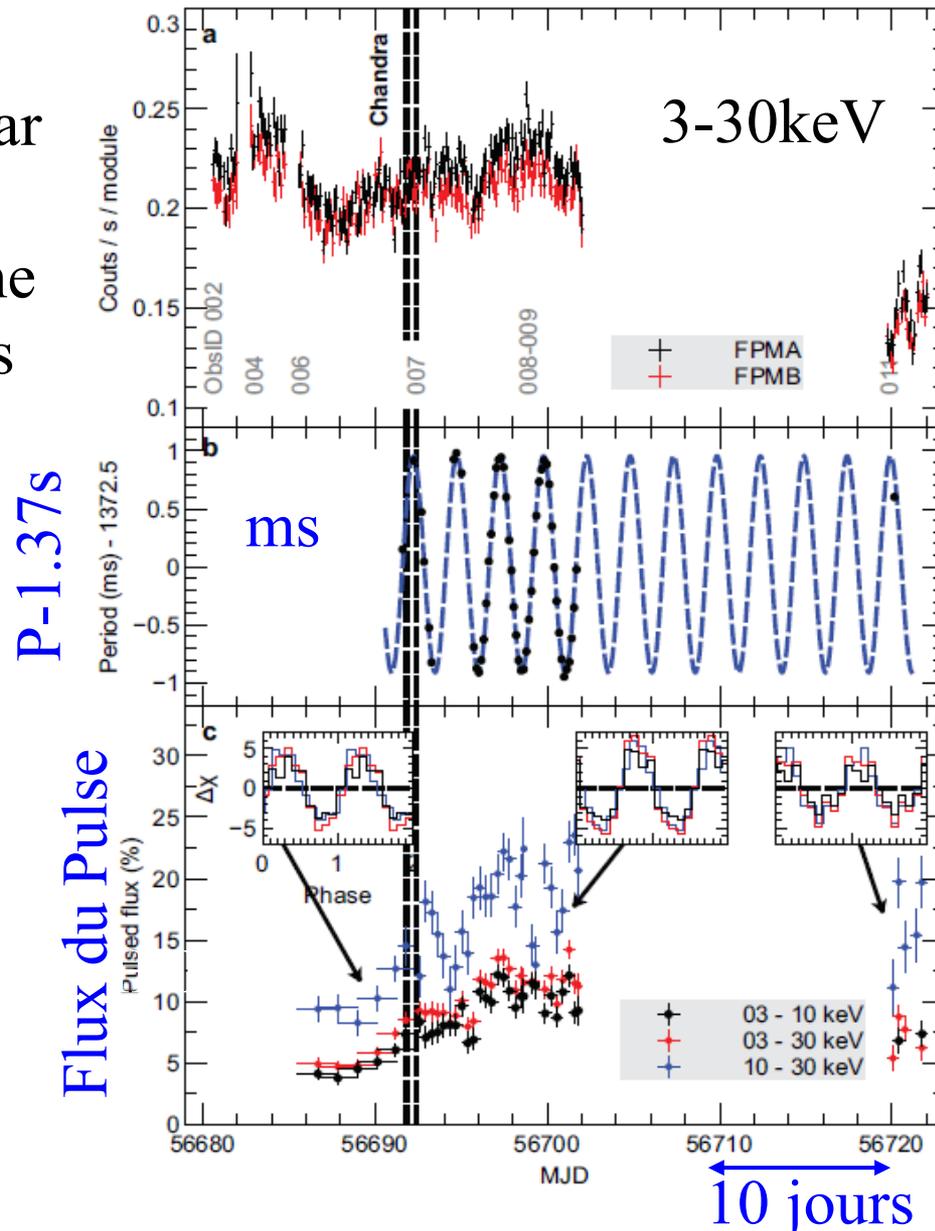
Dans M82-X2, l'astre compact fait l'objet de pulses-X, comme un pulsar
 → C'est une étoile à neutrons
 pulsations de période 1.37 s avec une modulation sinusoidale de 2.5-jours

Pulse seul = $4.9 \cdot 10^{39}$ erg/s
 100 L_{Edd} pour une étoile à neutrons de $1.4 M_{\odot}$

Découvert avec Nustar (3-79keV)
 E plus haute que Chandra <10keV



Bachetti et al 2014



Plusieurs périodes

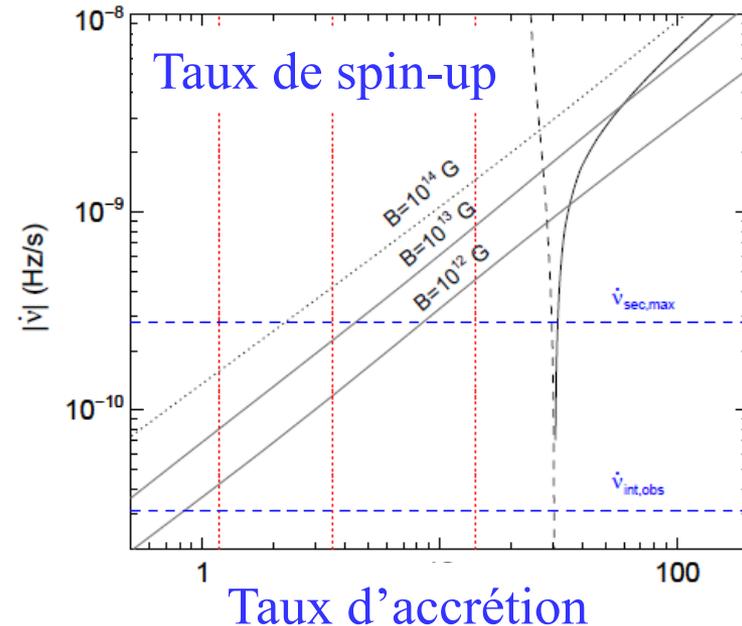
Dans M51-ULX7 par exemple, $P_{orb} = 2j$, $P = 2.8s$ (pulses)
période super orbitale de 39j

Etoile à neutron, spin-up et $Lum(X) \rightarrow B = 2-7 \cdot 10^{13} \text{ G}$
Modèle: colonne d'accrétion vers les pôles du champ B

Si 39j est dû à la précession, $\rightarrow B = 3-4 \cdot 10^{13} \text{ G}$

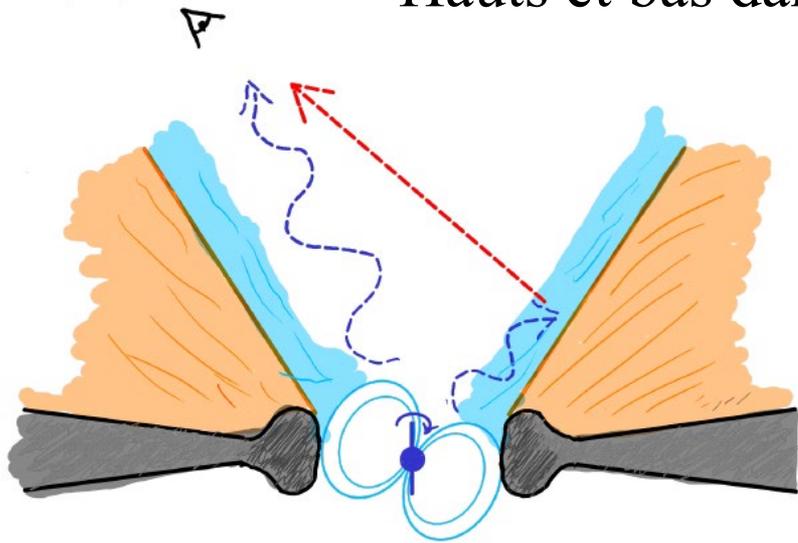
Si le disque d'accrétion devient plus grand que $R_{corotation}$, \rightarrow gaz est éjecté

Précession seule \rightarrow obscurisation
et occultation



ULX-pulsars in M51

(A) Hauts et bas dans la courbe de lumière de M51-ULX7

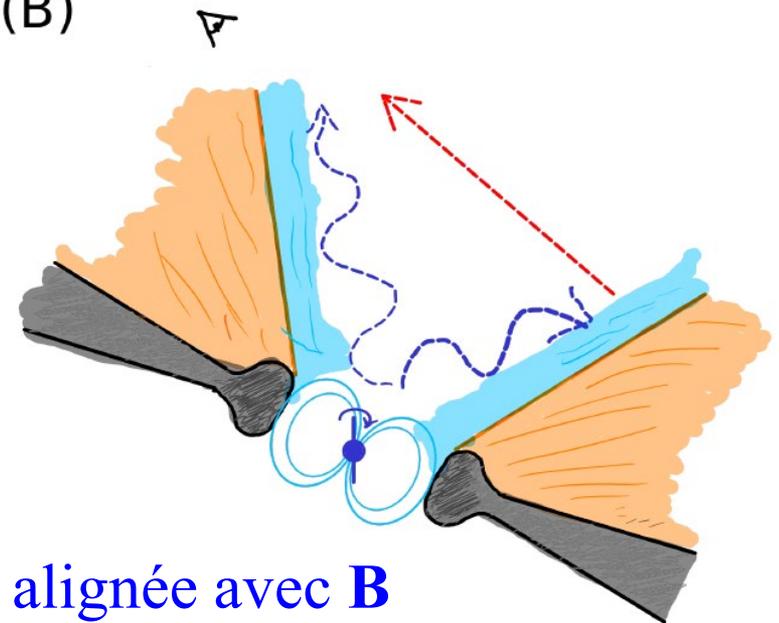


Selon l'orientation, l'observateur
Voit les pulses directement
Ou bien par reflection
non pulsée



Le disque précesse, de même que
le vent venant du disque (**orange**)
ou de la magnétosphère (**bleu, $R < R_M$**)

(B)

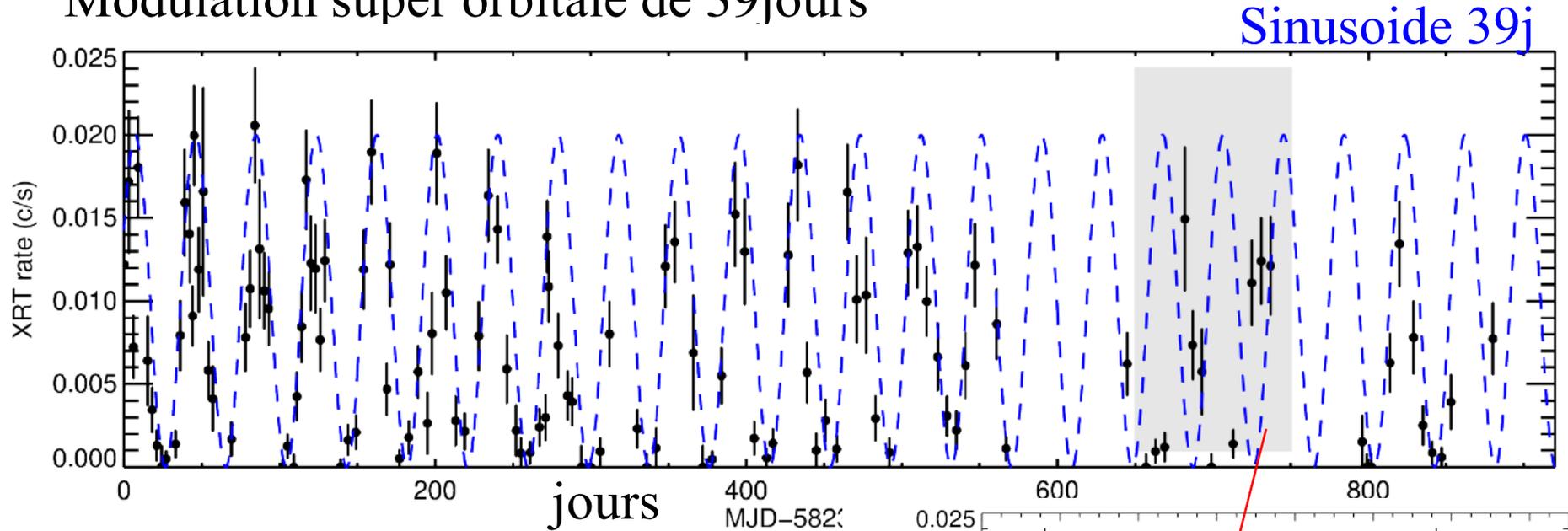


Rotation Ω non alignée avec \mathbf{B}

ULX-pulsar in M51-ULX7

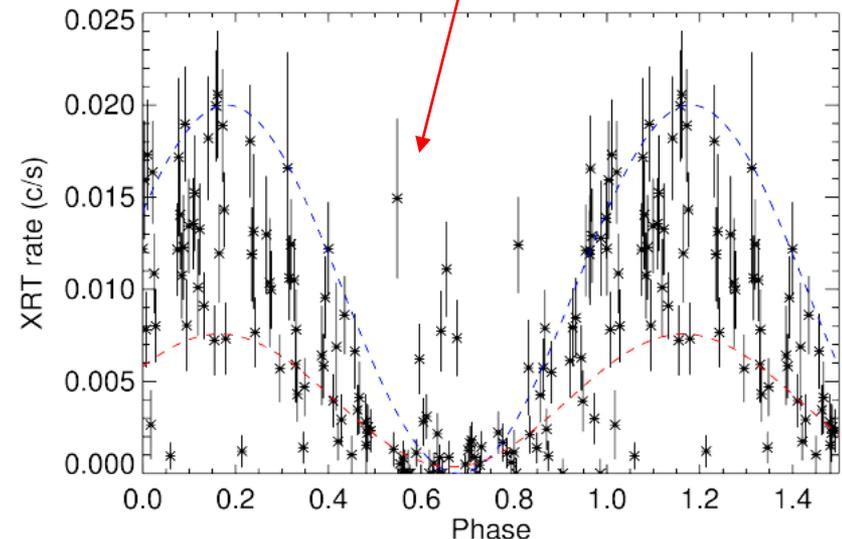
Période pulsar= 2.8 sec, Orbite binaire: 2 jours

Modulation super orbitale de 39j

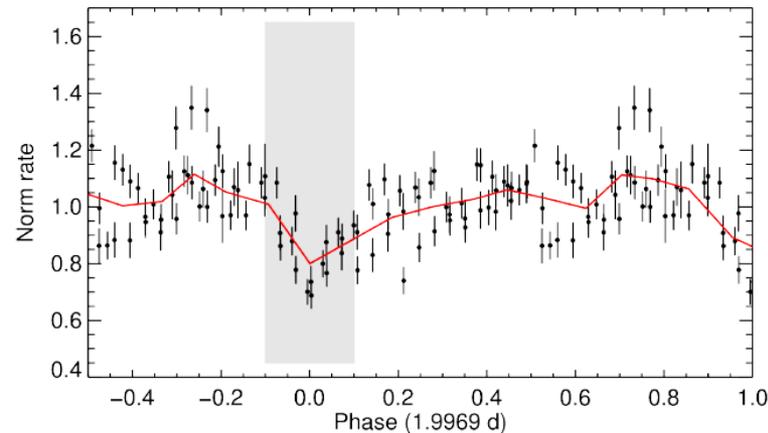
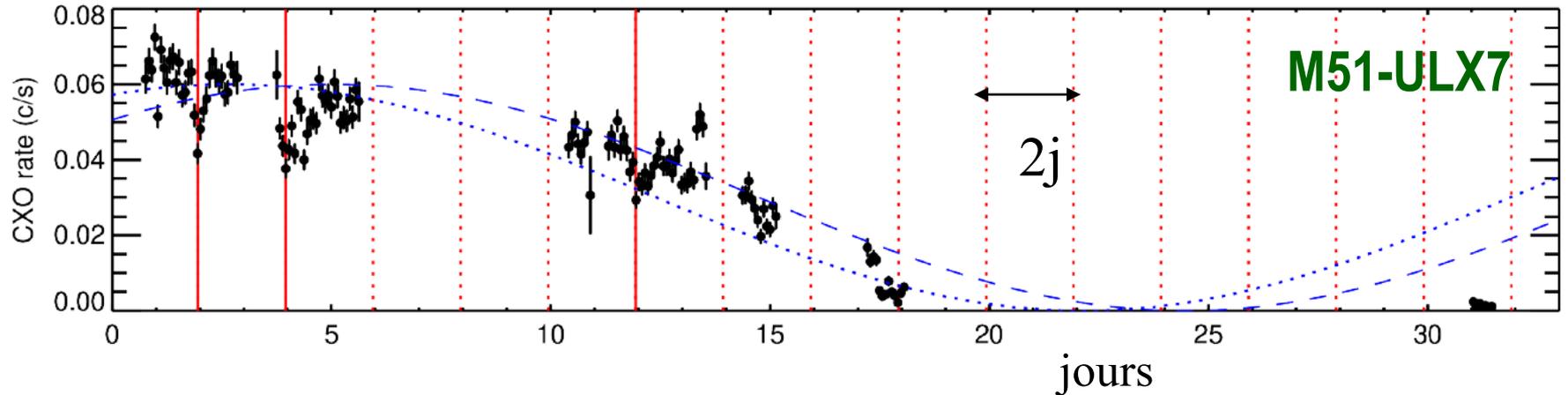


Le flux peut tomber d'un facteur 80

→ le disque est presque vu par la
Tranche + précession



Signal d'absorption à période sup-orbitale



Absorption régulière à chaque orbite
du continuum X (Chandra)

L'absorption se produit sur un angle
très vaste → peu de beaming

Problème des fortes luminosités

Les luminosités peuvent paraître excessives ($100 L_{\text{Edd}}$)

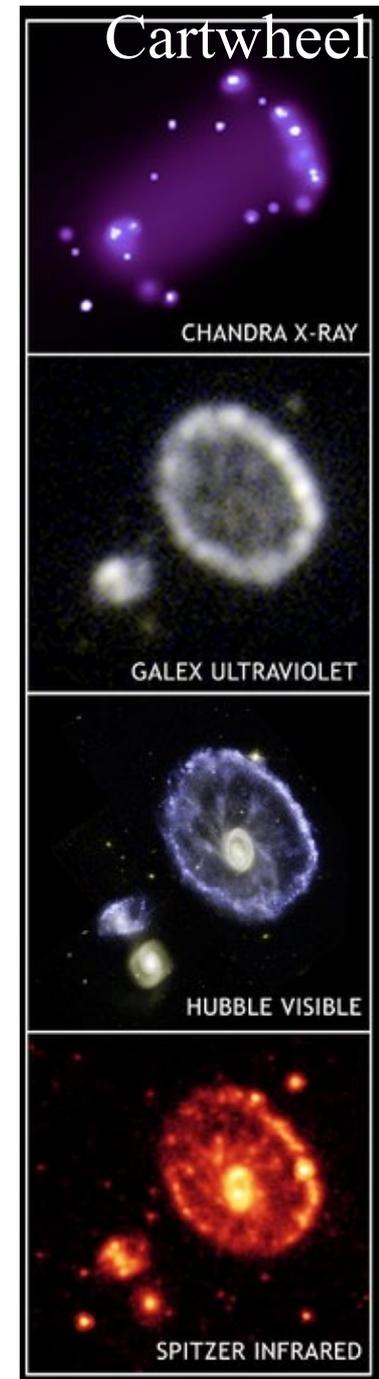
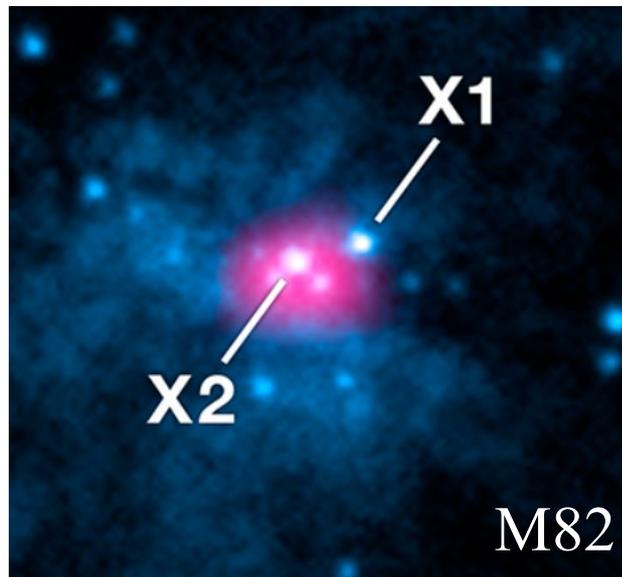
-- beaming: l'émission n'est pas isotrope

Sur plusieurs cas, le beaming est un factor ~ 2

-- phase temporaire d'accrétion

→ Les ULX sont associées aux zones de formation d'étoiles et sont nombreuses dans les starbursts..

M82, Cartwheel...



Plusieurs sortes de pulsars

Pulsars: étoiles à neutrons en rotation,

Découverts par Bell & Hewish (1968)

Taille $\sim 10\text{km}$, Masse $\sim 1-2 M_{\odot}$,

Densité > noyaux! (10^9tonnes/cm^3)

Gravité de surface 10^{11} g ,

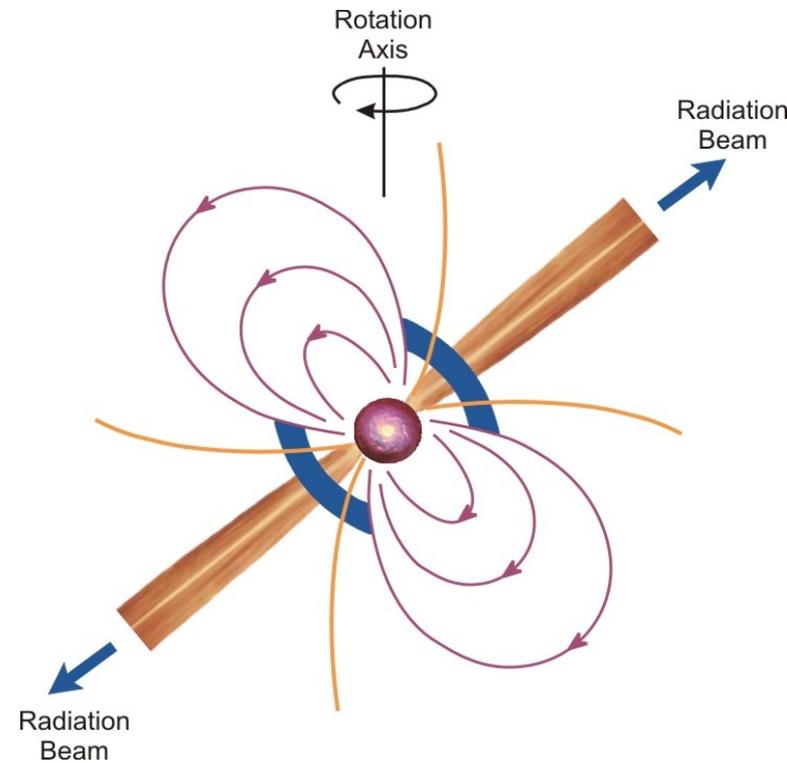
Champ magnétique $B \sim 10^{12}\text{ G}$

~ 3000 pulsars « normaux »

Periodes $\sim 1\text{sec}$ (Crabe, 0.03), après explosion de supernova

Milli-seconde (MSP) si re-activaté, dans les binaires X

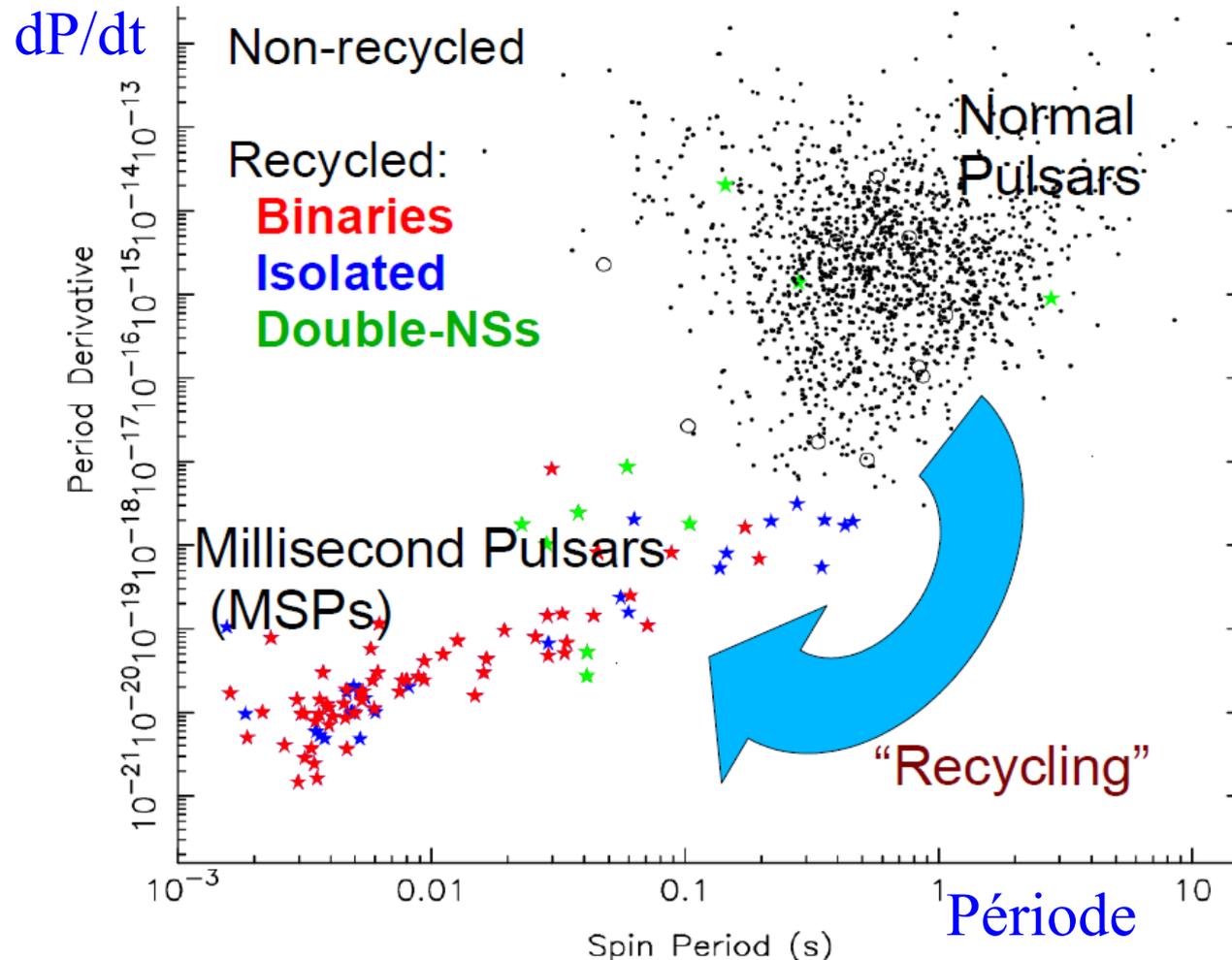
Seul, un pulsar vit 100Myr, mais **dans une binaire**, le compagnon donne masse et moment angulaire, dans la phase géante, accélérant le pulsar. Alors que B descend à 10^8G , la rotation peut durer des Gyrs.



P-dP/dt des pulsars

MSPs, J0437–4715, un des mieux connus, avec
 $P = 5.7574518589879 \text{ ms} \pm 1$ du dernier chiffre (13^{e})

Ce chiffre croît de 1 chaque 1/2h



Perte de E: radiation & vent relativiste

Les 6 premiers chiffres constants sur 10^3 ans

P mesurée à la μs
sur plusieurs années
→ 14 chiffres

Rayons critiques

Cylindre de **lumière**: $R_1 = c/\Omega$

Soit 50 000km (P=1s)

Ou 50 km (P=1ms)

Rayon de **corotation** $\Omega^2 = GM/R_{co}^3$

Soit $R_{co} = 1000\text{km}$ (P=1s)

10km (P=1ms)

R_M de la **magnétosphère**

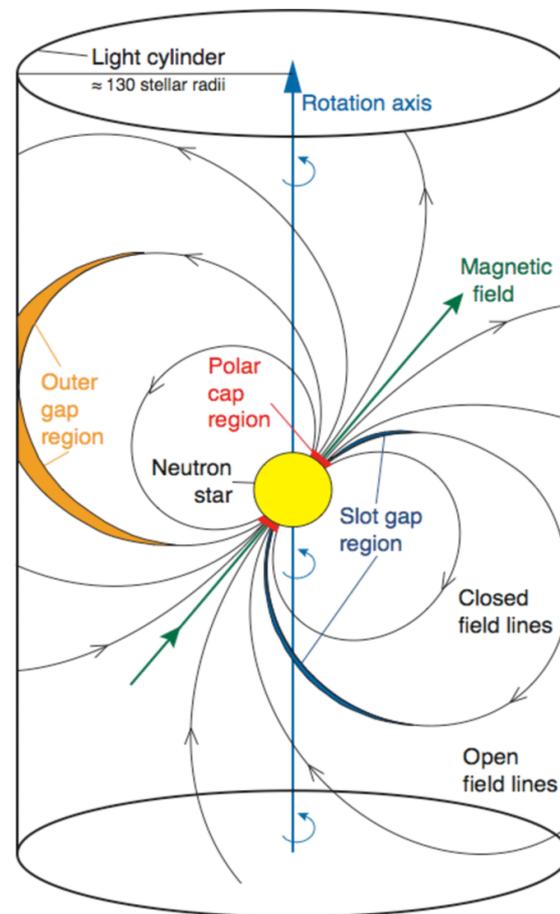
Pression magnétique domine et détruit le disque

$B_m = 10^{12}\text{G}$ pulsar moyen

$B(r) = (R/r)^3 B_m$ Pression dynamique du gaz en accrétion

$P_{ram} = \rho v^2$ et $dM/dt = 4\pi r^2 \rho v \rightarrow P_{ram} = dM/dt / (4\pi r^2) (GM/r)^{1/2}$

$\rightarrow R_M = 1800\text{km} R^{12/7} B^{4/7} M^{-1/7} dM/dt^{-2/7}$ si $dM/dt = 10^{-7} M_{\odot}/\text{yr}$



Rayons critiques

A la corotation, le champ magnétique va à la même vitesse que l'orbite du gaz, celui-ci est gelé

Tout dépend de la valeur relative entre R_M et R_{co}

$R_M \ll R_{co}$, matière accrète

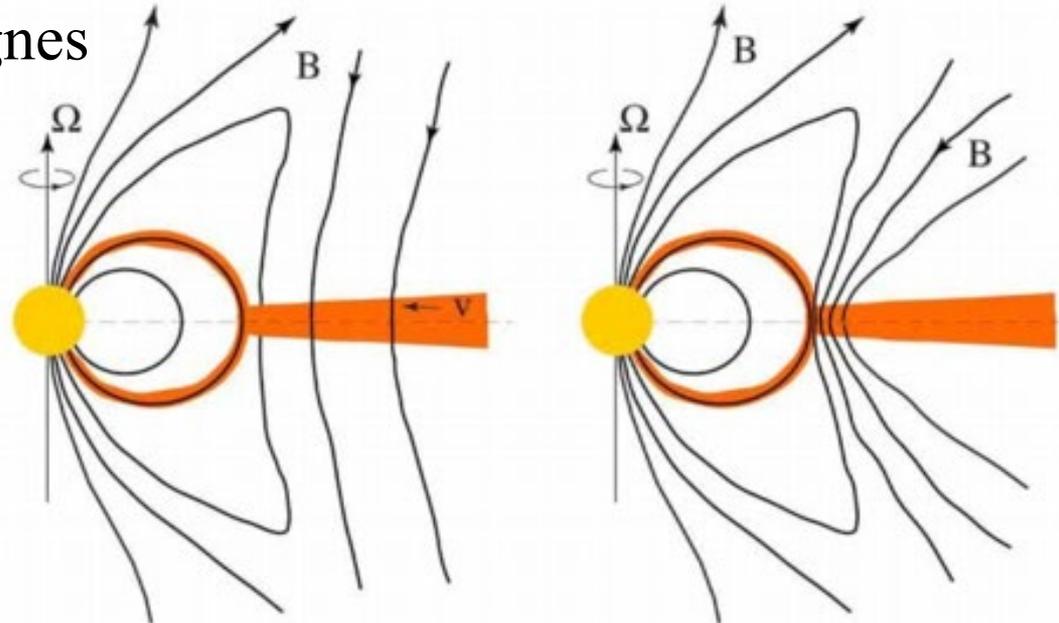
$R_M \gg R_{co}$, matière éjectée

Entre les deux, accrétion intermittente

Les lignes de champ sont comprimées par l'accrétion

La matière glisse le long des lignes et l'accrétion a lieu aux pôles

Le gaz est gelé dans les lignes de champ



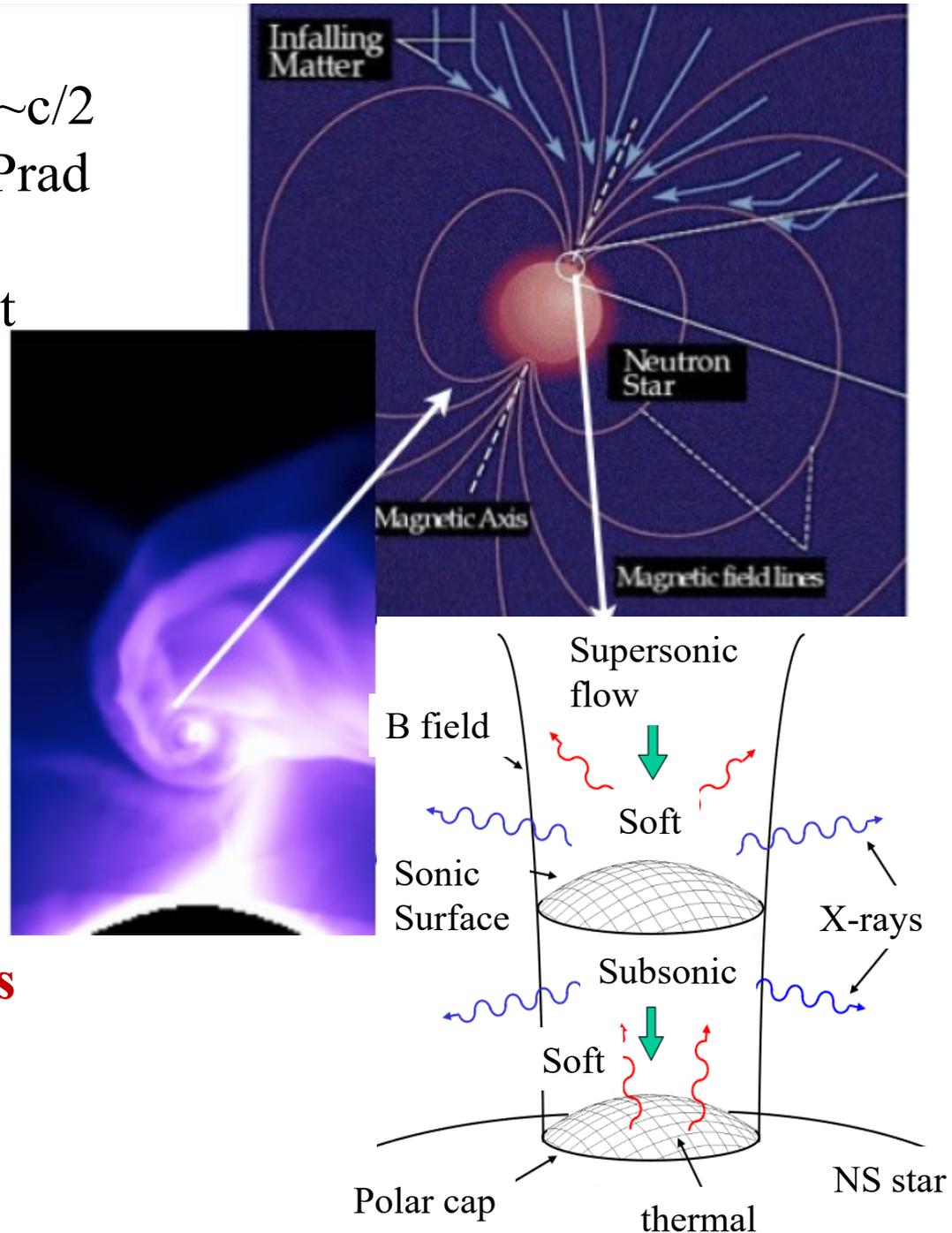
La matière à grande vitesse $\sim c/2$
est chauffée dans les chocs, Prad
($L > L_{\text{Edd}}$) forme une colonne
Les photons X, γ s'échappent
par la paroi de la colonne

Si $L \ll L_{\text{Edd}}$
gaz en chute libre

Sinon, gaz ralenti et
choqué, optiquement
épais, L limité

→ **Energie sort en neutrinos**
(création de paires e^+e^-)

Becker & Wolff 2007



Destin d'un pulsar ULX

Le taux de variation de la période du pulsar de M82-X2 ($P=1.37\text{s}$)
 $dP/dt = -2 \cdot 10^{-10} \rightarrow$ en $T=10^5\text{an}$, spin-up à $P=3\text{ ms}$!

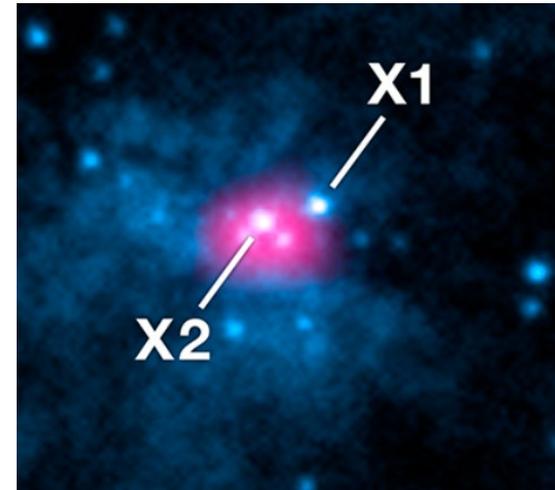
Il suffit que le pulsar accrète $0.1 M_{\odot}$ ($L=10^{40}\text{erg/s}$) $\rightarrow 10^{-6} M_{\odot}/\text{yr}$

Un tel taux d'accélération requiert un couple qui s'étend jusqu'à la surface de l'étoile, $R_{\text{ns}} \rightarrow B < 10^9\text{ G}$

Pulsar « normal »: alterne spin-up et spin-down de l'ordre de 10^{-13} , dues à une contre-rotation du gaz en accréation

Si $B \sim 10^{12}\text{ G}$, destruction du disque $< R_{\text{M}}=300R_{\text{ns}}$

A cette distance, rayons X mous dans le disque, de plus $R_{\text{M}} \sim R_{\text{co}}$ **Accrétion insuffisante?**



Couple et accélération

$$M=1.4M_{\odot}, R=10\text{km}, I = 2/5 MR^2 = 10^{38} \text{ kg m}^2$$

Pour accélérer le spin, il faut R entre dernière orbite stable ISCO,

$$R_i = 6 GM/c^2 = 13\text{km}, \text{ et } R_M$$

$$dJ/dt \sim dM/dt c R \quad R_i < R < R_M$$

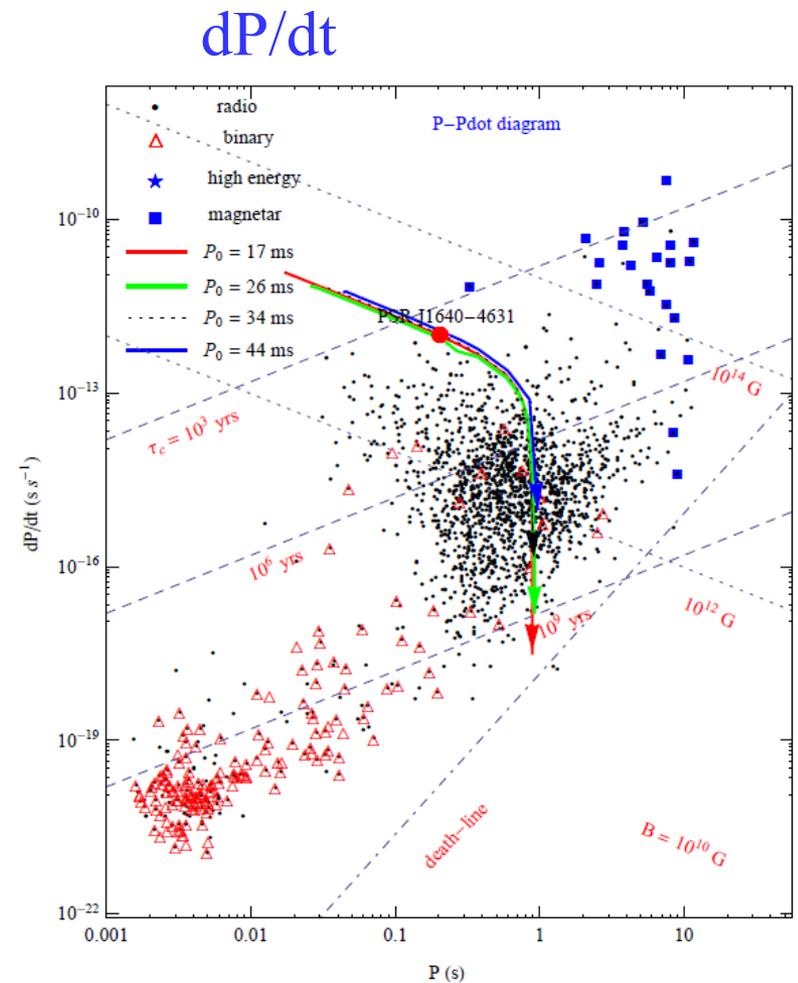
$$J = I \Omega = I 2\pi/P$$

$$dM/dt \text{ est fixé par } L = 0.1 dM/dt c^2$$

$$\text{Et } dJ/dt = -I 2\pi/P^2 dP/dt > 0$$

→ $R \sim R_i$, et non pas R_M

Le champ B doit être bien plus faible, ou L est plus faible (beaming)



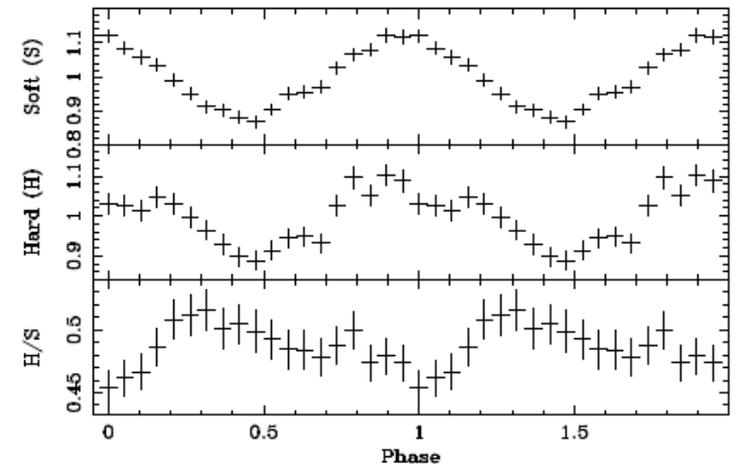
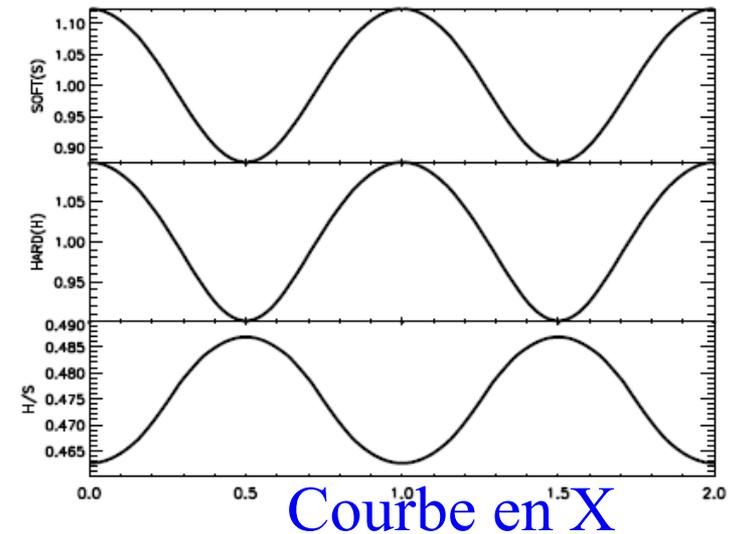
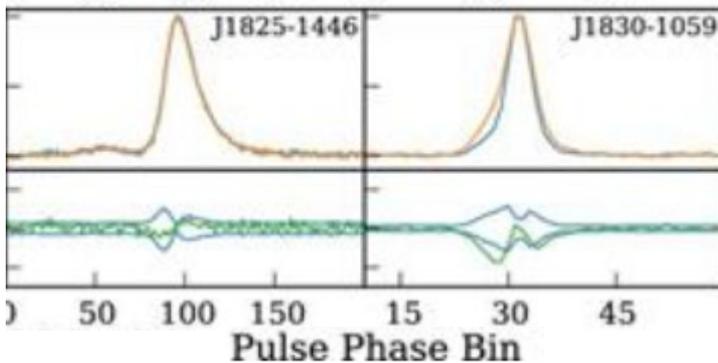
ULX M82-X2 et autres

Le rapport $dP/dt/PL$ 10 fois moins
que les pulsars usuels

Beaming: limité, car forme sinusoidale

Critère sur les raies d'absorption
Et aussi Période orbitale

Courbe des pulsars radio

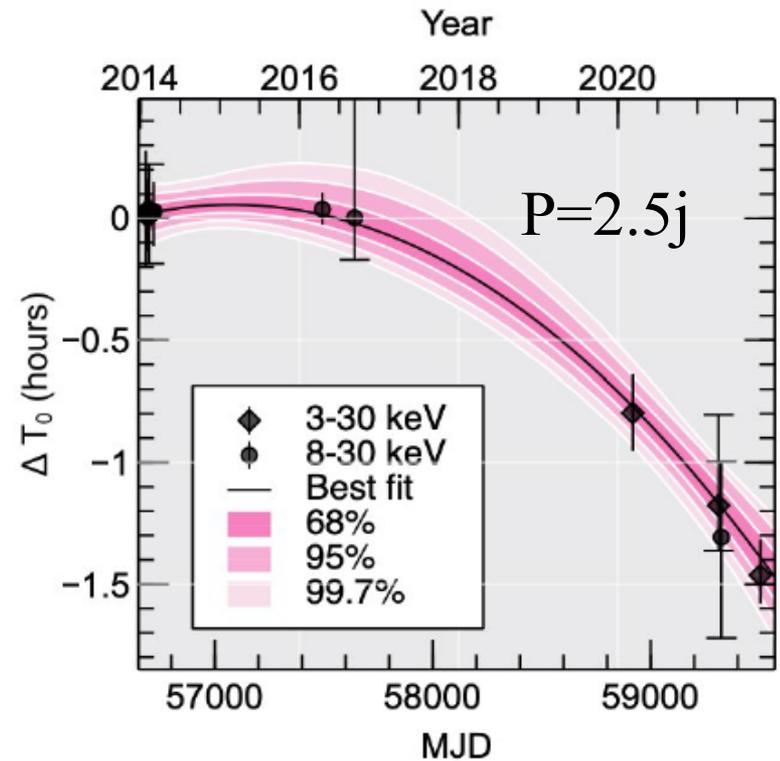
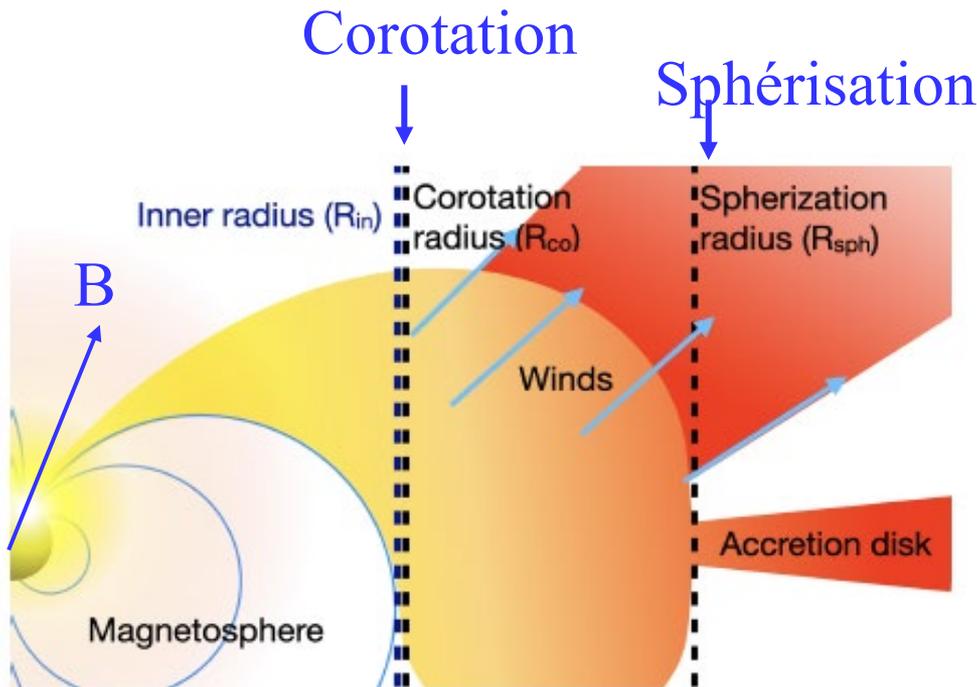


Fort taux d'accrétion

Forte Luminosité: Fort taux d'accrétion, ou Beaming?

M82-X2 montre une orbite décroissante (passage au nœud ascendant)

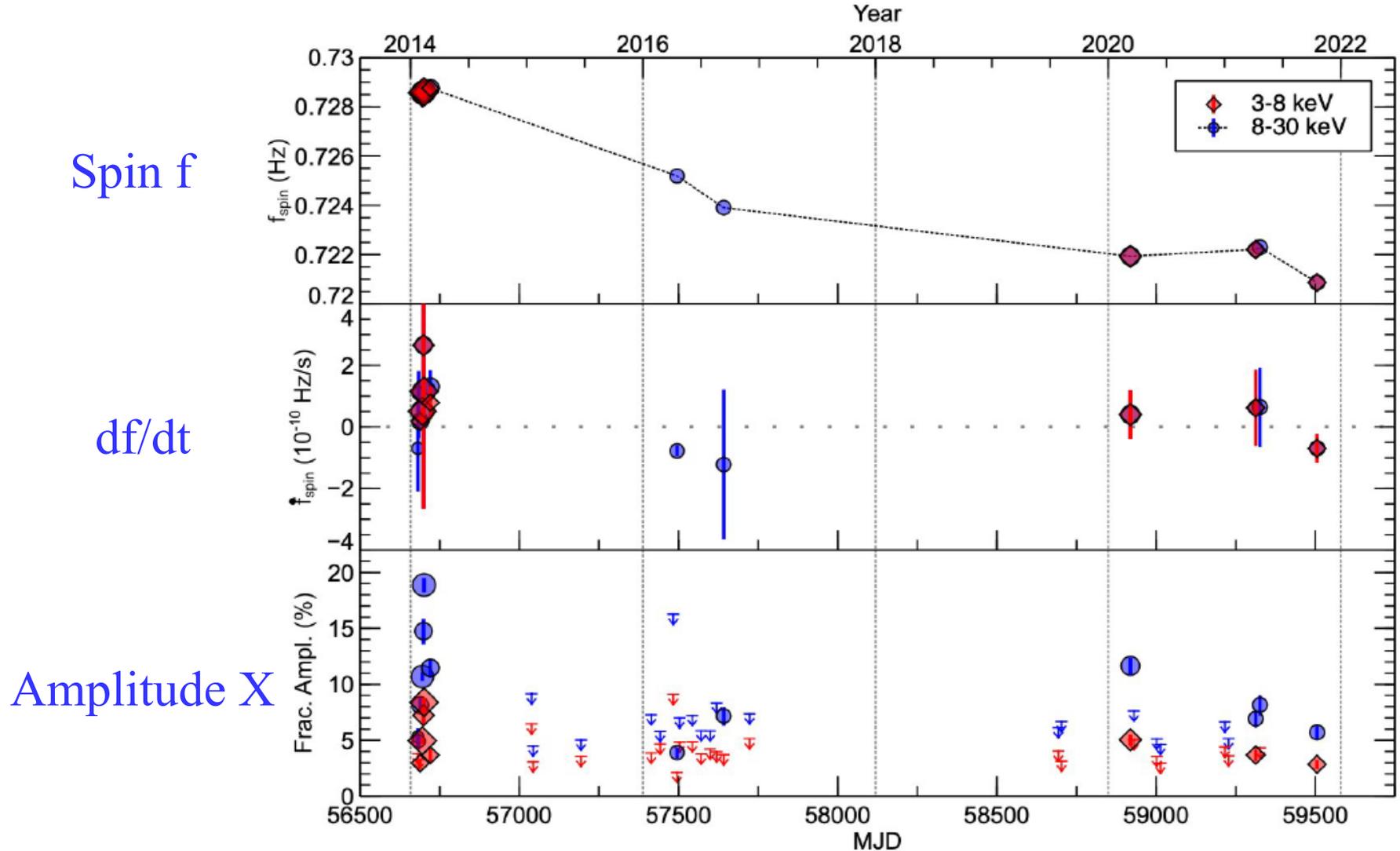
→ taux d'accrétion 150 Edd



Malgré le vent qui emporte une fraction significative ($\sim 50\%$) de la masse

Evolution du spin du pulsar M82-X2

Plusieurs spin-up et spin-down, selon la pression magnétique $B > 10^{13}$ G



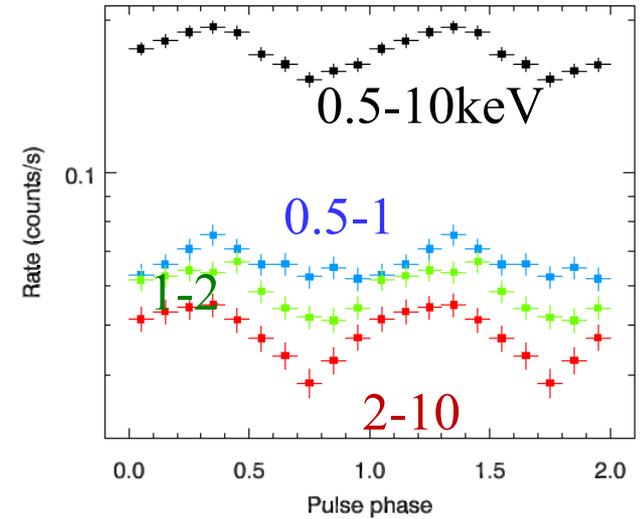
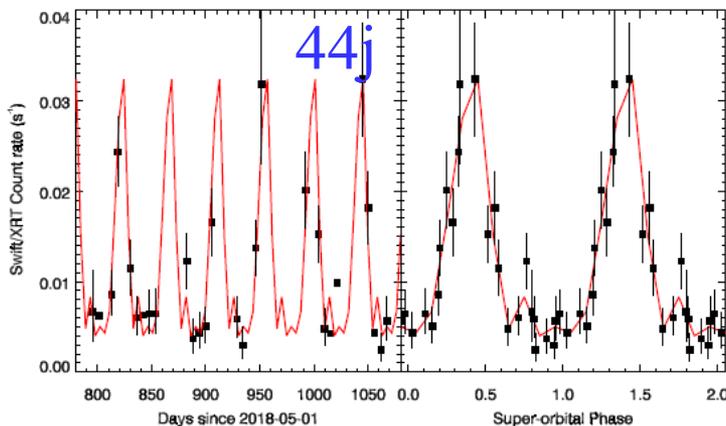
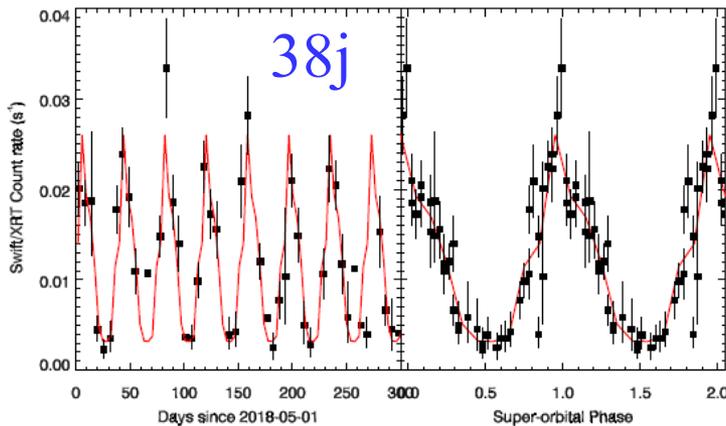
M51-ULX7

Taux d'accélération $3 \cdot 10^{-10}$ Spin $P=2.8s$

Orbitale 2jours Super-orbitale

38jours en 2018-19, 44j en 2020-21

Compagnon $> 8 M_{\odot}$, à éclipses



→ Précession du disque d'accrétion

Autres possibilités éliminées

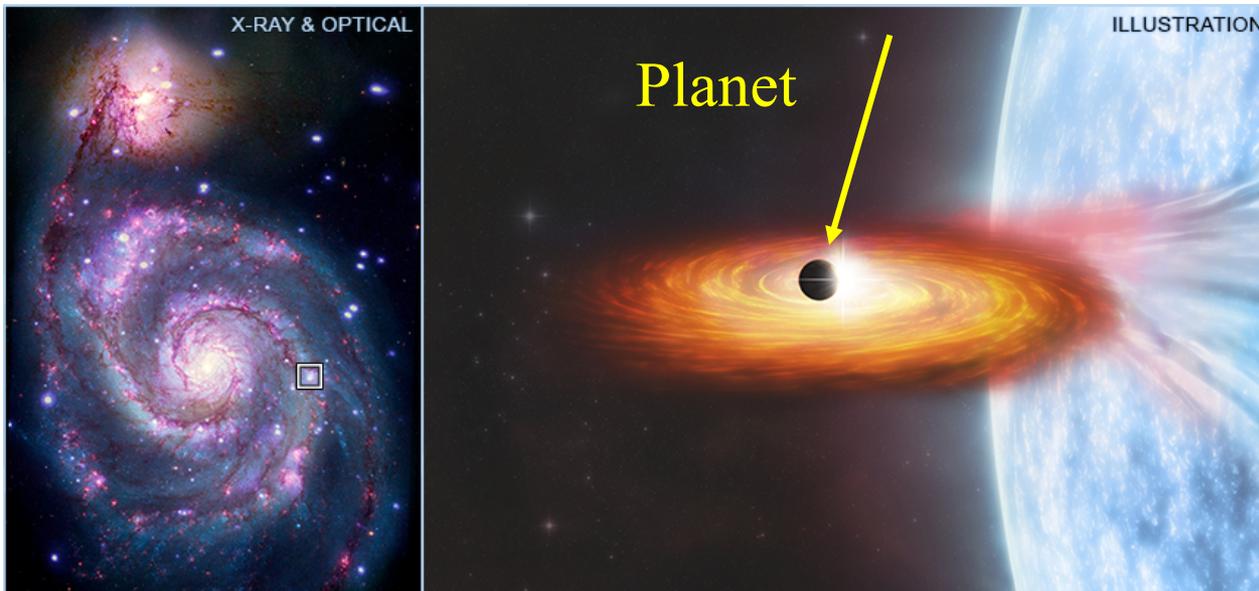
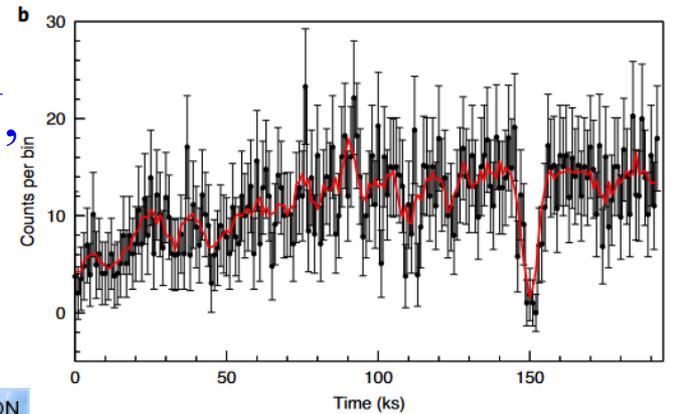
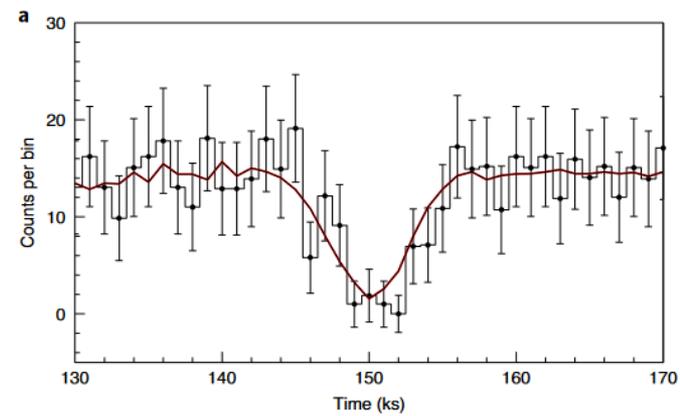
Warp du disque/obscuration ($N_H = \text{cst}$)

Ou 3eme étoile (variations)

Binaires X: éclipses

M51-ULS-1: Courbe de lumière X à éclipses
Corresp. Planète type Saturne

Un certain domaine de masse est permis, le meilleur fit donne une planète orbitant à 45AU, très loin du centre: Période de 70ans

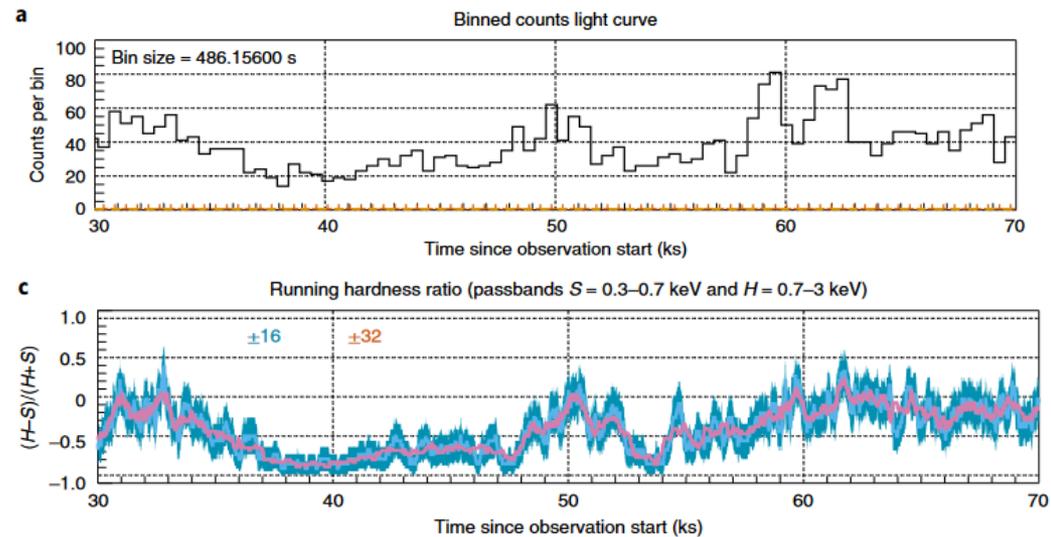


Variations de flux et éclipses

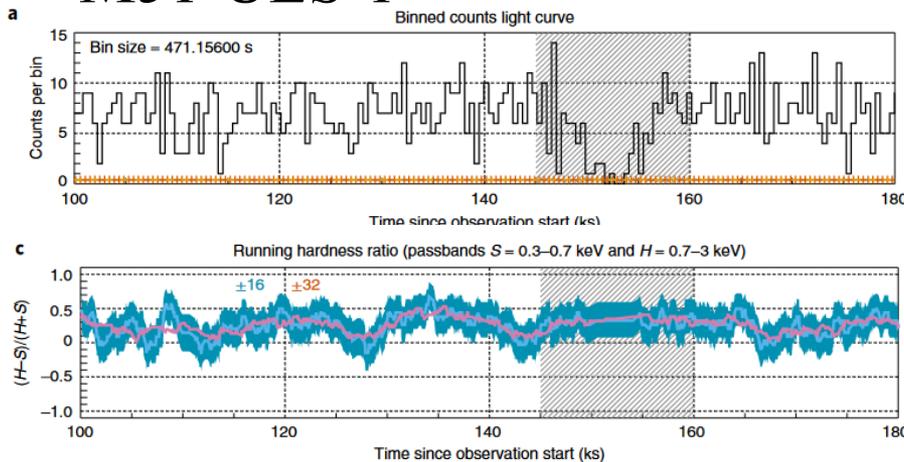
Difficile de distinguer:
peut-être par la dureté **HR** du
rayonnement $= (H-S)/(H+S)$

HR

M101-ULS



M51-ULS-1

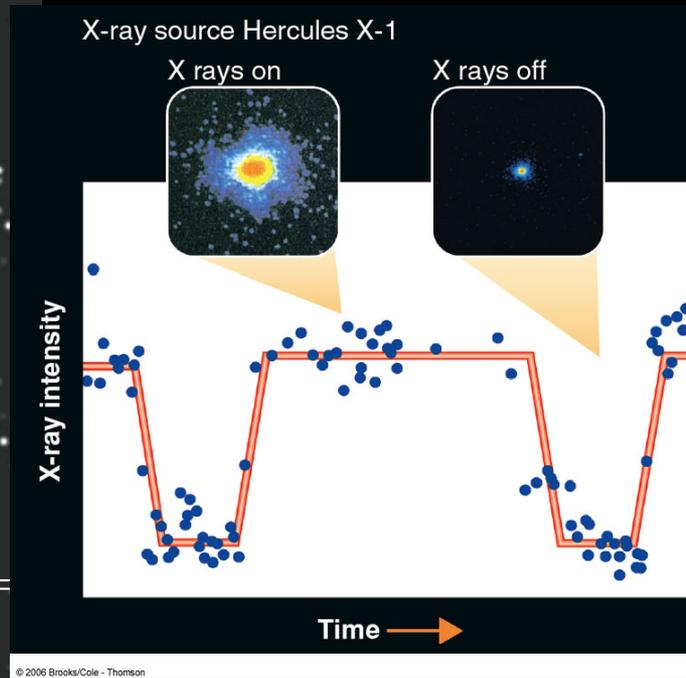
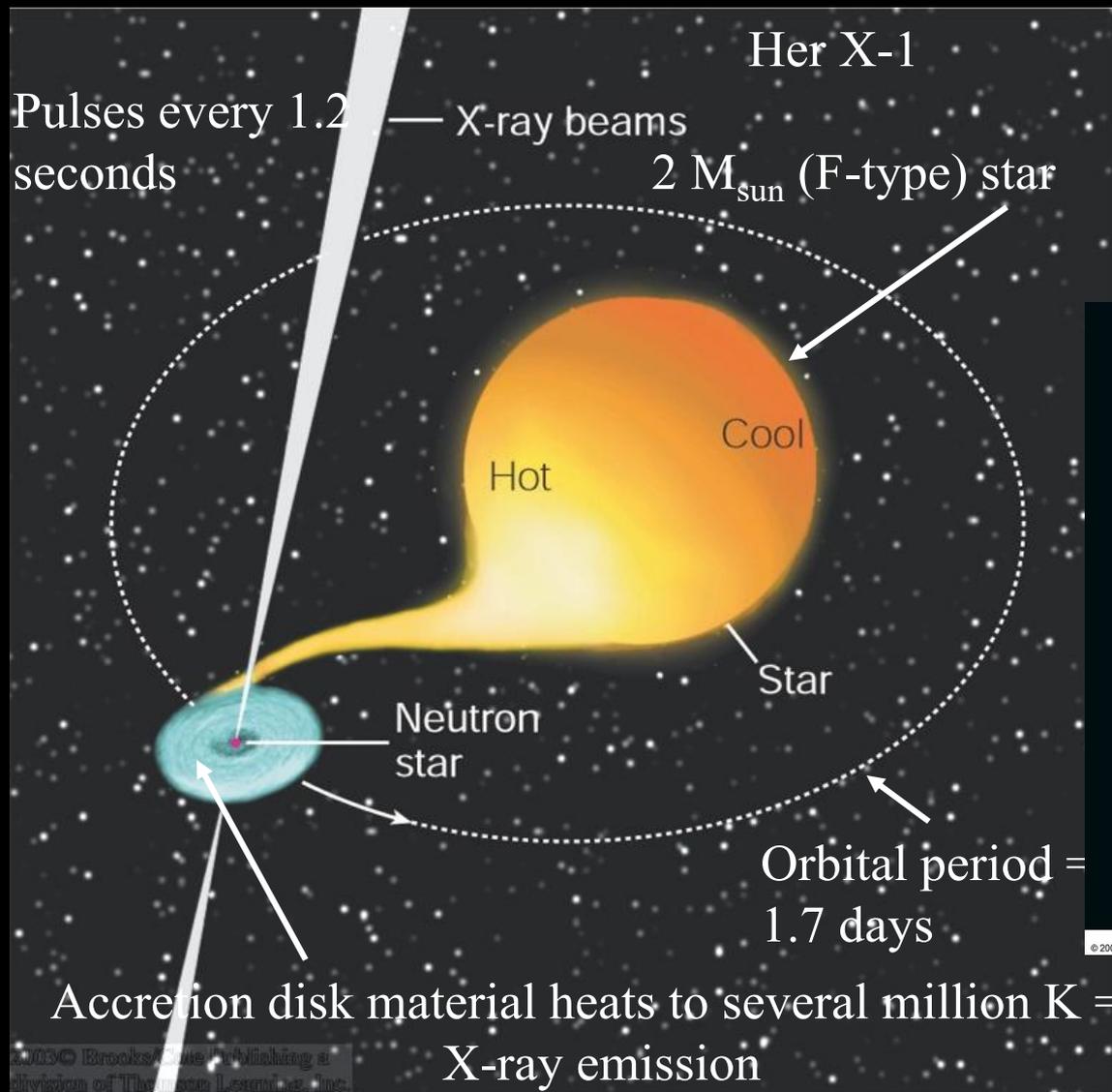


HR

Nouvelle méthode pour
détecter des planètes
extra-galactiques?

Neutron Stars in Binary Systems: X-ray binaries – Her X-1:

Star eclipses the neutron star and accretion disk every 1.7 days hiding the x-ray pulses for a few hours



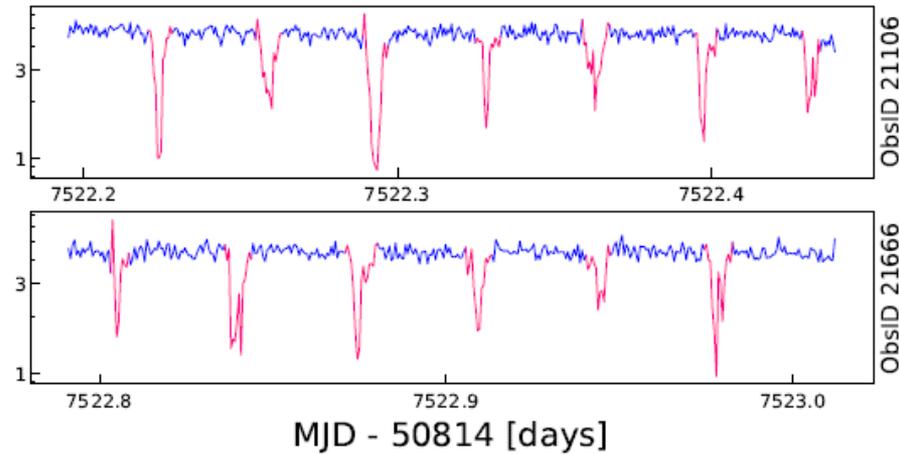
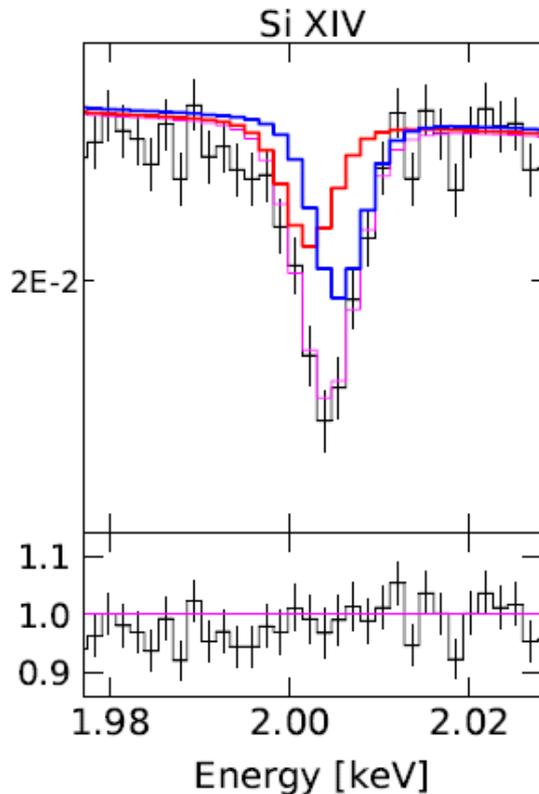
Absorption et taille de la source

1 heure
←→

Si le gaz absorbant est $< 1000 \text{GM}/c^2$
Raies en rayons X Si, Fe, ..

Pas seulement dans le plan du ciel

→ Ailes **bleue** et **rouge**



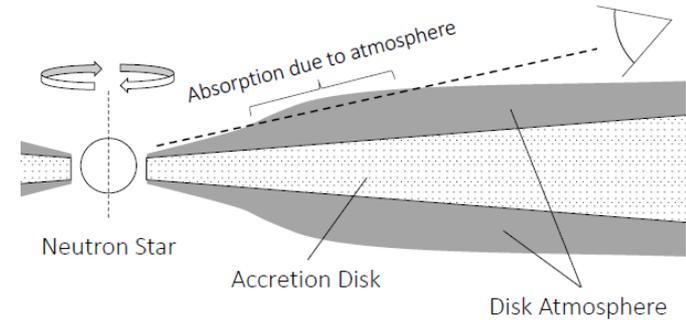
Eclipse en rayons-X dues au vent
du disque 4U 1916-053 (LMXB)

La cinématique donne la distance
 $V(R) \rightarrow R$

Mesure de la taille de la source

Permet de mesurer R_{CE} : surface NS + corona

Si la source est ponctuelle, le profil est mince



Extension en V

$$\rightarrow R_{CE} < 60R_g$$

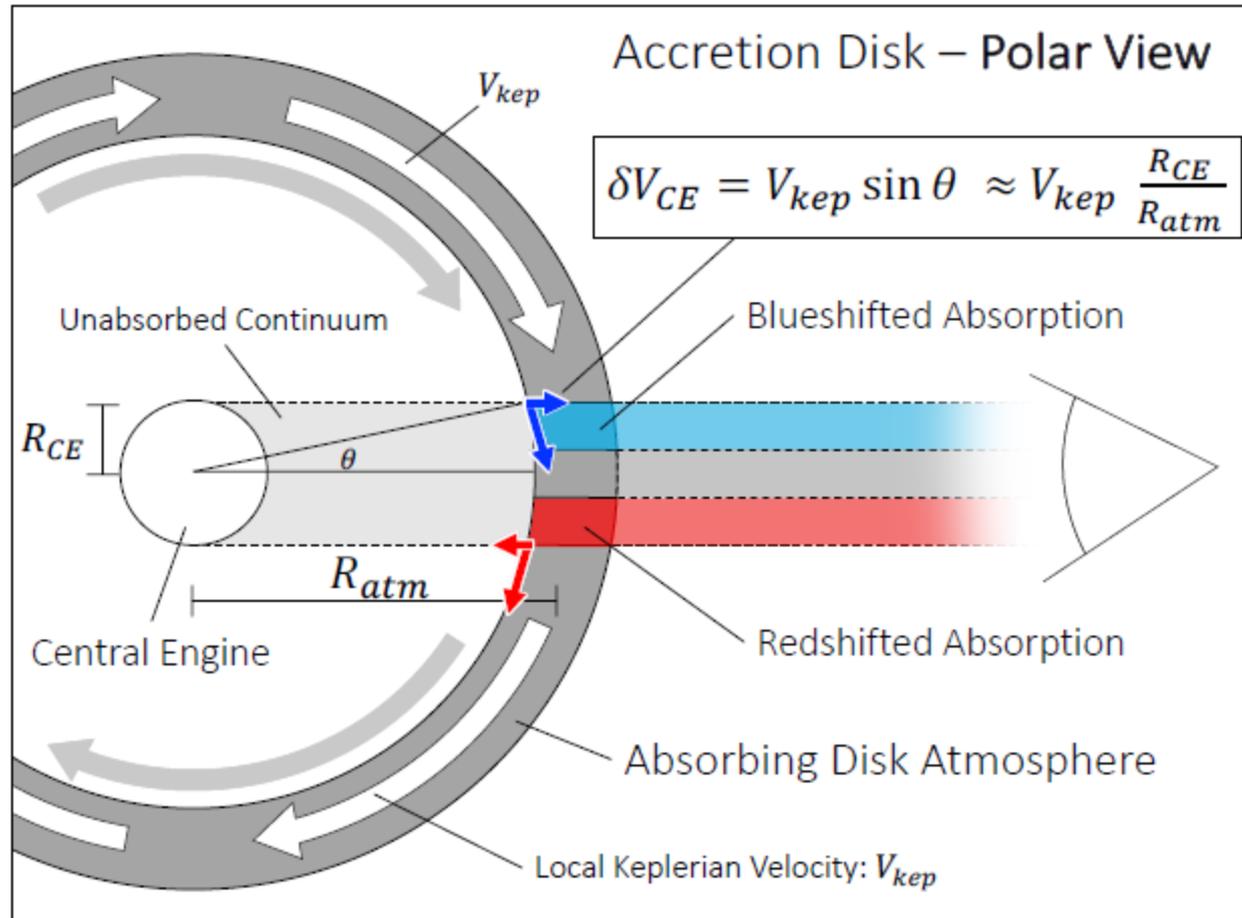
$$DV = V_k R_{CE} / R_a$$

Nh et ionisation $\rightarrow R_a$

Raie Fe, Si, Mn
selon distance

Problème: turbulence

Trueba et al 2021



Pulsars « araignées »

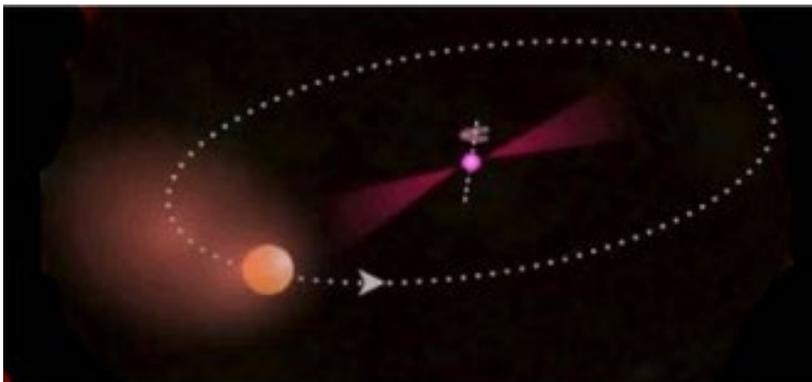
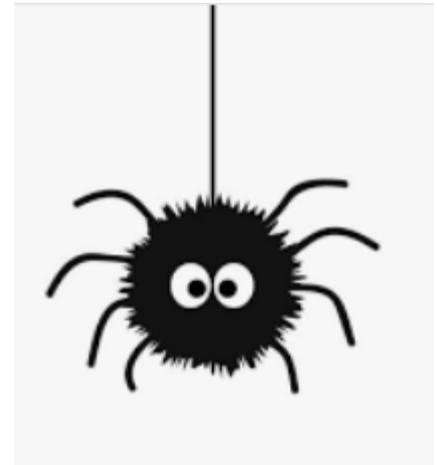
Les pulsars **binaires**, avec une étoile ordinaire orbitant autour d'une **étoile à neutrons** ont parfois des aspects destructeurs: l'étoile à neutrons aspire et détruit le compagnon, d'où le nom d'araignées
Période < 1 jour → proximité, choc, X, γ

Parmi elles, il existe des « veuves noires »

Black widows, où le compagnon est de très faible Masse < $0.1 M_{\odot}$ naines blanches (dégénérées)

Ou même des « dos rouge », **redback**

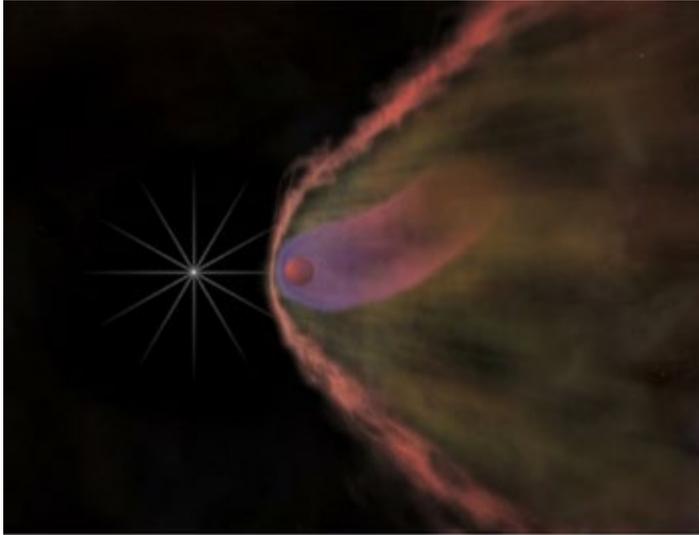
Avec un compagnon > $0.1 M_{\odot}$ étoile ordinaire (SP)



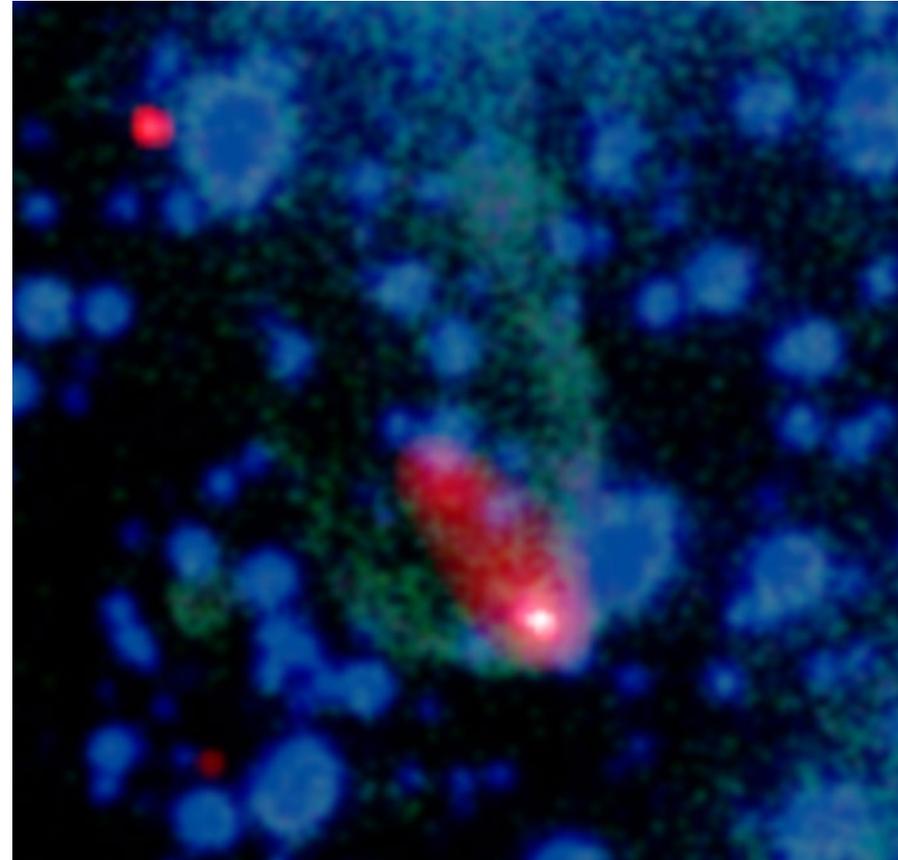
MSP à éclipse

Pulsars « black widow »

Le pulsar émet un vent (+**rayons cosmiques**) qui évapore le compagnon
Il n'y a pas d'accrétion par l'étoile à neutrons, mais
le compagnon ($0.02-0.05M_{\odot}$) dégénéré, est détruit peu à peu



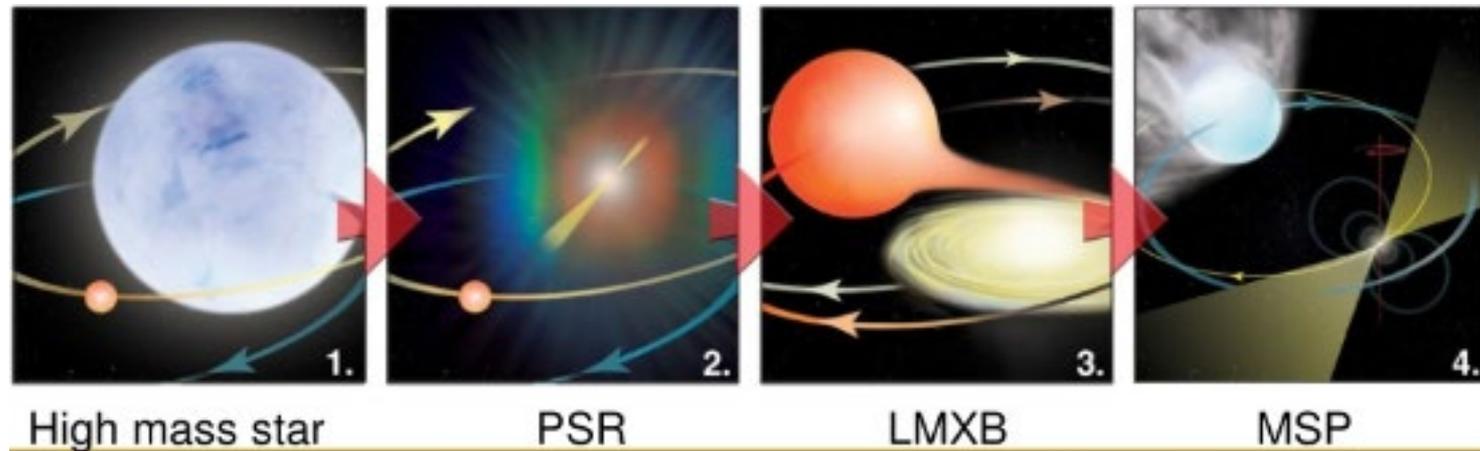
Eclipses, qui viennent
du gaz qui s'échappe
Variations orbitales, choc entre
le vent du pulsar et le compagnon,
Obscuration, perte de masse



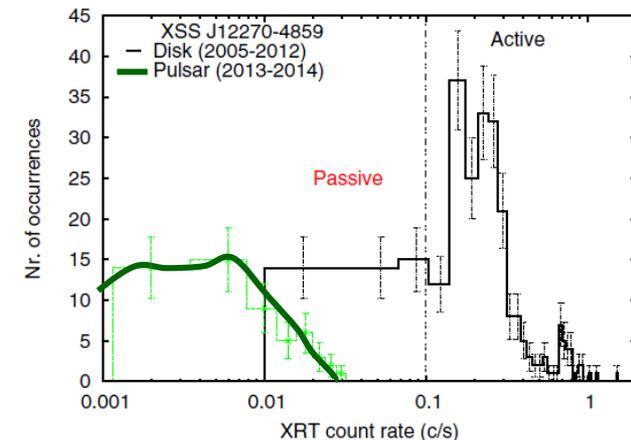
Scénarios de recyclage

Pour la transition des LMXB \rightarrow MSP, une grande variation du taux d'accrétion est requise

L'étoile à neutron doit acquérir du moment angulaire



Transition entre LMXB et MSP: redback pulsar
Compétition entre accrétion et vent du pulsar
Luminosité variant de 6 ordres de grandeur!



Rayons Gamma, pulsars détectés par FERMI

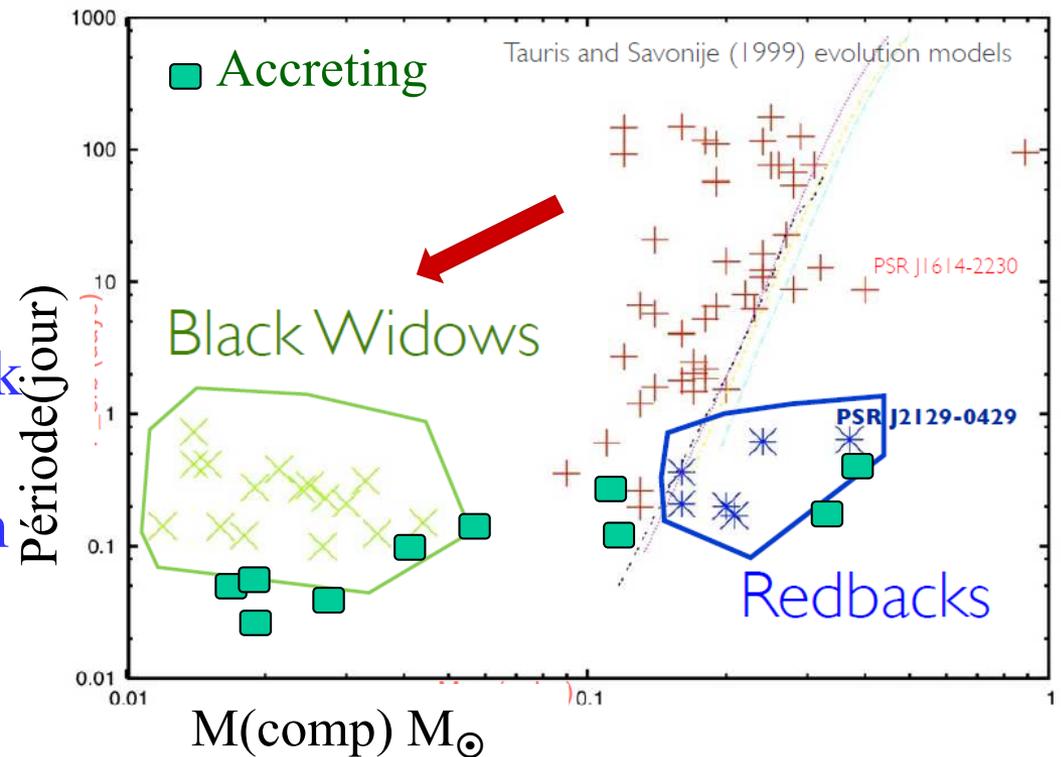
1/3 des MSP émettent en Gamma (détectés par Fermi-LAT)

Même les $\frac{3}{4}$ pour des énergies $> 5 \cdot 10^{33}$ erg/s

La plupart des MSP -Fermi sont des **black widows** ou **redback**

La plupart des sources Fermi de la Voie lactée sont des Pulsars

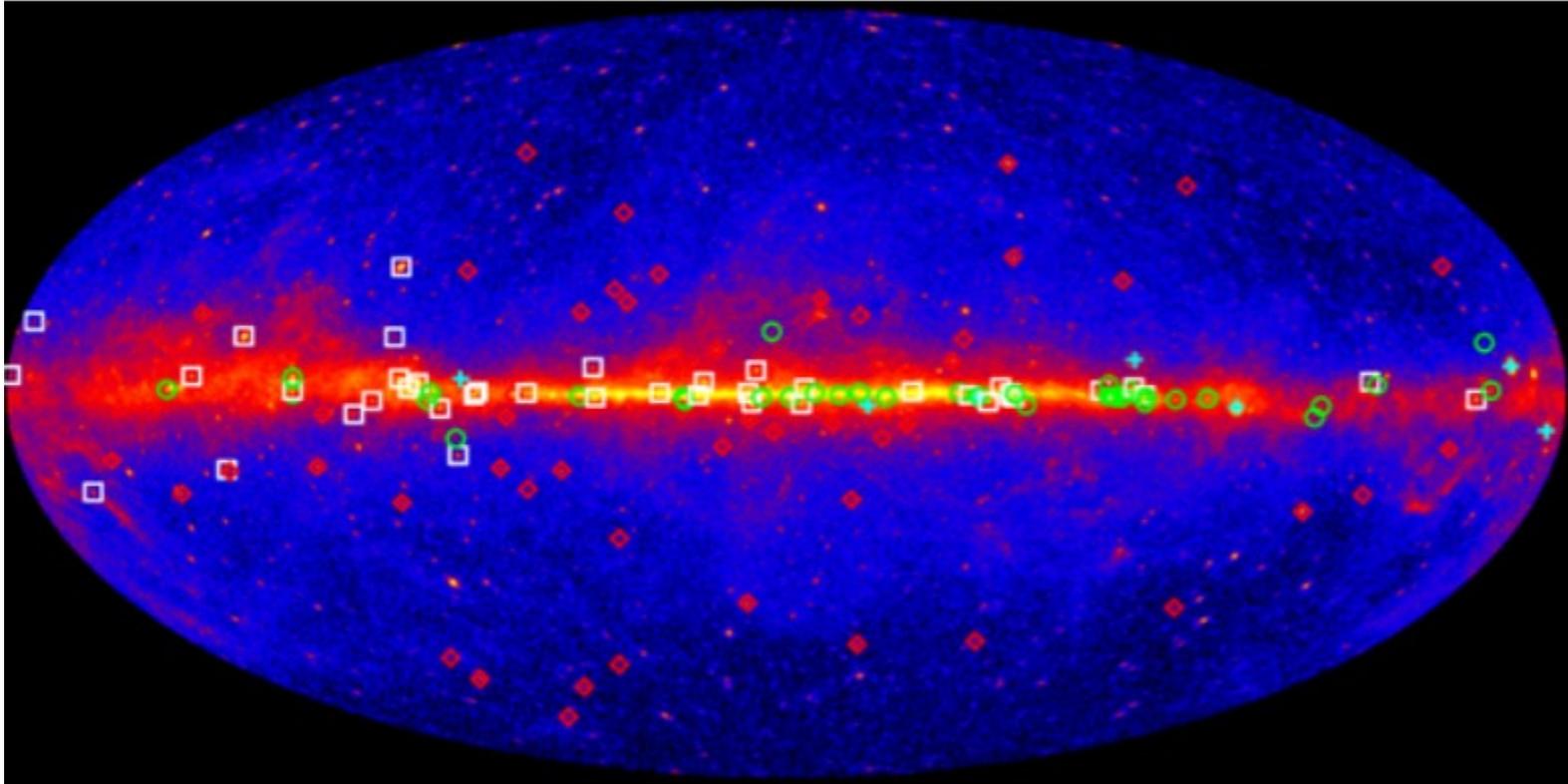
Les sources passent de « Black Widow » à Redback Rapidement, selon l'accrétion ou perte de masse



Evolution vers la gauche

Accrétion de l'enveloppe de la naine blanche

276 Pulsars en Gamma (Fermi)



- Jeunes pulsars, radio + X-ray selection: 73
- Jeunes pulsars, gamma selection: 71
- ◇ MSP, radio selection : 117
- MSP, gamma selection : 10
- Fermi-LAT seulement : 145
- EGRET/COMPTEL pulsars: 7

Transitions entre phases

Transition entre rotation et accrétion pour les pulsations

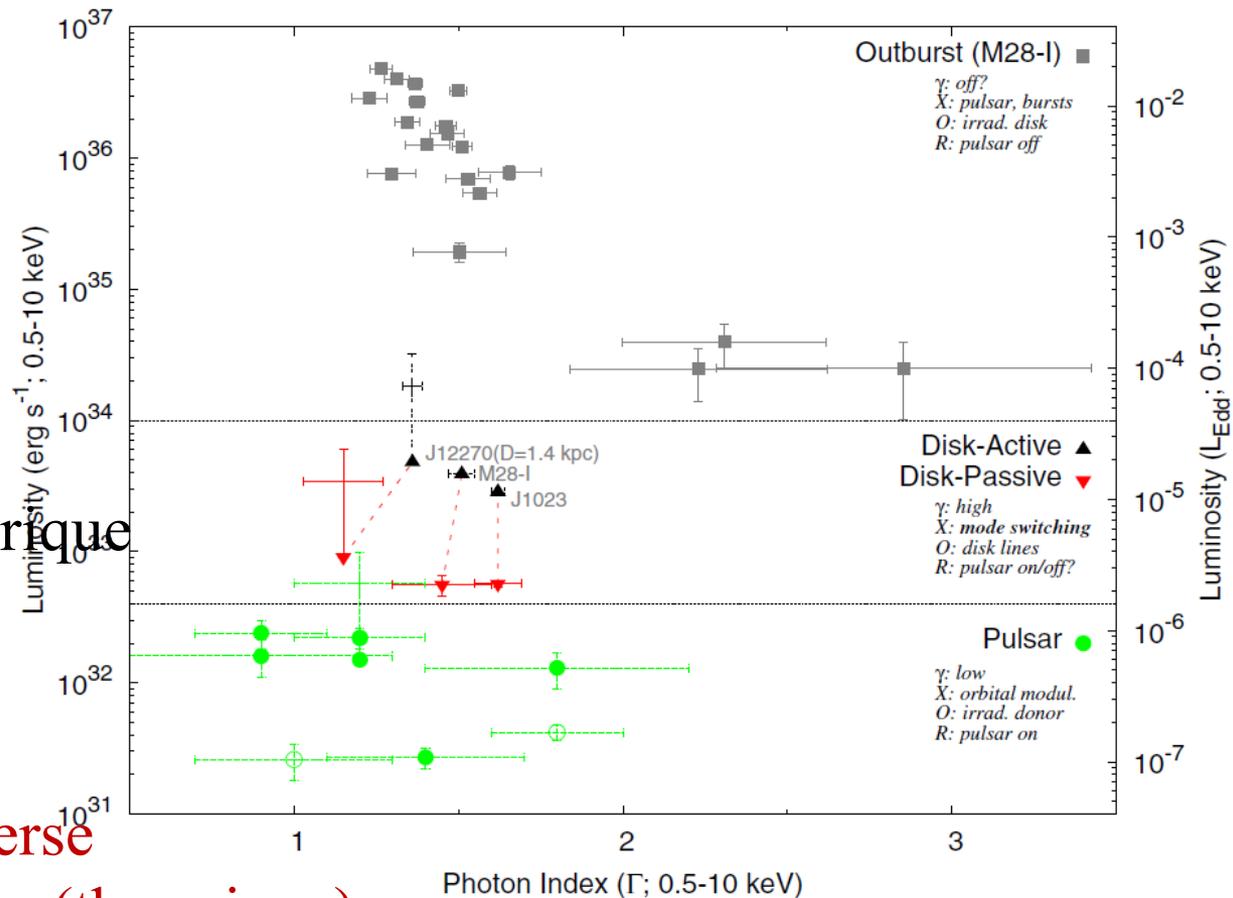
Emission X thermique ou due aux chocs



Dureté des photons
Anti-corrélée avec
Luminosité entre
 $10^{-4} L_{\text{Edd}}$ et $6\% L_{\text{Edd}}$

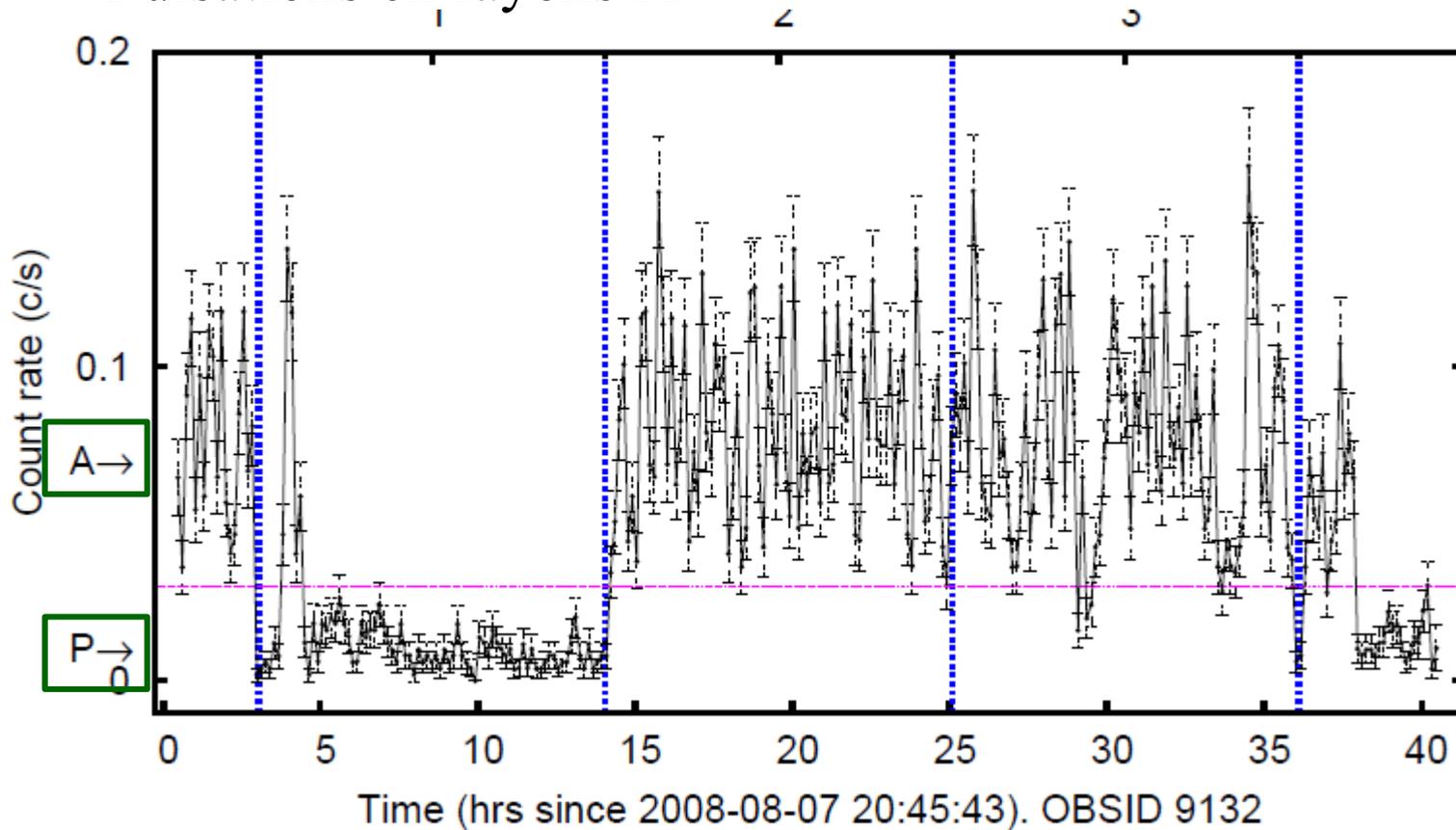
Transition rapide entre
accrétion magnétosphérique
et émission du vent
du pulsar

ADAF + Compton inverse
ou bien disque accretion (thermique)

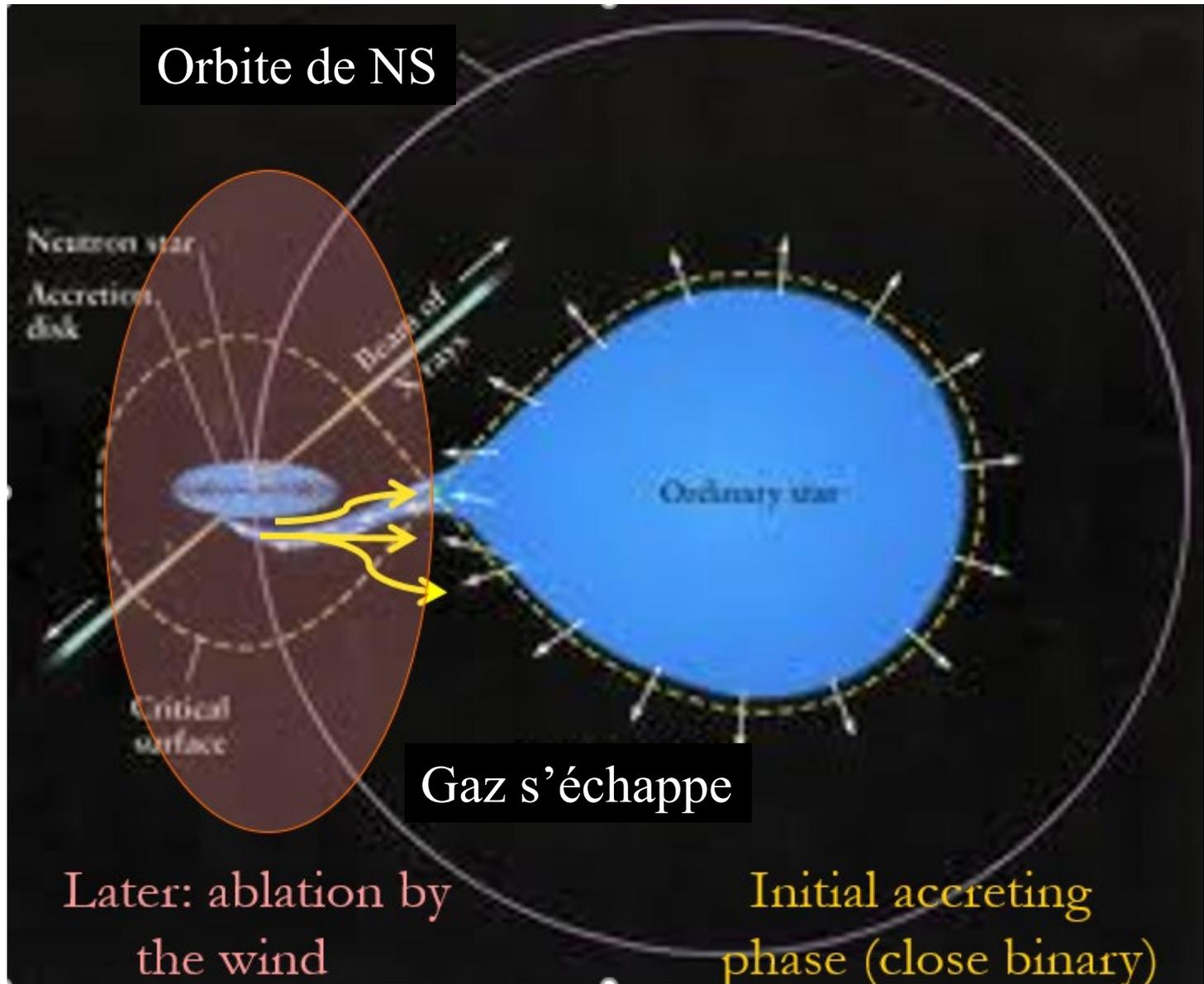


Phases actives et passives (A, P)

IGR J18245–2452 dans l'amas globulaire M28
Pulsations en rayons X

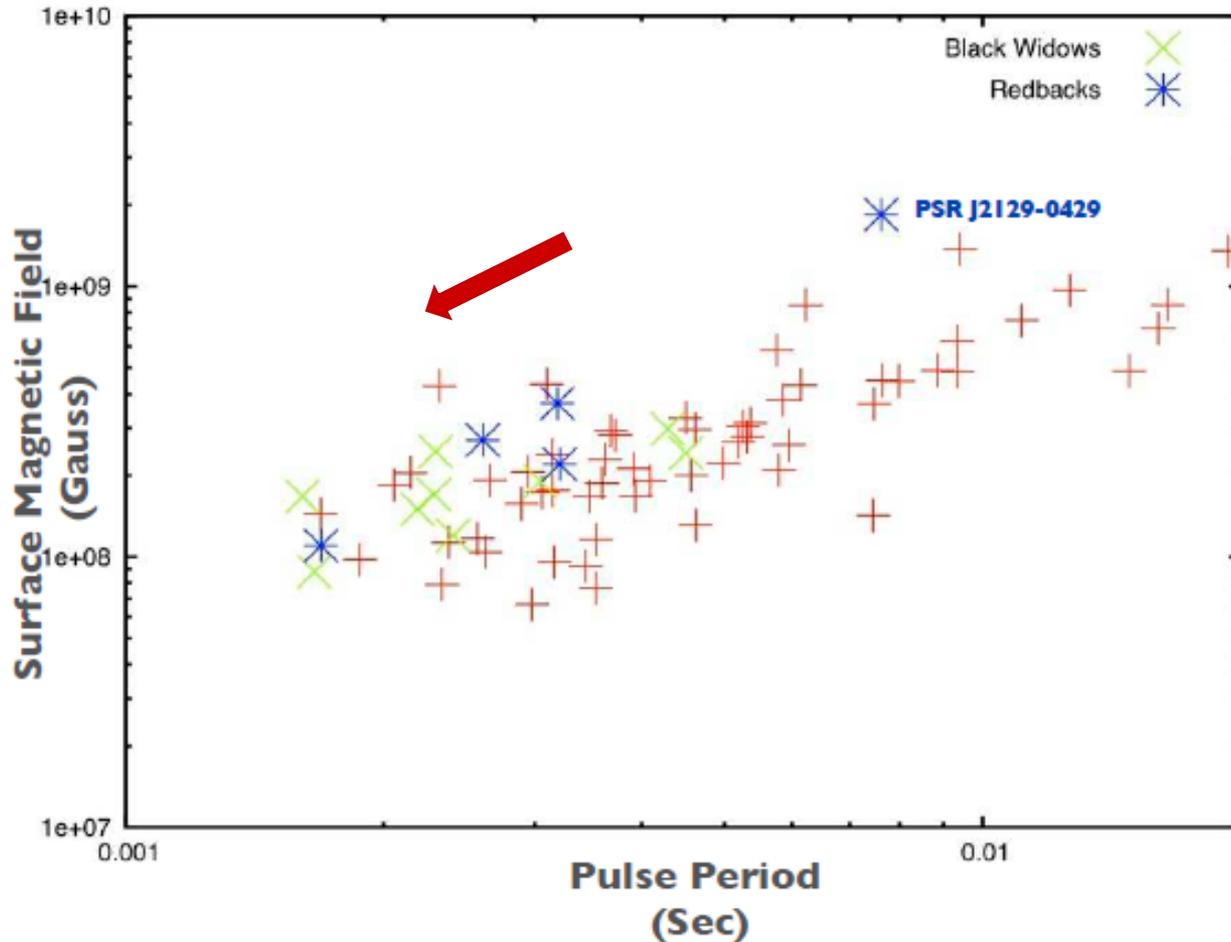


Accrétion et ablation



Fin du cycle: MSP isolé

→ Evolution vers un faible champ magnétique
B mesuré par le ralentissement de la période P



Résumé

→ L'évolution temporelle des rayonnements renseigne sur la structure de l'objet compact et son environnement (reflexion, délai, absorption, spectres..)

→ Obtention de la masse des trous noirs super-massifs

→ Binaires X Haute M: vents stellaires,
Faible masse: lobe de Roche

→ ULX, la plupart des étoiles à neutrons

→ PULX: pulsars

→ Black Widows, redbacks

