

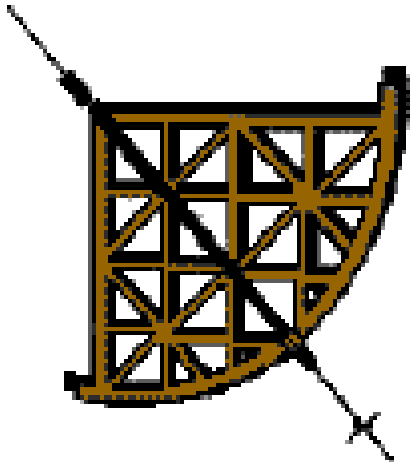
Introduzione alla Cosmologia Fisica Lezione 14

Gli oggetti compatti, Supernovae, Stelle di Neutroni e Pulsar, Buchi Neri.

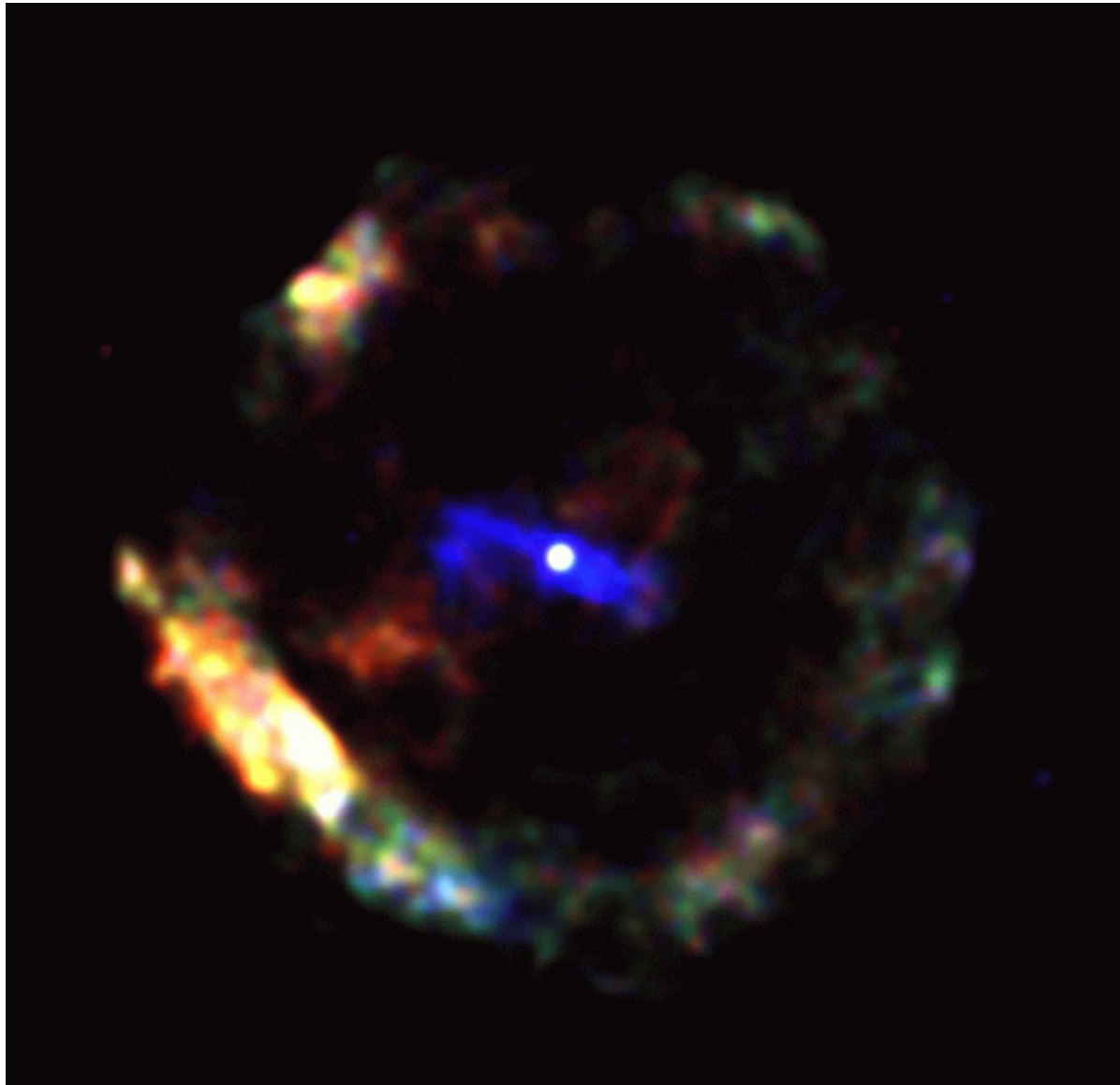
Giorgio G.C. Palumbo

Università degli Studi di Bologna

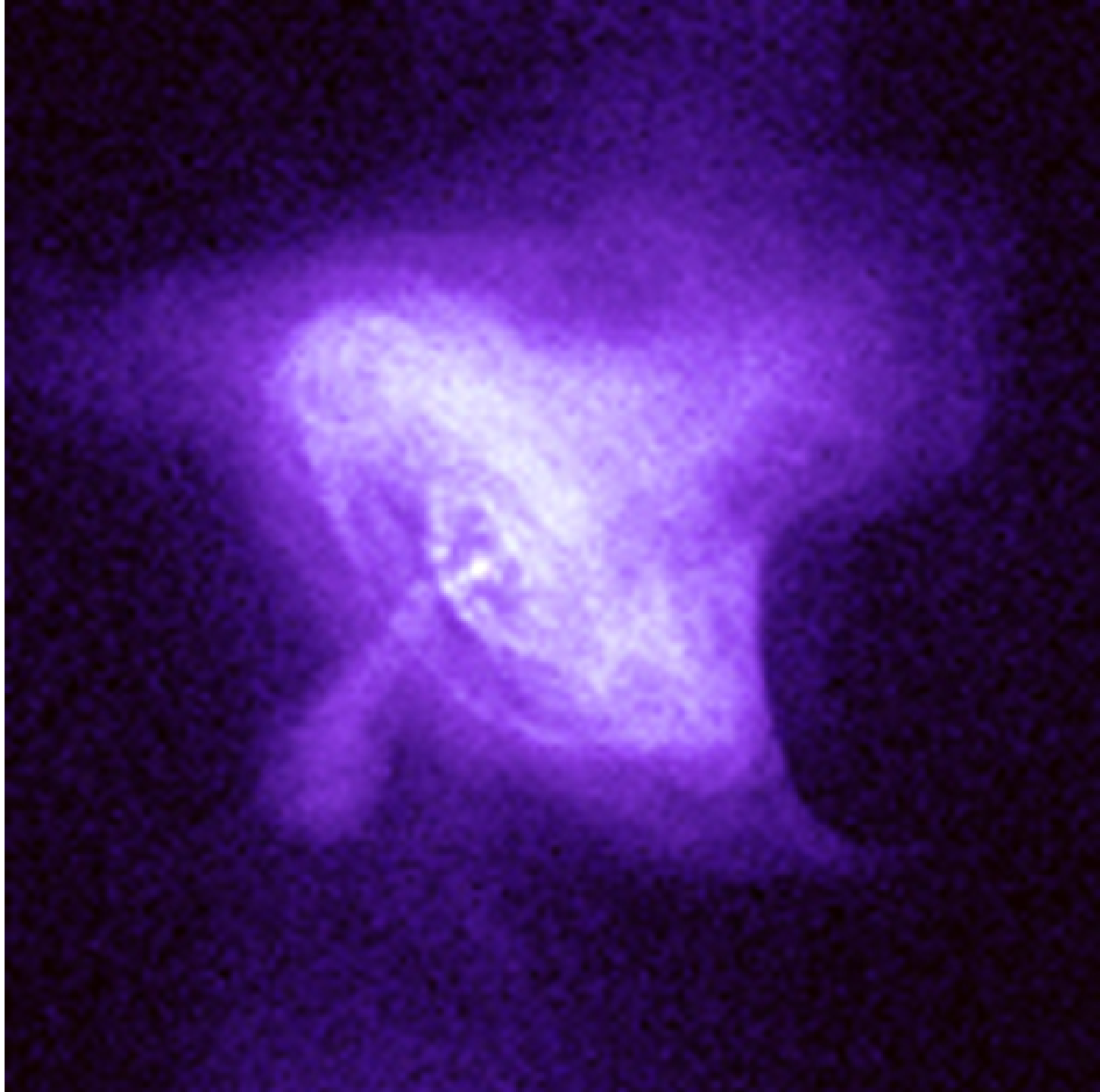
Dipartimento di Astronomia



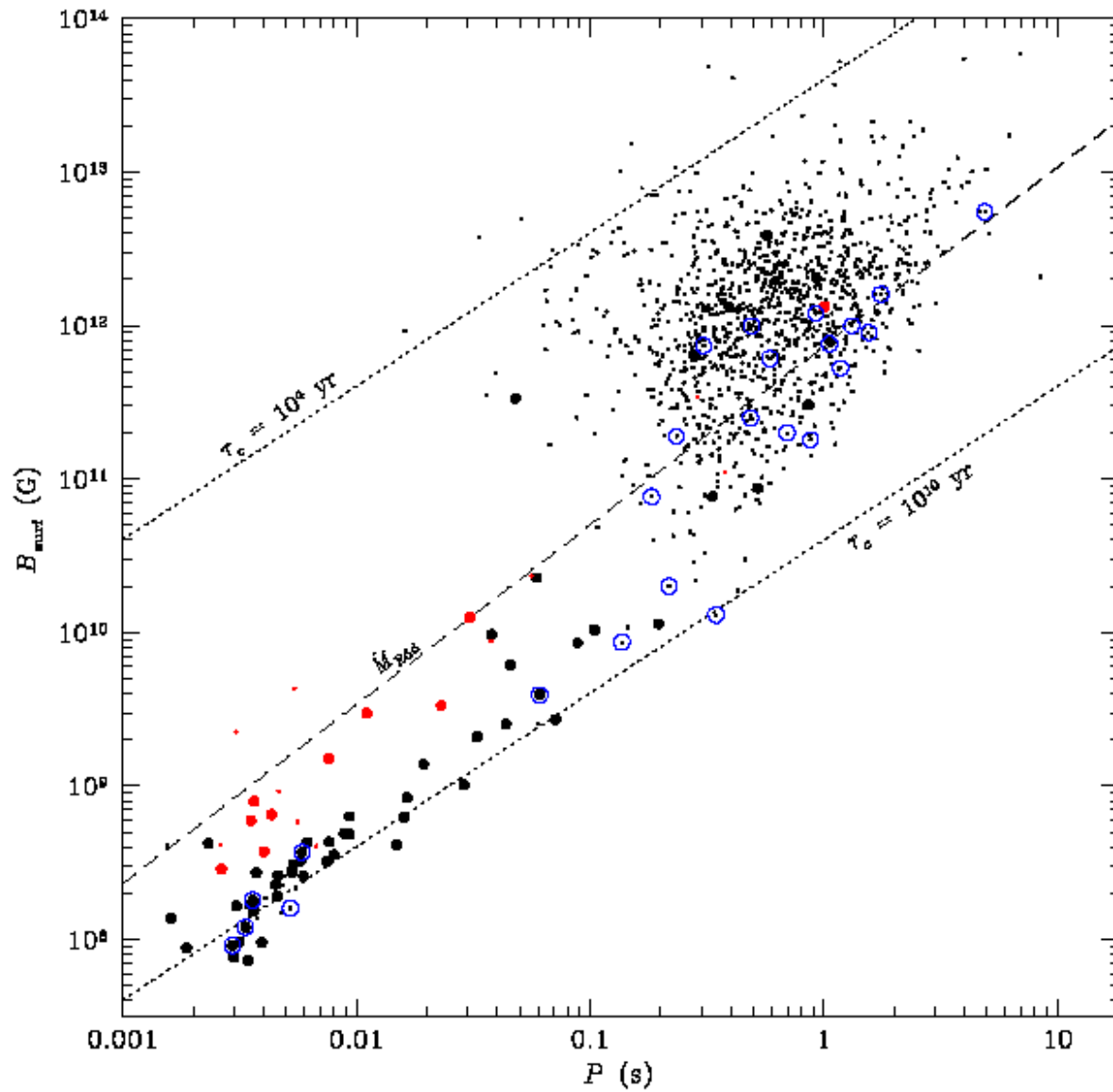
Giovane Pulsar in G11.2-0.3



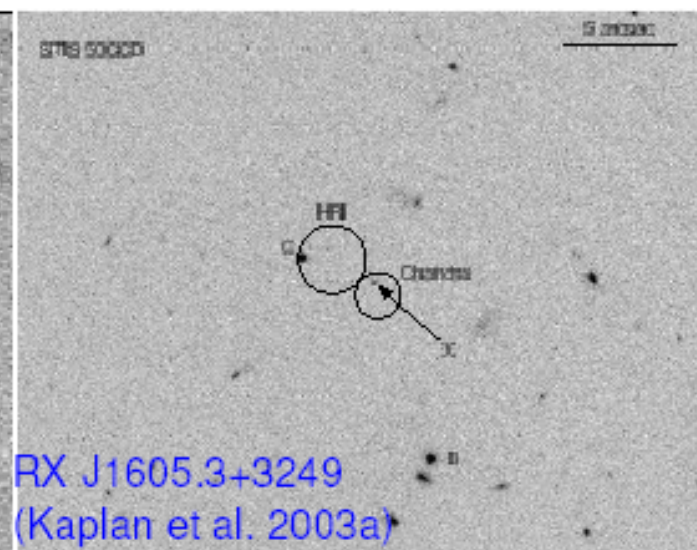
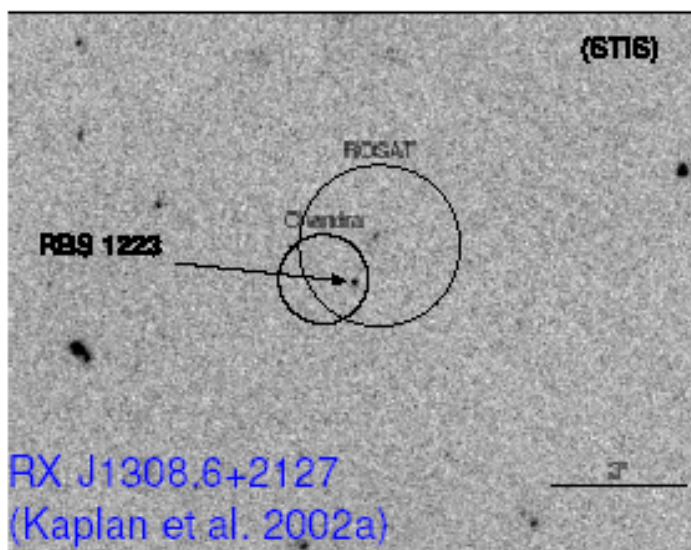
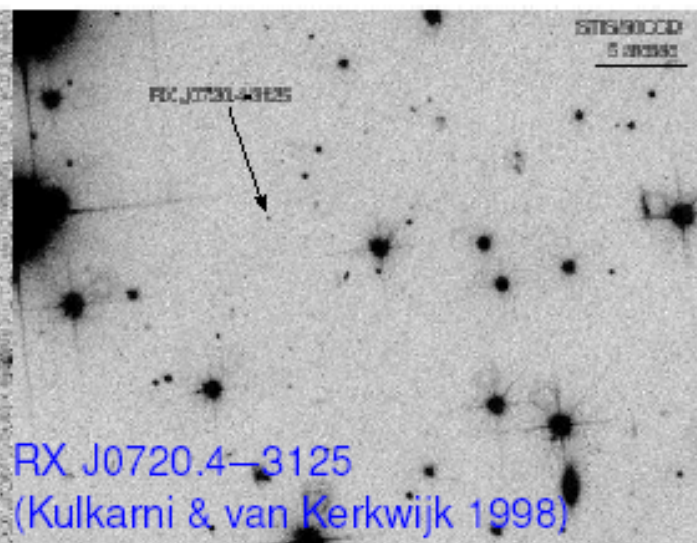
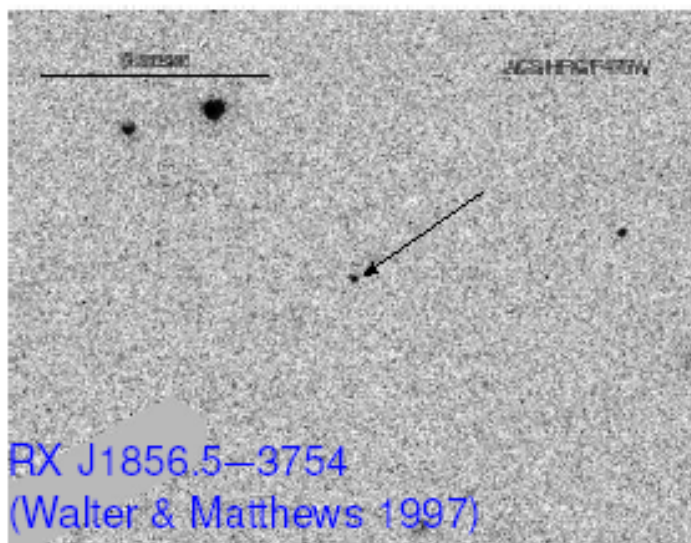
La Crab



Pulsar: Diagramma P-P_{dot}

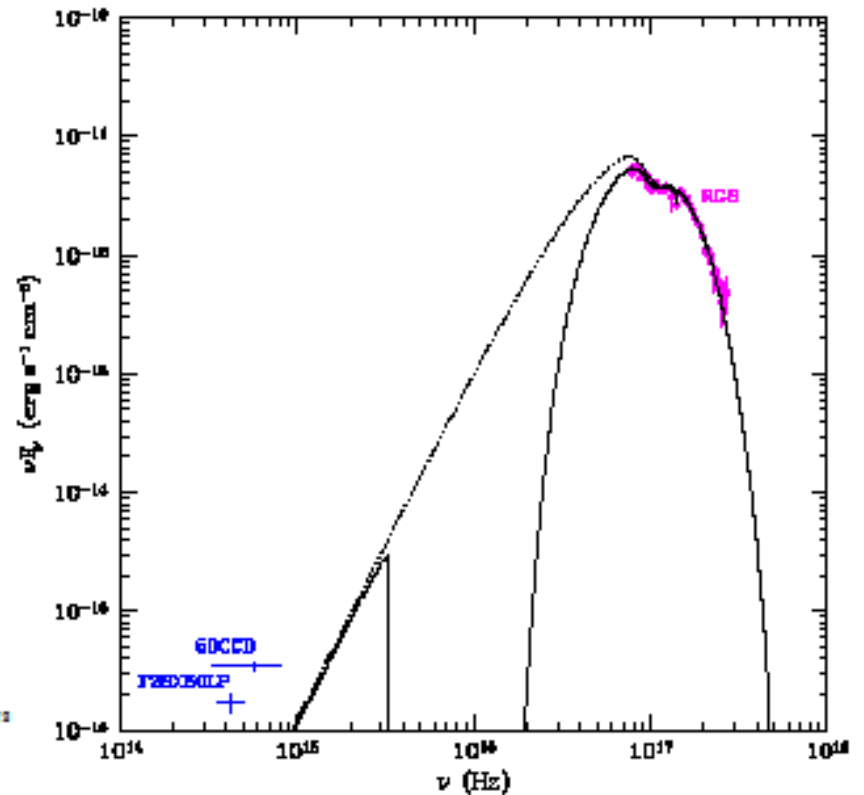
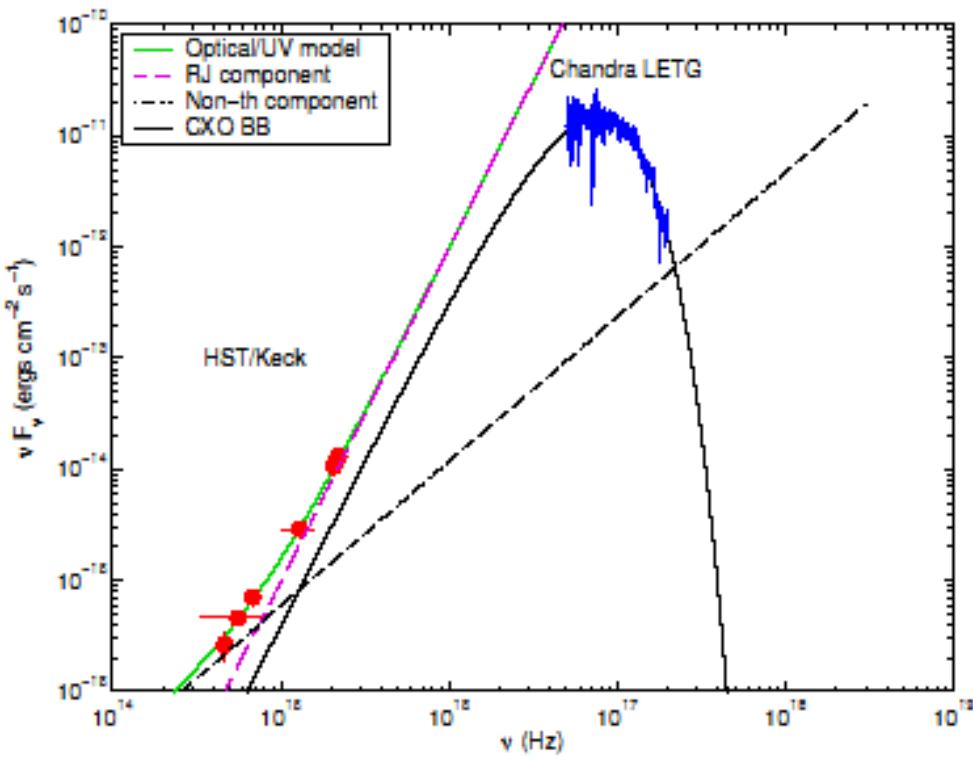


Optical Counterparts



Optical Excess

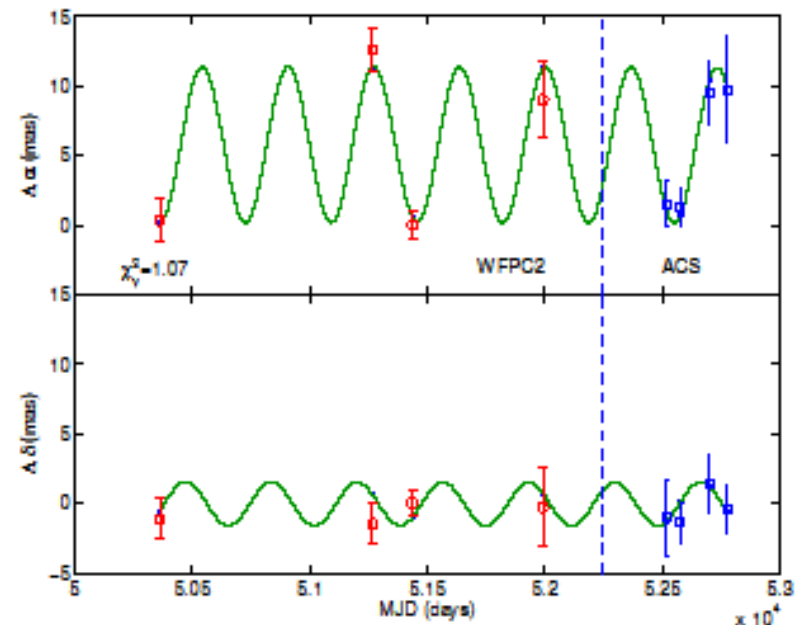
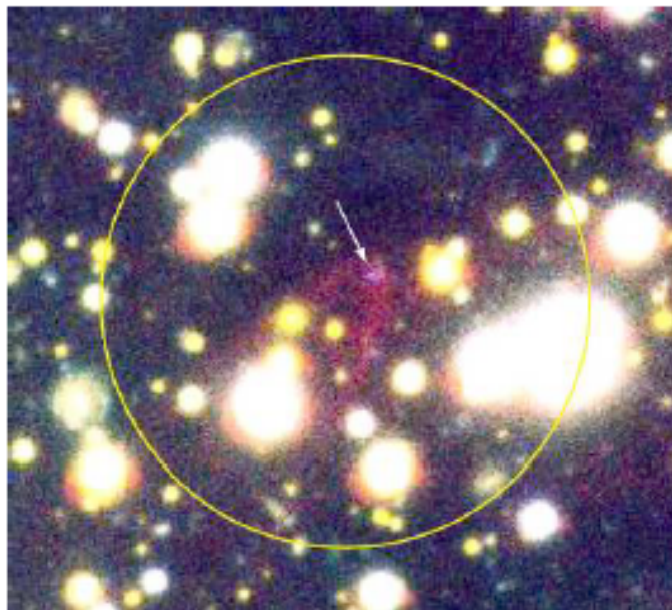
- Optical flux is over extrapolation of X-ray blackbody
RX J0720.4–3125 & RX J1605.3+3249:



(Kaplan et al. 2003b; van Kerkwijk et al. 2003)

RX J1856.5–3754

- O/UV emission **very** thermal (van Kerkwijk & Kulkarni 2001)
- See $H\alpha$ nebula: constrains \dot{E}
- Distance: $d = 178_{-17}^{+22}$ pc
- Implies large BB radius $R_\infty \approx 20$ km



($H\alpha$ credit: ESO/M. H. van Kerkwijk)

NS X emittenti Vicine

- NS in raffreddamento
- Magnetar di mezza età (decadimento di B)
- Accrescimento dall' ISM

Campi Magnetici

Frequenza di ciclotrone $\Omega = eB/mc$

Ciclotrone da elettroni:

$$\nu = 3 \text{ Hz B (micro Gauss)}$$

$$\text{Energia} = 10 \text{ keV } (B/10^{12}) \text{ G}$$

$$B_{\text{QED}} = 4 \times 10^{13} \text{ Gauss}$$

Campi Magnetici

- Righe di ciclotrone in pulsar in accrescimento
- Features in NS vicine brillanti in Raggi-X
 - Alcune vengono interpretate come ciclotrone da protoni
 - Features in alcuni casi sono larghe

Le quantità osservate sono redshiftate

Raggio di Schwarzschild $R_s = 2GM/c^2$
talvolta anche $r_g = GM/c^2$

$$T^\infty = T_s [1 - R_s/R]^{1/2}$$

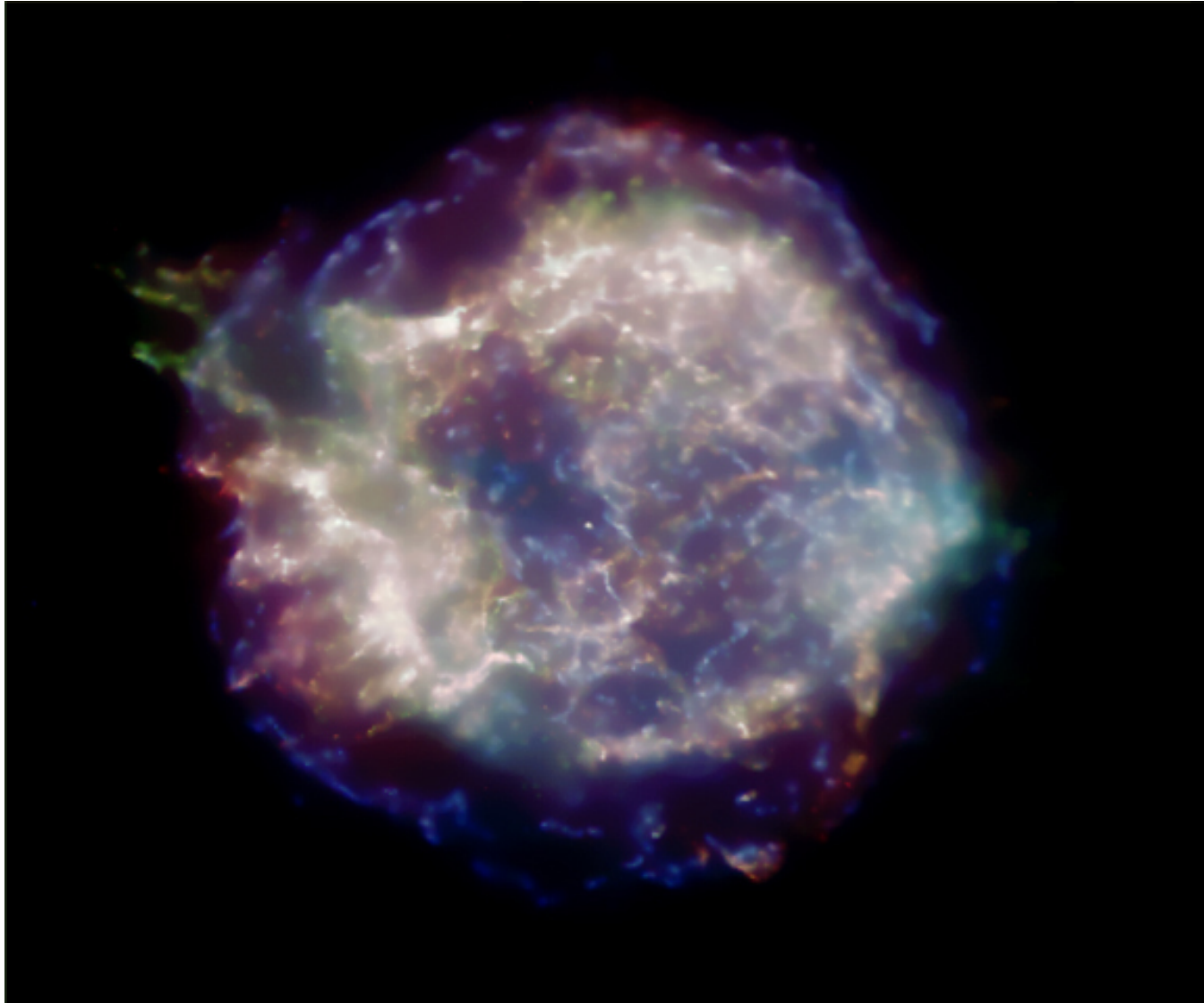
$$L_Y^\infty = L_Y^s [1 - R_s/R]$$

$$R_Y^\infty = R^s / [1 - R_s/R]^{1/2}$$

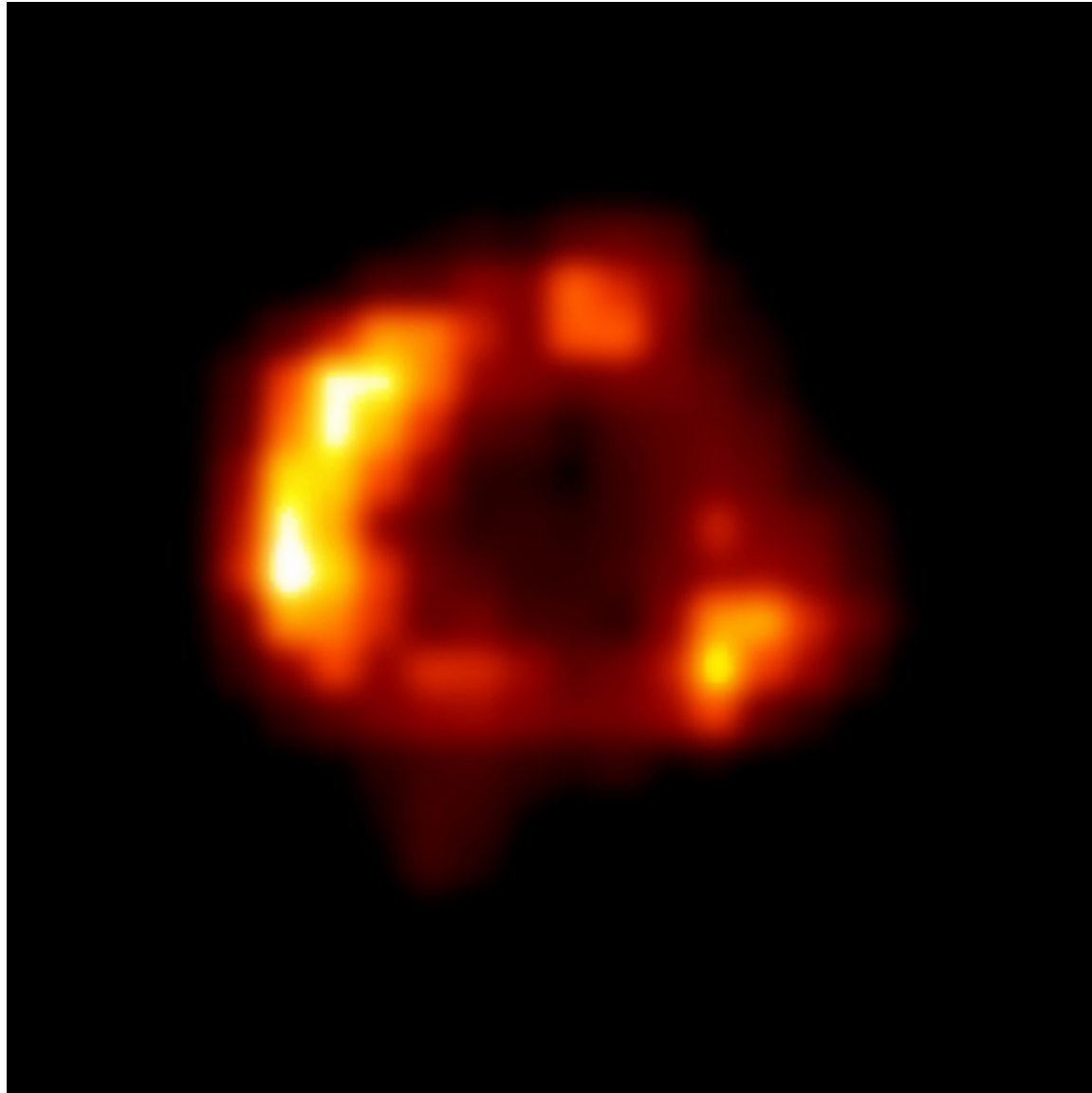
∞ all'infinito e s sulla superficie della pulsar

La maggioranza delle SN produce NS?

Enigmatica Sorgente in Cas A



Cosa c'è al centro della SNR 1987A?



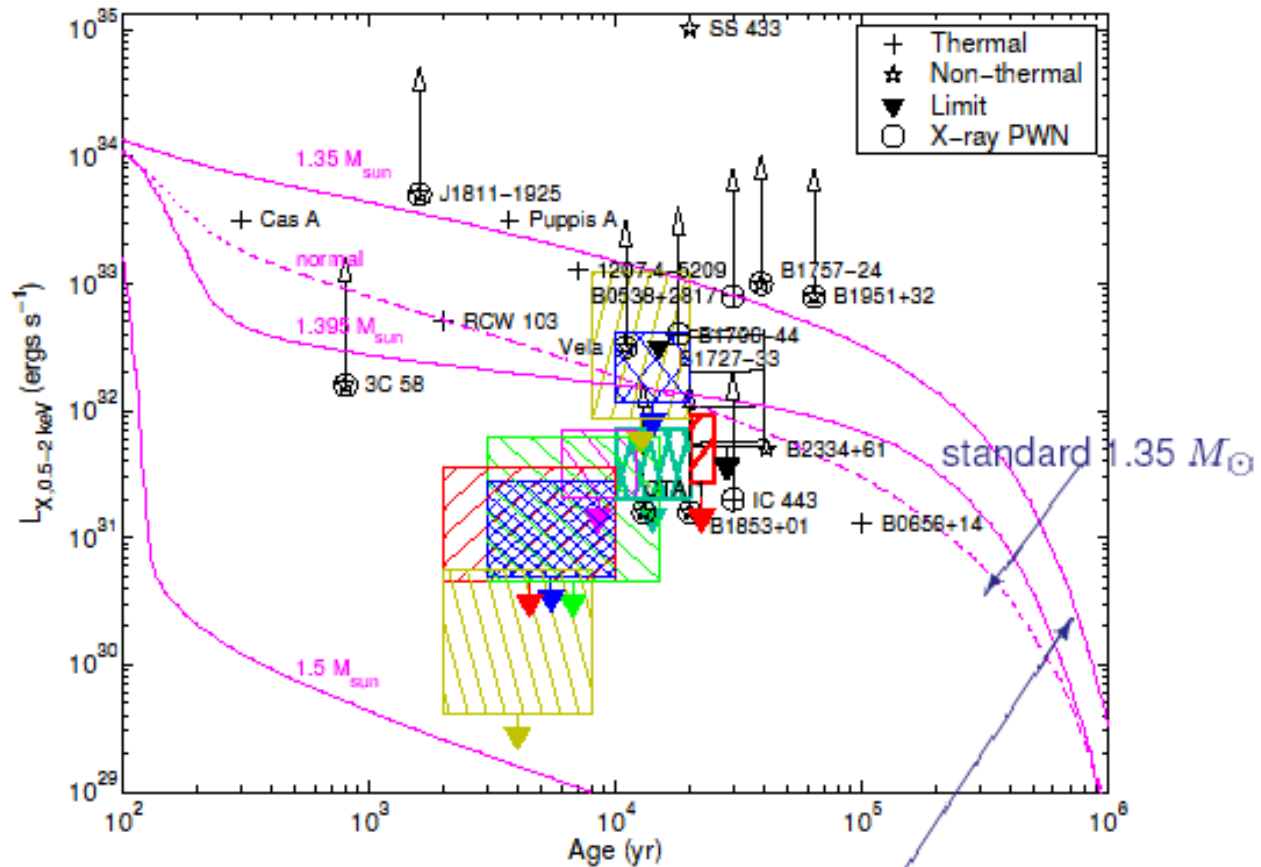
Kaplan's thesis: what is in the centers of shells?

Motivation for a Survey

- Current census of NS/SNR associations very incomplete
- Most cases are serendipitous (e.g., Cas A) or where NS was expected (i.e. composite SNR with PWN inside)
- Radio surveys did not find much, and limits are not very constraining (beaming, dependence on P , etc.)
 - But, Camilo's recent work (5/25 PWNe with pulsars!)
- Hollow (i.e. shell-type) SNRs are *terra incognita*

⇒ We need a systematic X-ray survey!

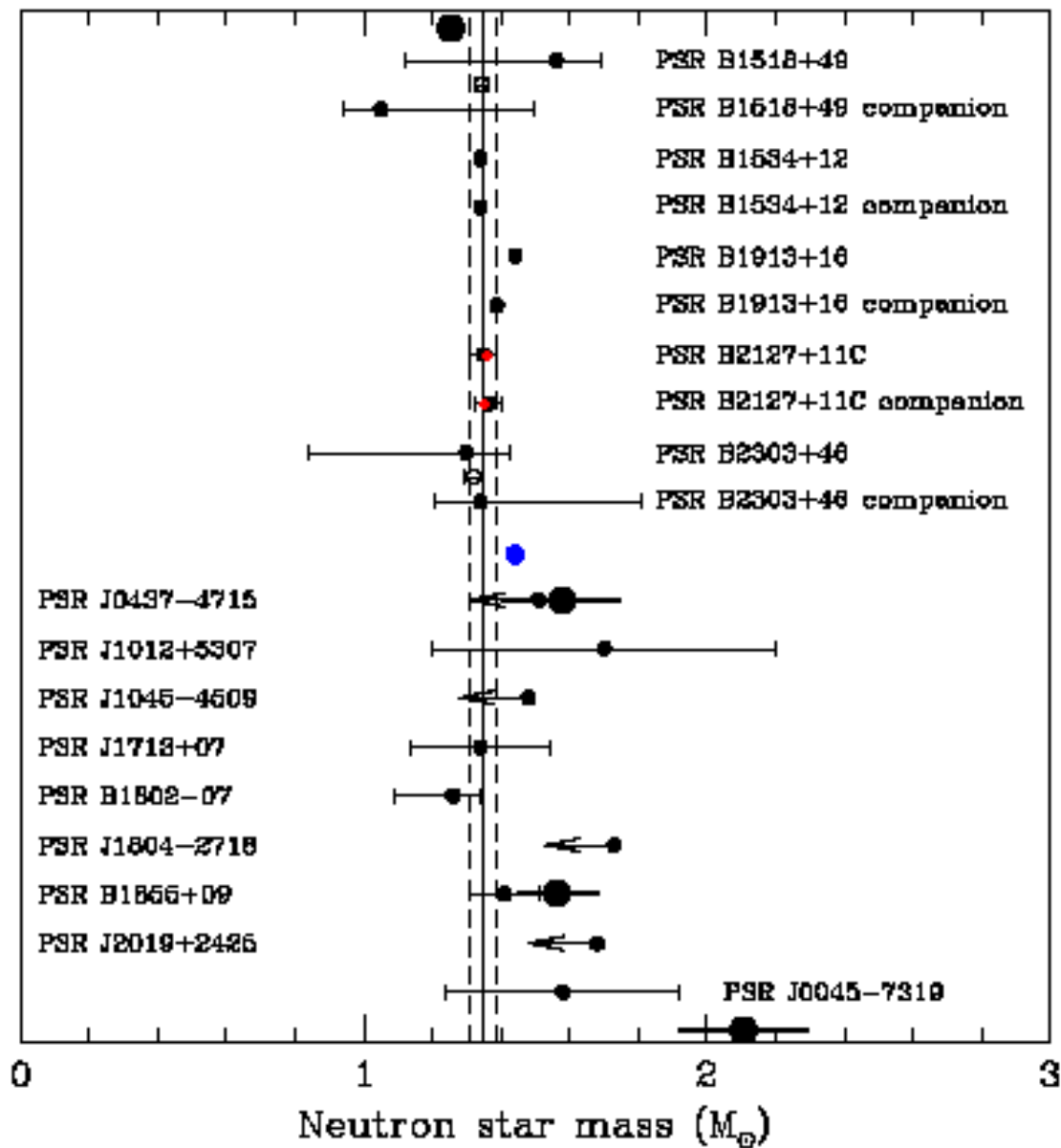
Luminosity Limits

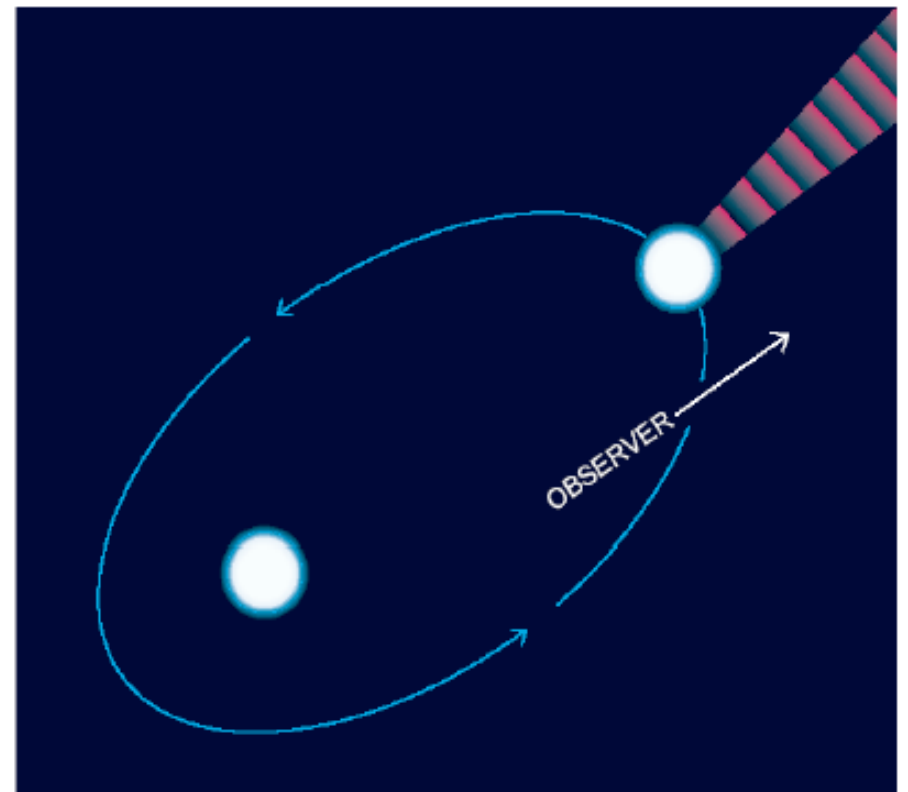
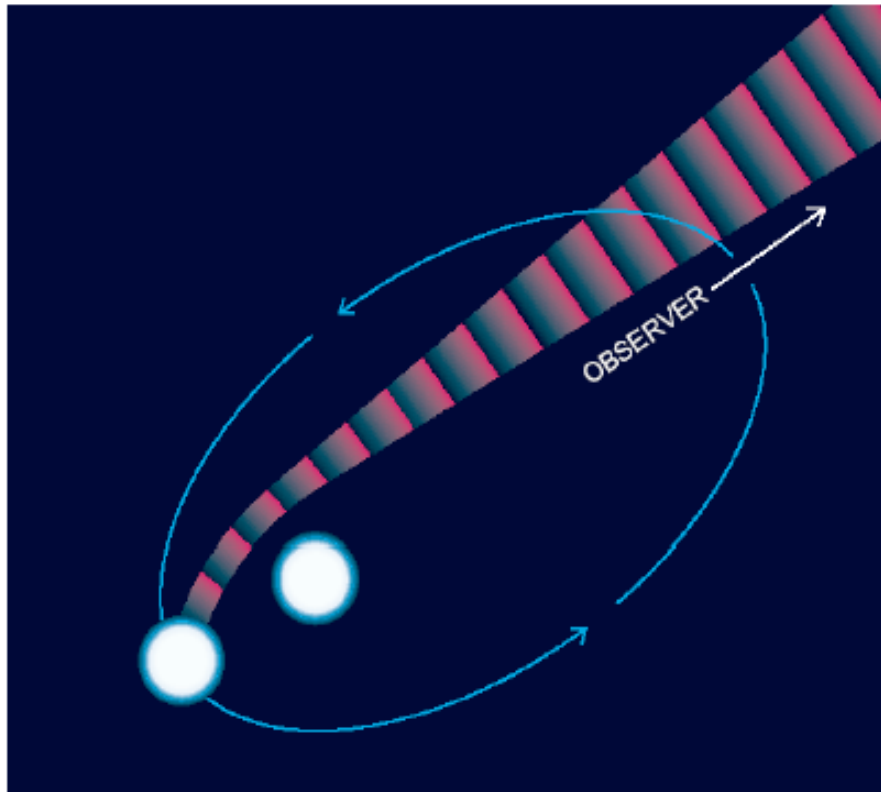


- Cooling curves from Yakovlev et al. (2003)
- $L_{X, \text{PWN}}$ is typically $> 10 \times L_{X, \text{PSR}}$

Masse delle Neutron Stars

Neutron Star Masses





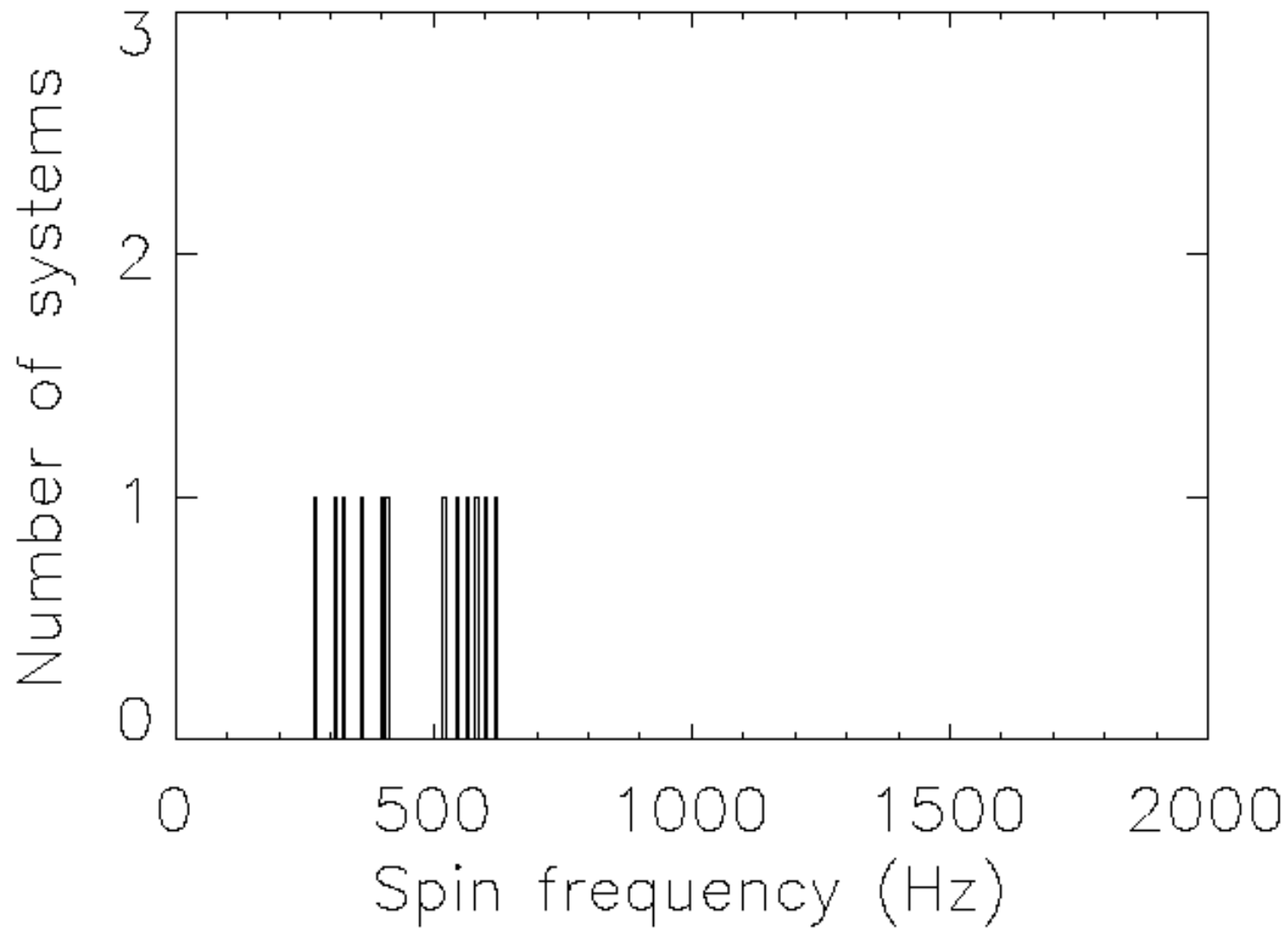
Tsvi Piran, Scientific American, May 1995

$$f(m) = \frac{m_c^3 \sin^3 i}{(m_p + m_c)^2} = \frac{P_b v_{pr}^3}{2\pi G}$$

Shapiro Delay gives $m_c, \sin i \Rightarrow m_p$

Raggio (Rotazione) delle NS

Oscillazioni coerenti da LMXBs

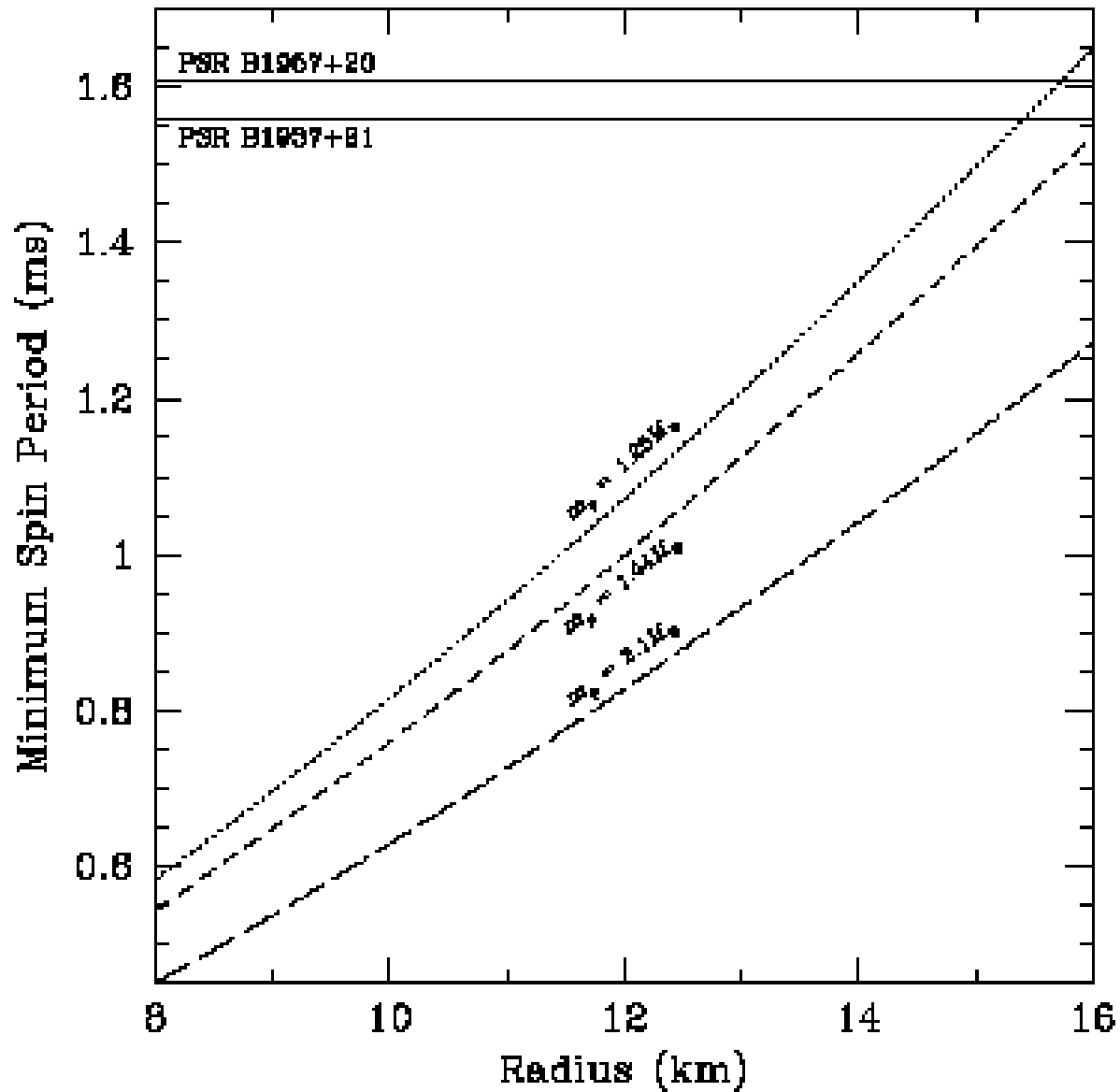


Massimo tasso di Spin

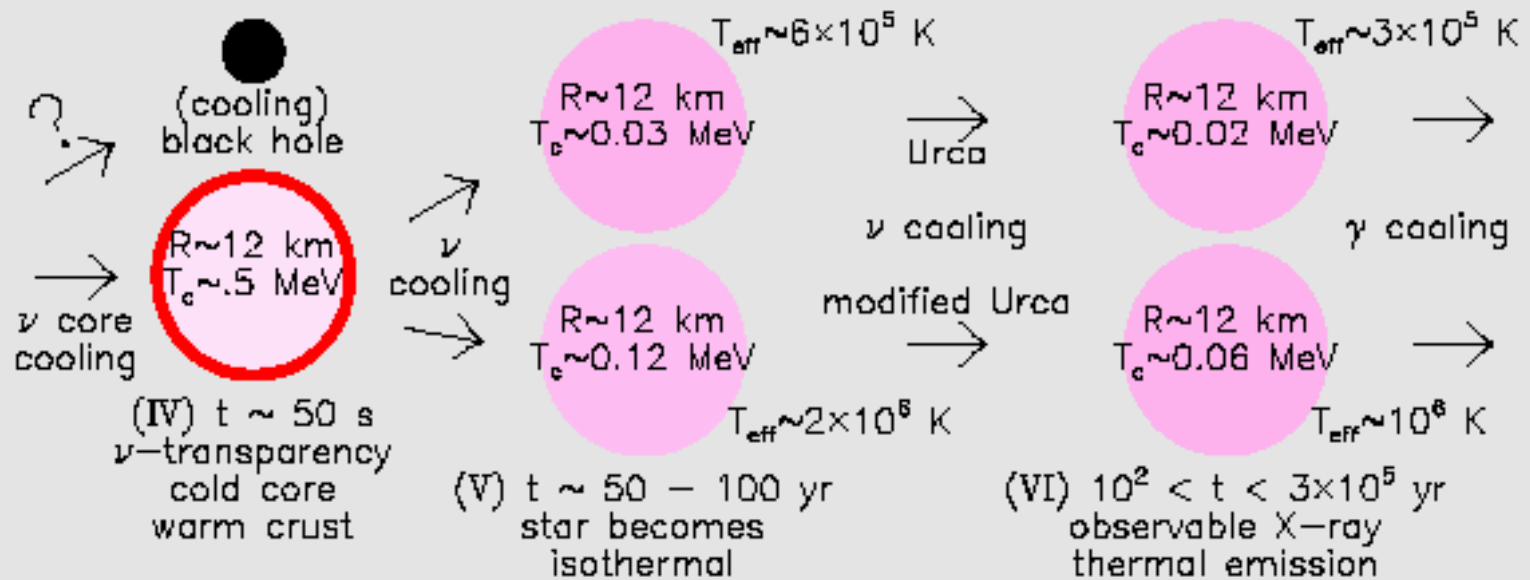
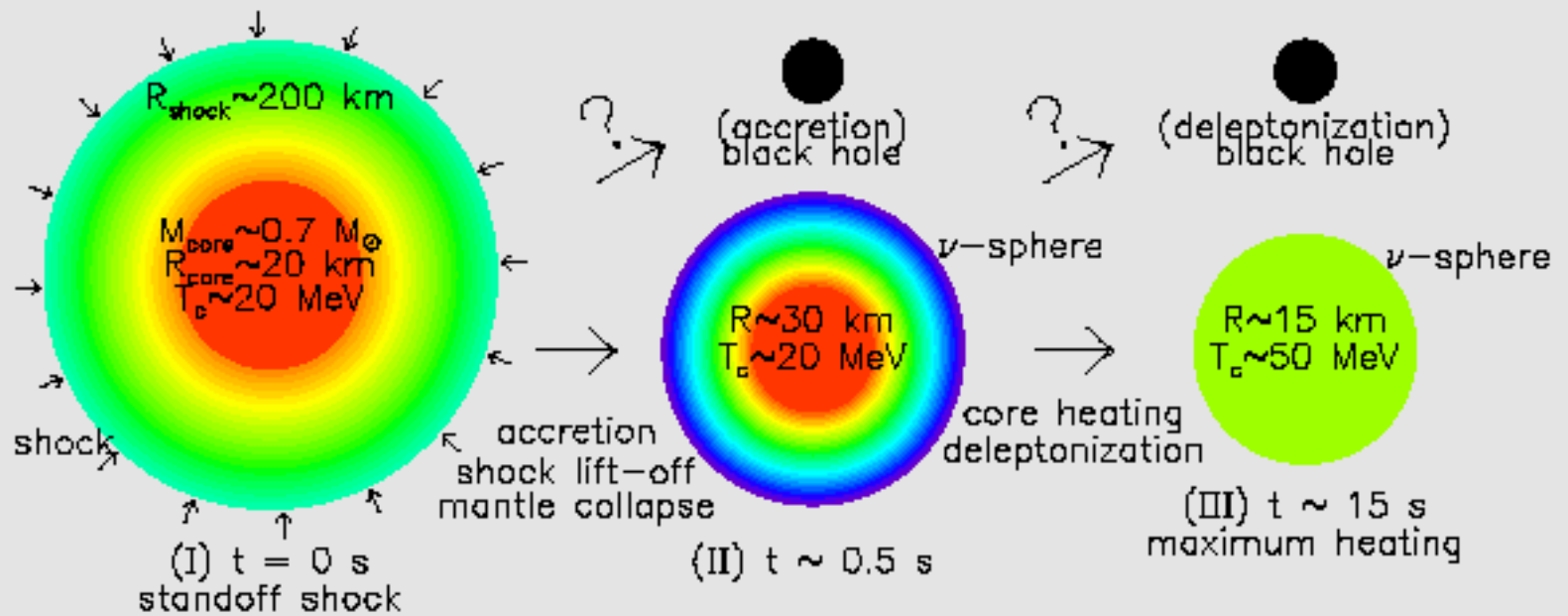
642 Hz: è questo il periodo limite ?

- Gli spin delle Stelle di Neutroni non possono essere accelerati (radiazione gravitazionali)
- Il periodo limite è fondamentale nell'equazione di stato della materia densa

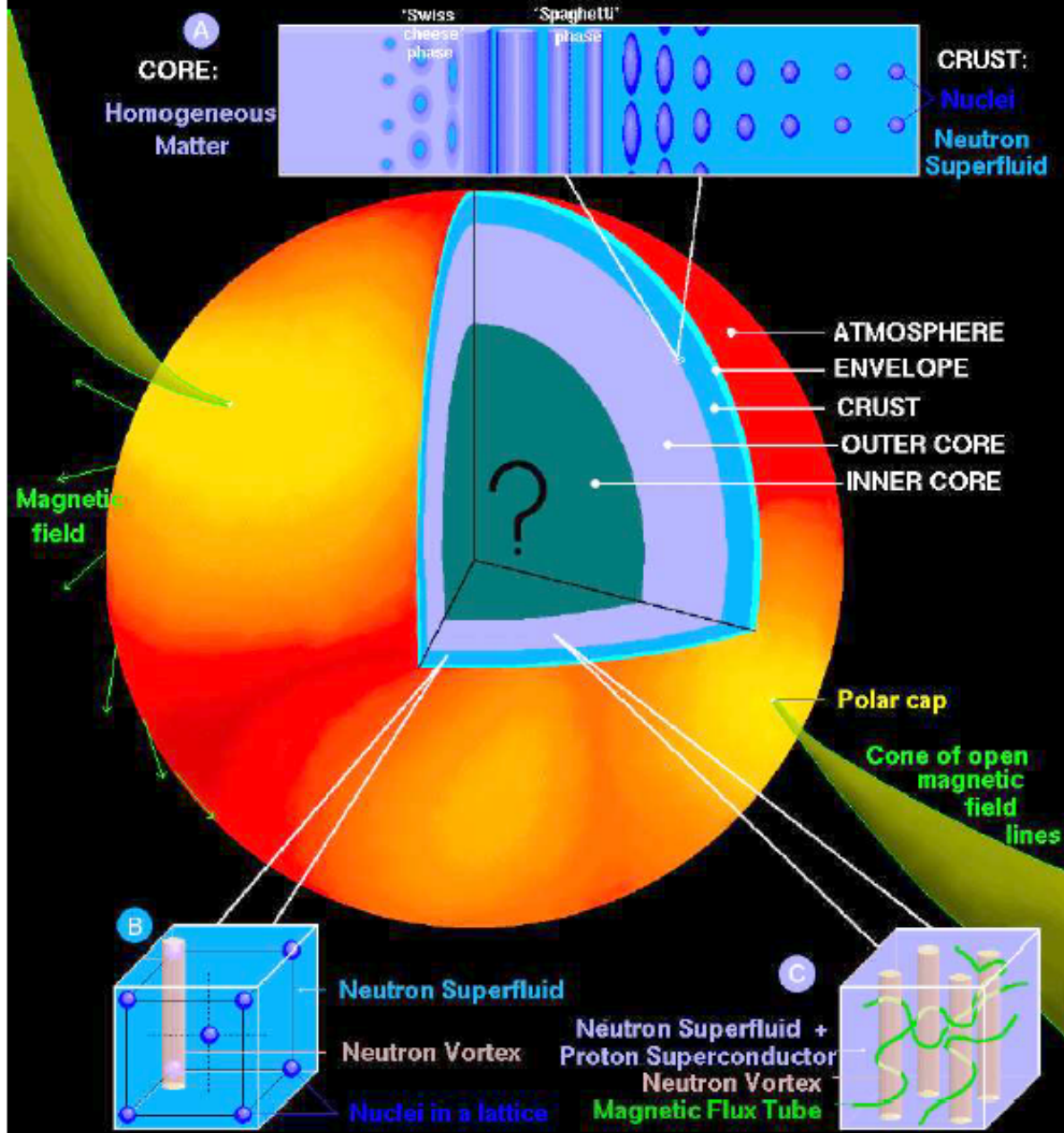
Raggi delle NS: limiti dal periodo di spin

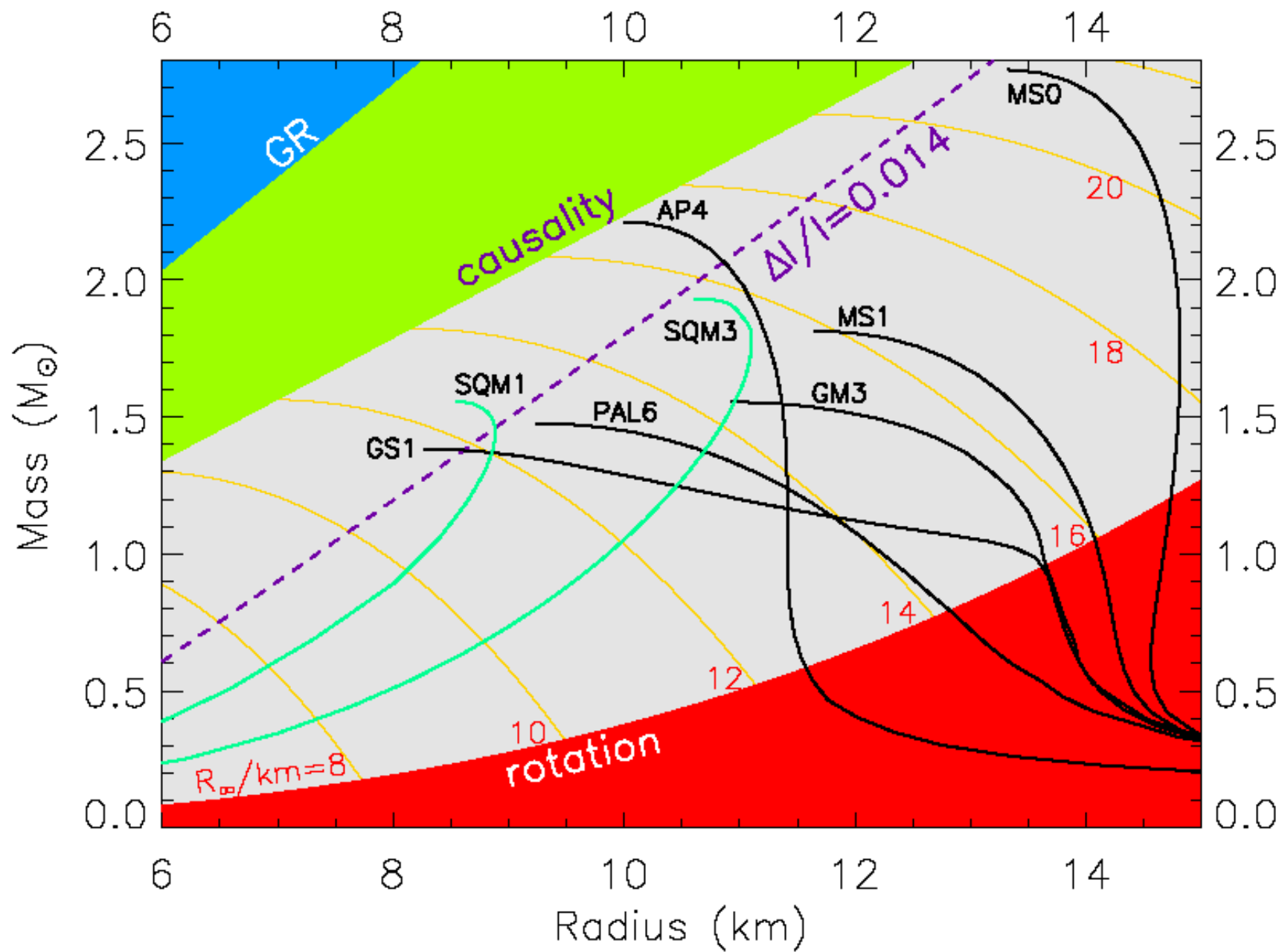


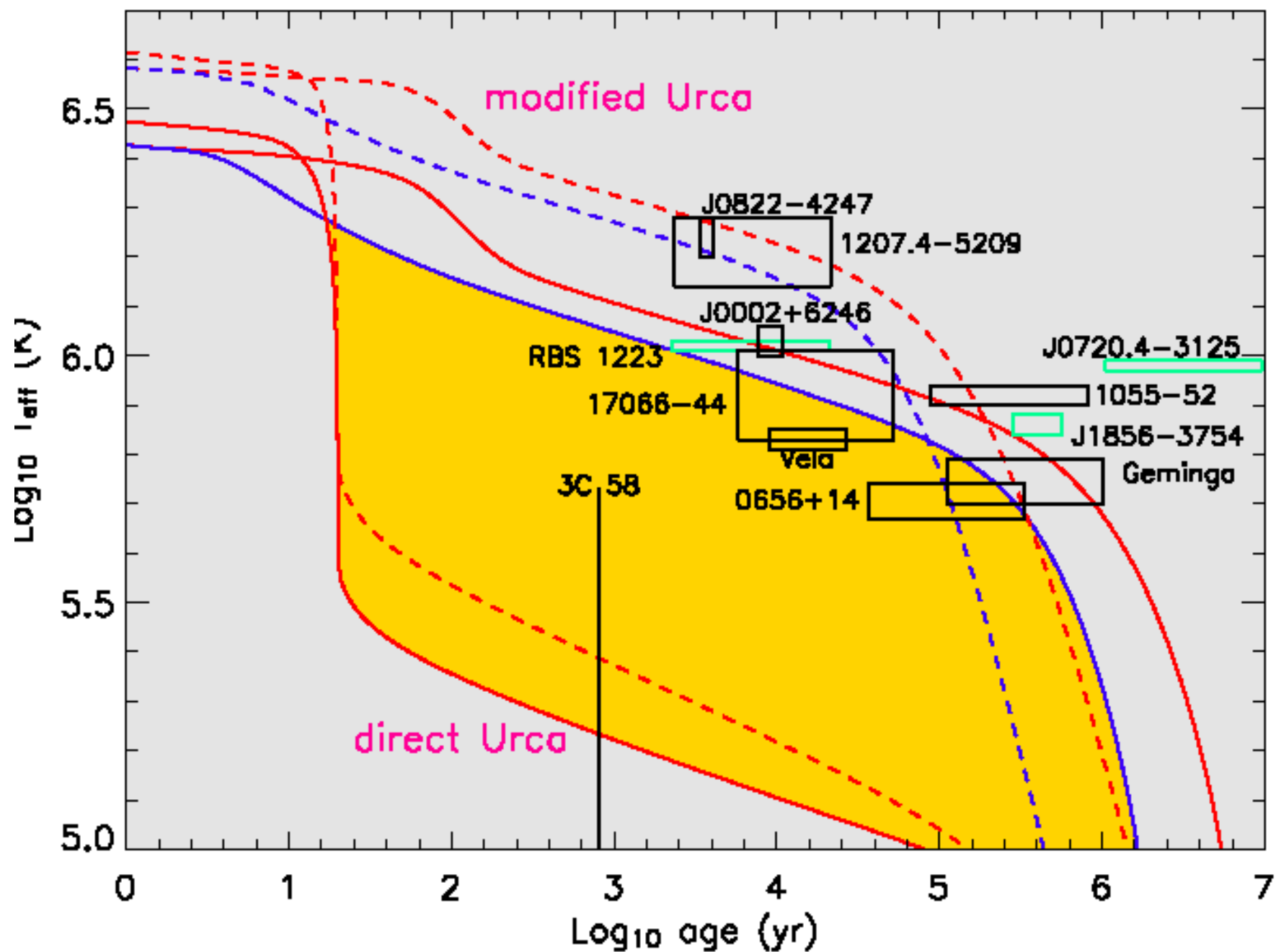
Formazione di NS

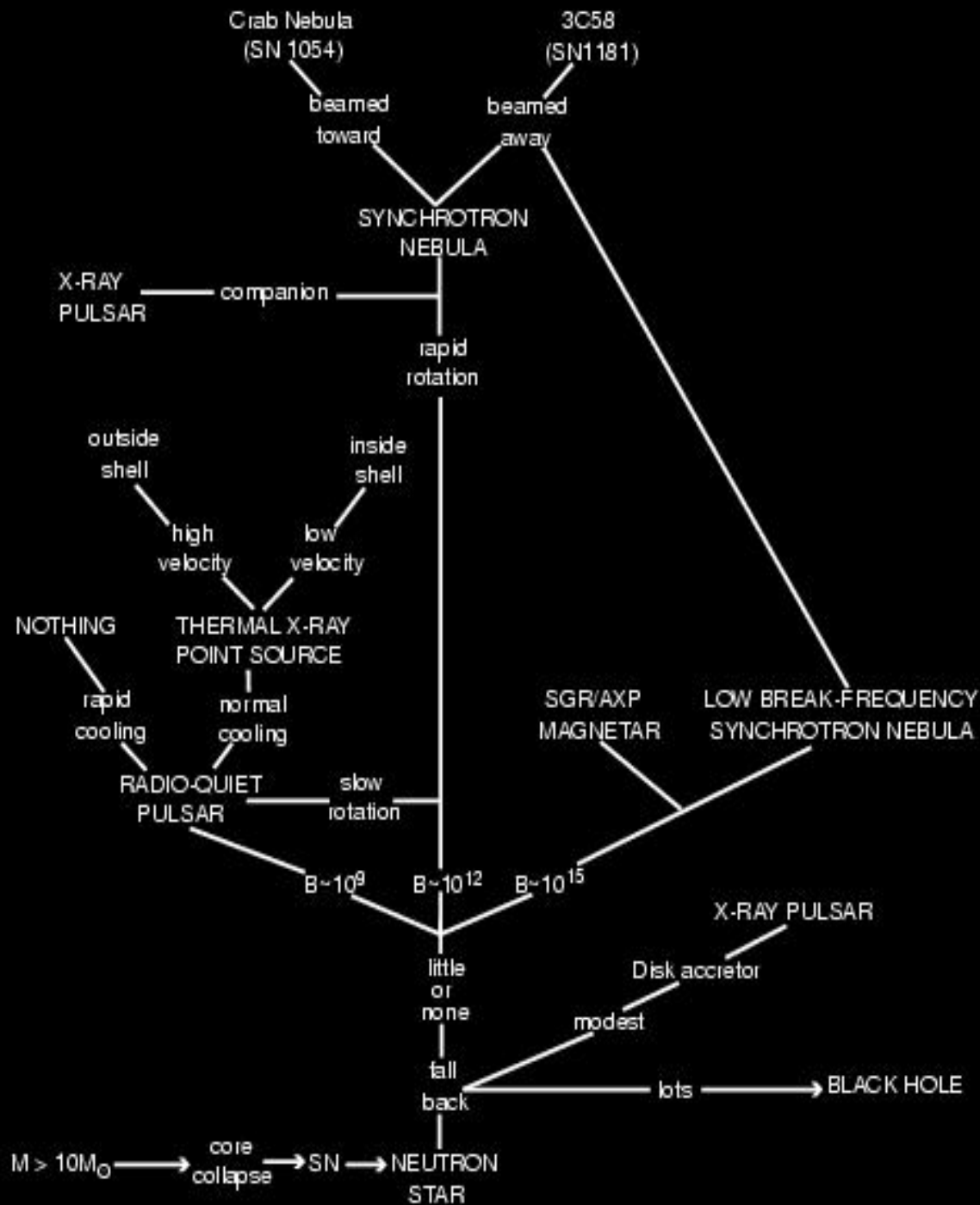


A NEUTRON STAR: SURFACE and INTERIOR









Spin-down and Magnetic Dipole Model

- Pulsars are observed to spin w/ periods of ms to seconds:

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

- for non-accreting systems, P increases with time;

pulsars spin down... $\dot{P} = \frac{dP}{dt}$

- Spin-down $\dot{E} = -\frac{dE_{rot}}{dt} = 4\pi^2 I \frac{\dot{P}}{P^3}$ which rotational energy

is lost: $I = \text{moment of inertia} \approx 10^{45} \text{ g cm}^{-2}$

28

38

where

- values range from $3 \times 10^{31} \text{ ergs/s}$

$$\dot{\Omega} = -k\Omega^n \quad n = \frac{\ddot{\Omega}\Omega}{\dot{\Omega}^2}$$

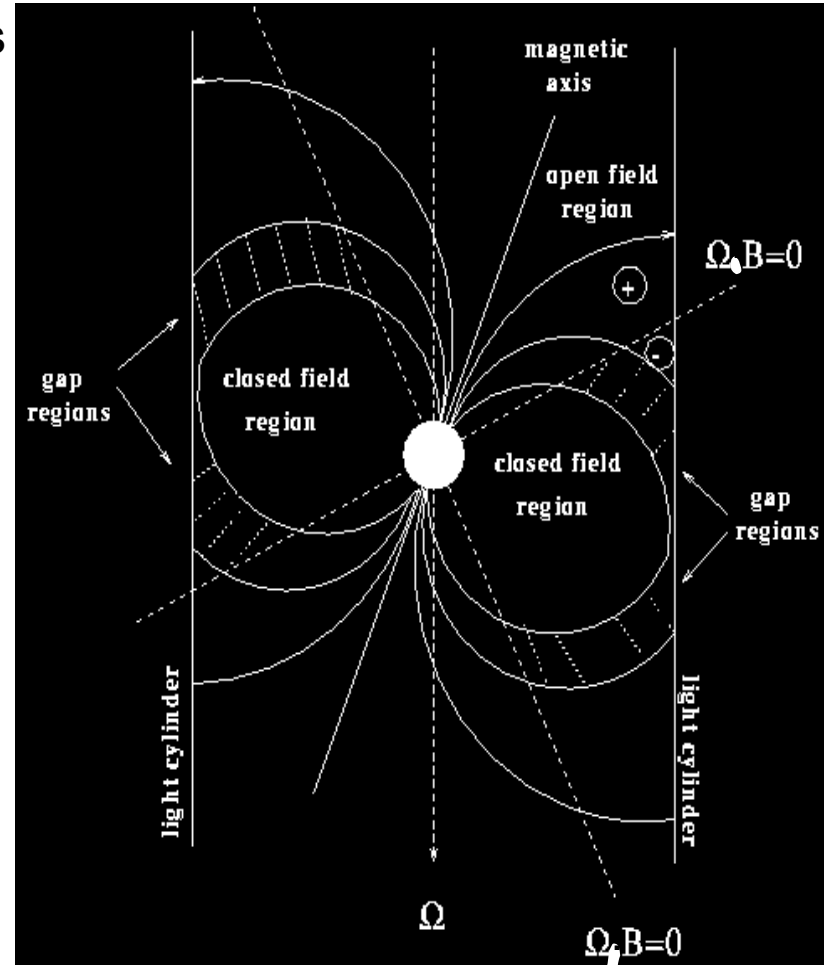
- Typically a power-law spin-down is assumed
- For magnetic dipole spin-down,

$$\dot{E} = \frac{B_0^2 \sin^2 \alpha \Omega^4 R^6}{6c^3} \implies n = 3 \text{ for dipole}$$

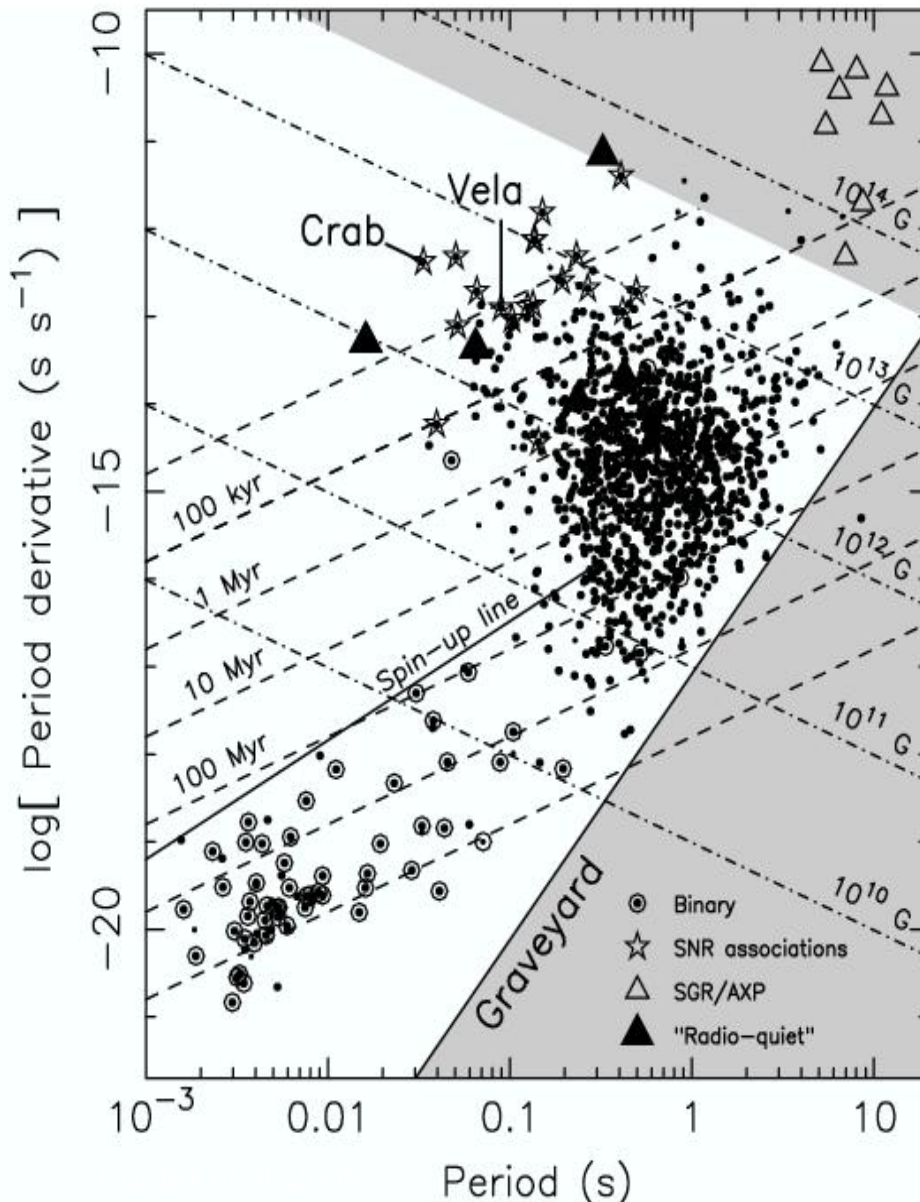
where n is the braking index

$$B_0 = \left[\frac{3Ic^3 P \dot{P}}{2\pi^2 R^6} \right]^{1/2}$$

magnetic field at equator



The P-Pdot Diagram



- Integrating the spin-down law,

$$\tau = \frac{P}{(n-1)\dot{P}} \left[1 - \left(\frac{P_0}{P} \right)^{n-1} \right]$$

- if the age is known, we can determine the initial spin period

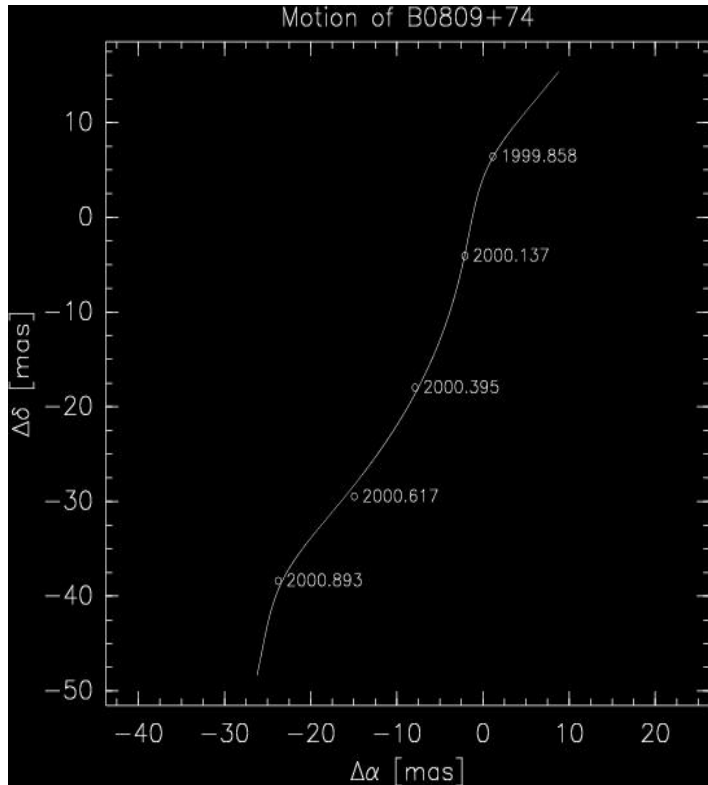
- For $P \gg P_0$, and $n = 3$

$$\tau_c \equiv \frac{P}{2\dot{P}} \text{ "characteristic age"}$$

- note: some pulsars appear to have slow birth periods

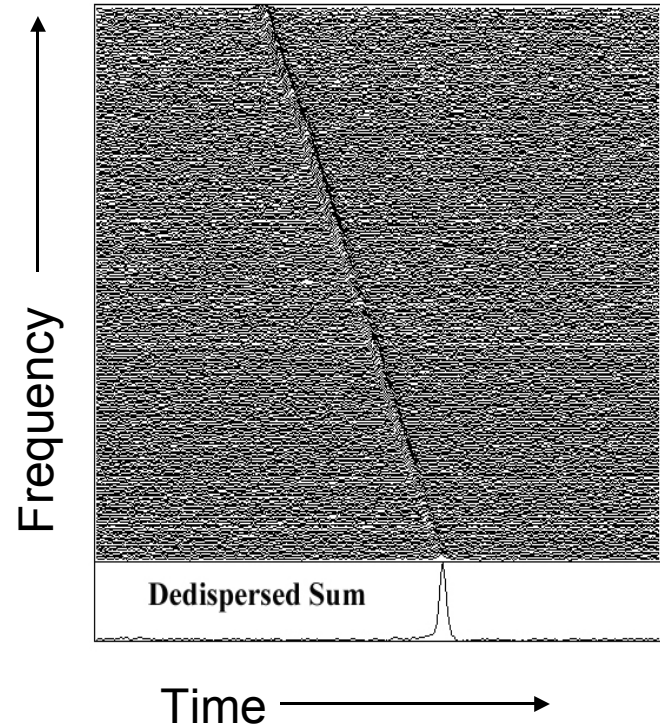
- P-Pdot diagram is the H-R diagram for pulsars (though evolutionary sequence is not completely clear)
 - obvious groups include young pulsars in SNRs, rapidly-spinning low-B pulsars in binaries, and high field magnetars

Neutron Star Distances



- **Parallax**

- only possible for very nearby pulsars
- currently about 25 pulsar parallax measurements exist

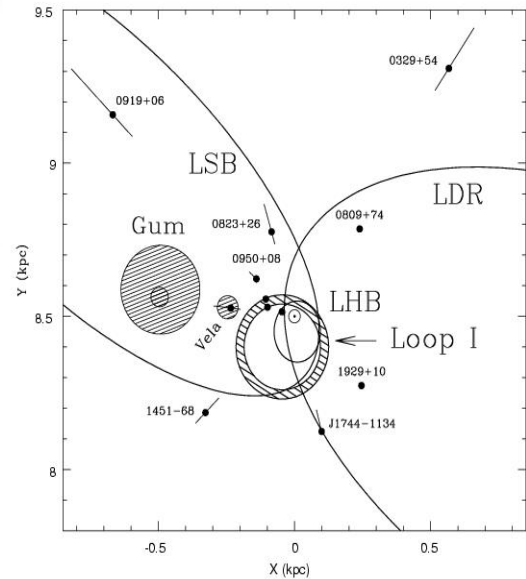
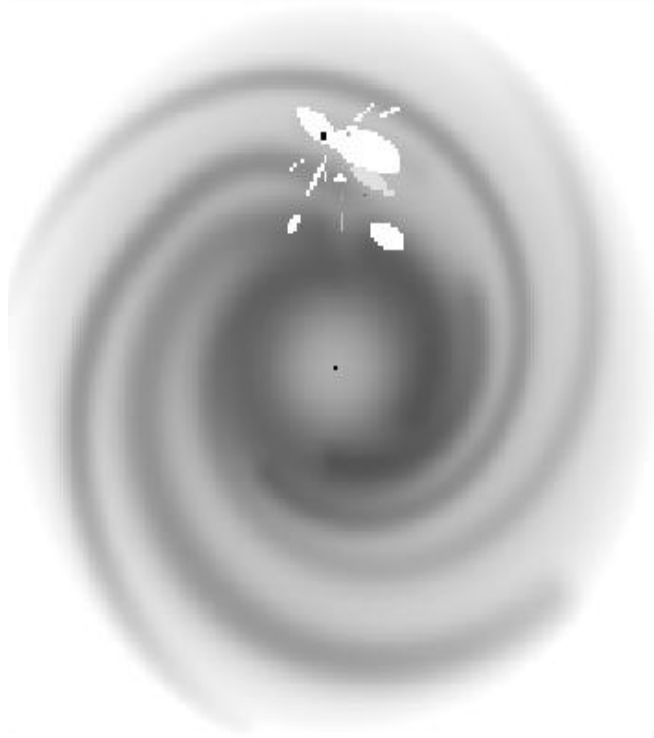
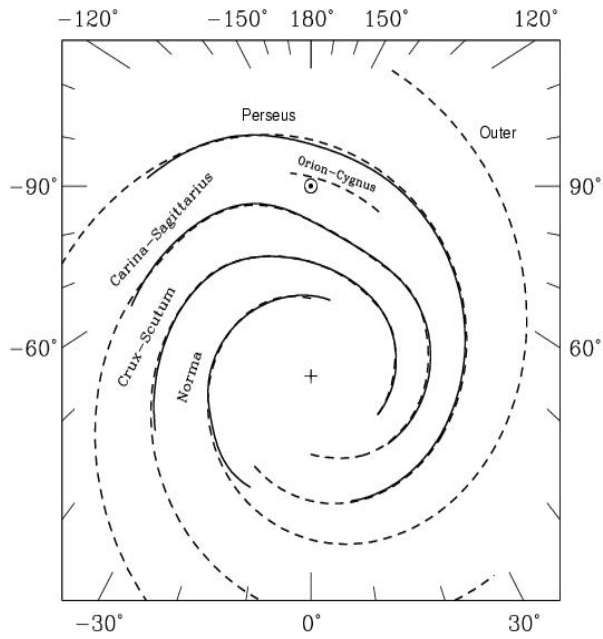


- **Dispersion Measure**

- propagation of radio signals through ionized ISM yields frequency-dependent delay in pulse arrival times

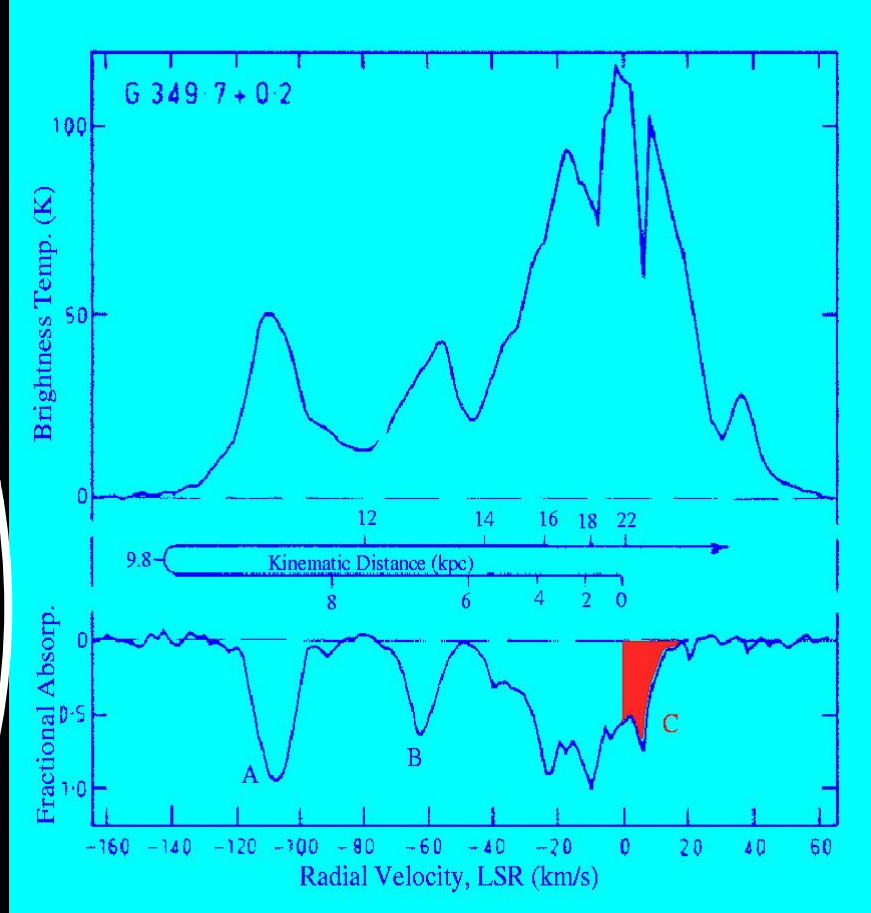
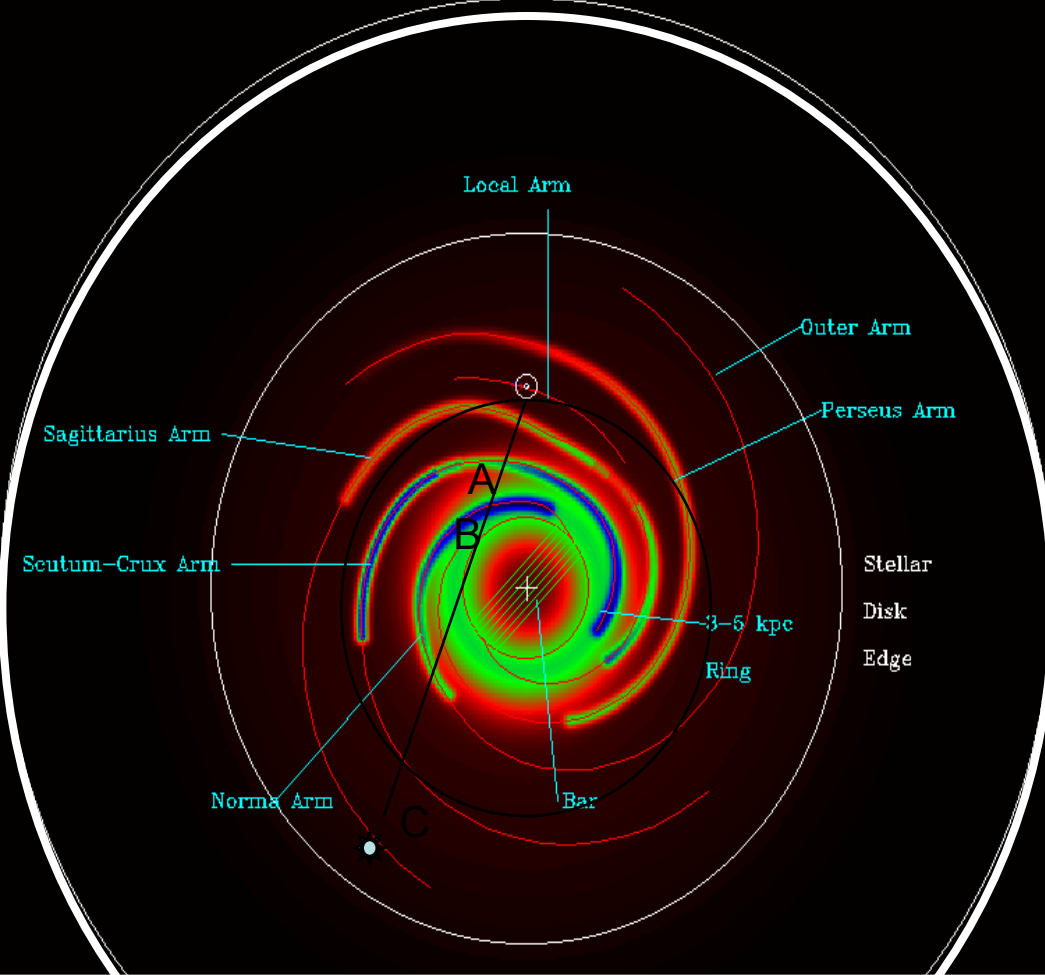
- $$DM = \int n_e dl$$

- Use model for electron density to get D



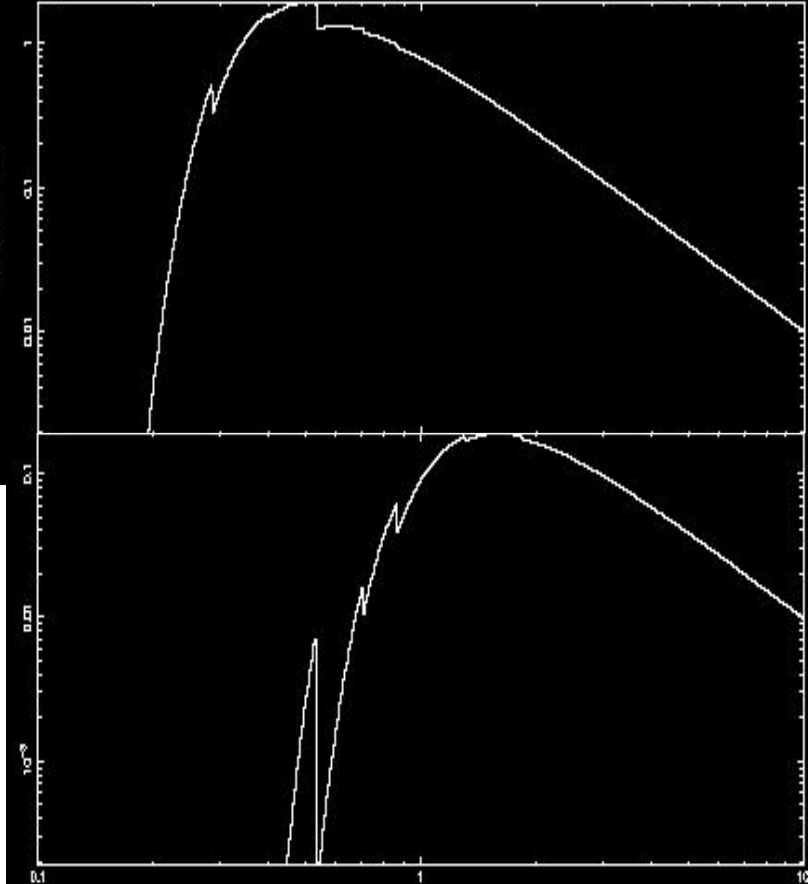
• **Electron Density Model (Cordes & Lazio 2003)**

- use pulsars w/ known distance along w/ models for Galactic structure to build up electron density model; include spiral structure, local bubble, thin/thick disk, GC, individual clumps
- DM measurements for individual pulsars then yield distances
- accurate to ~10-25% on average, though (much) larger errors can exist for particular directions



- **Kinematic distances**

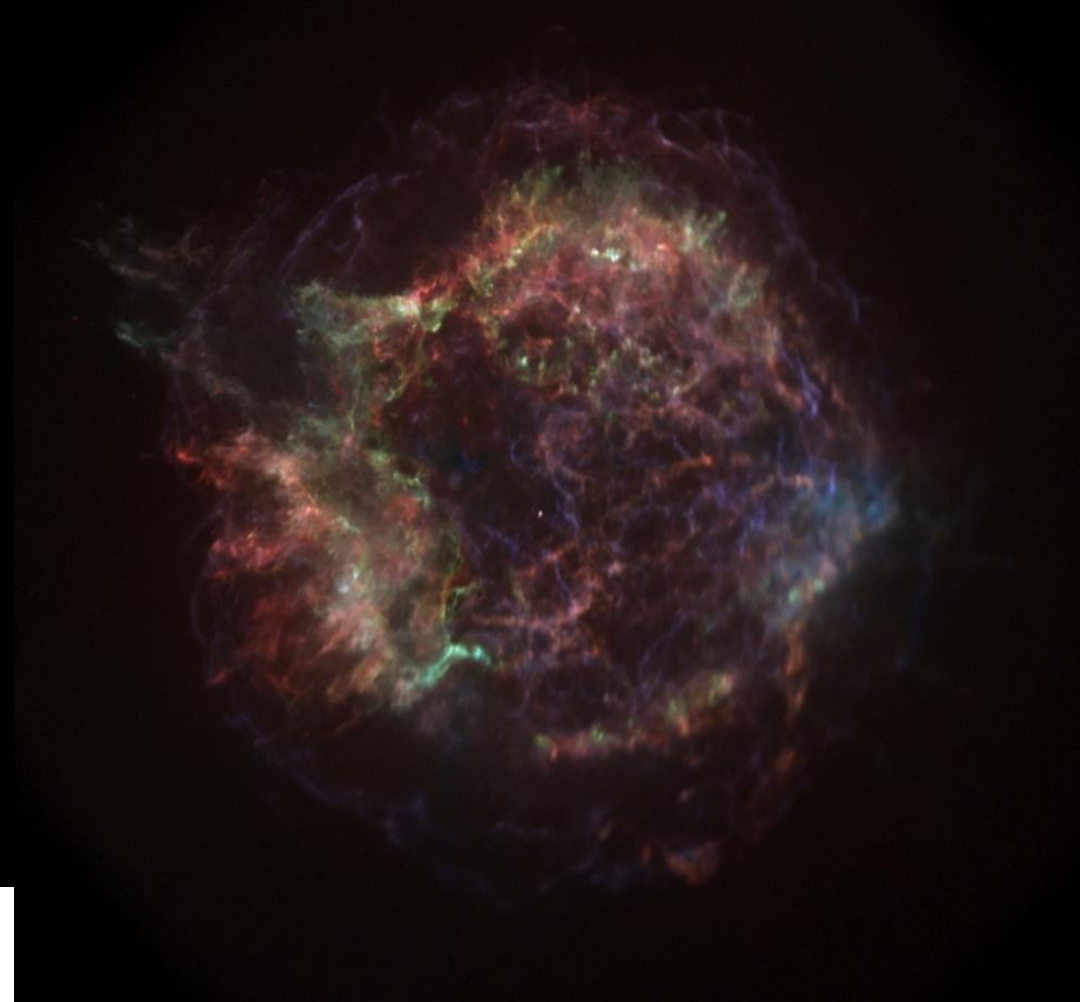
- rotation curve of Galaxy can be used to identify positions based on relative velocities
- pulsars (or SNRs) provide beacon against which foreground HI absorption can be detected
- only boundaries or upper limits obtained for distances
- two-fold ambiguity in inner galaxy



Energy

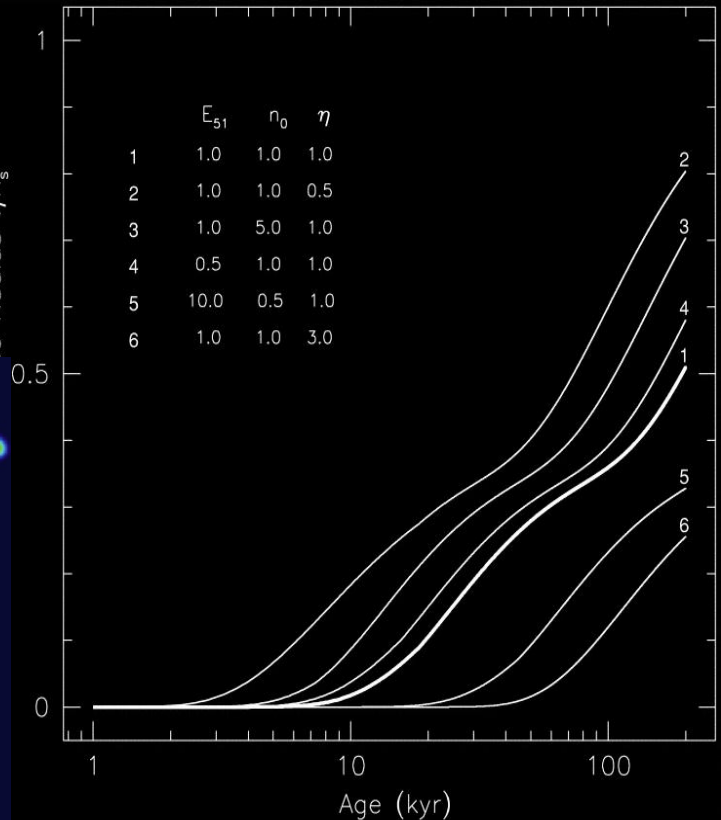
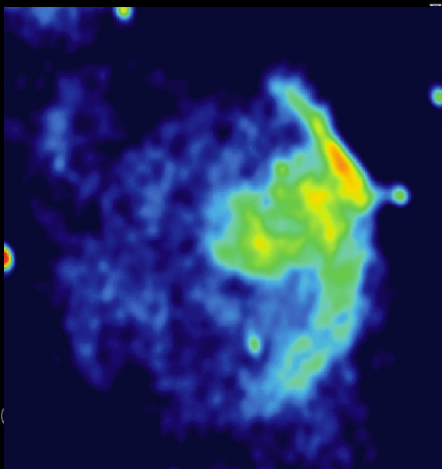
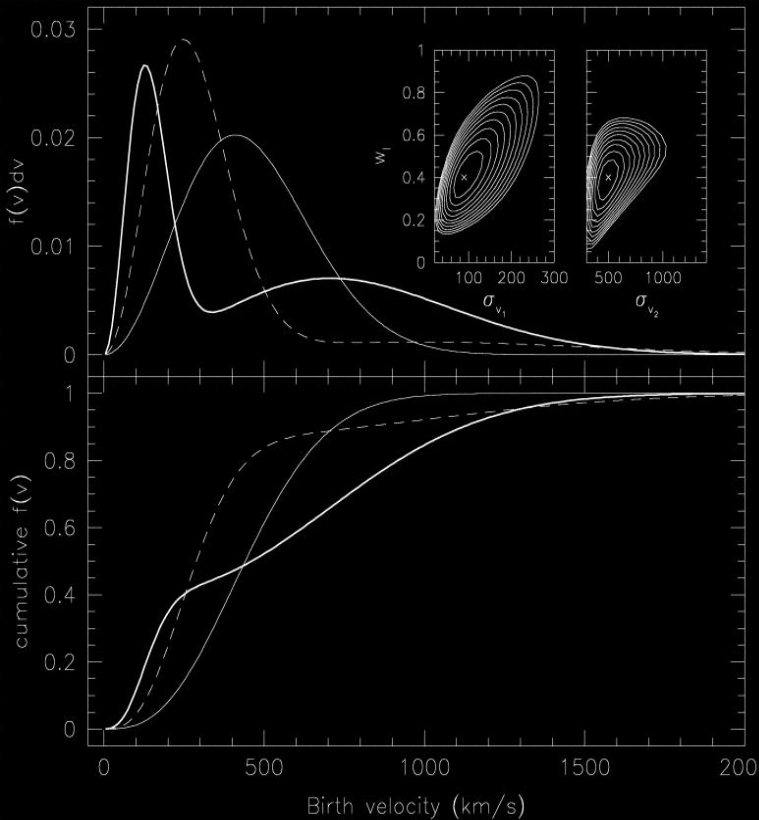
- **Absorption/Reddening**

- X-ray or optical spectrum shows effects of absorption
- can be correlated with distance
- this is a very approximate technique



- **Associations w/ SNRs; ISM Interactions**

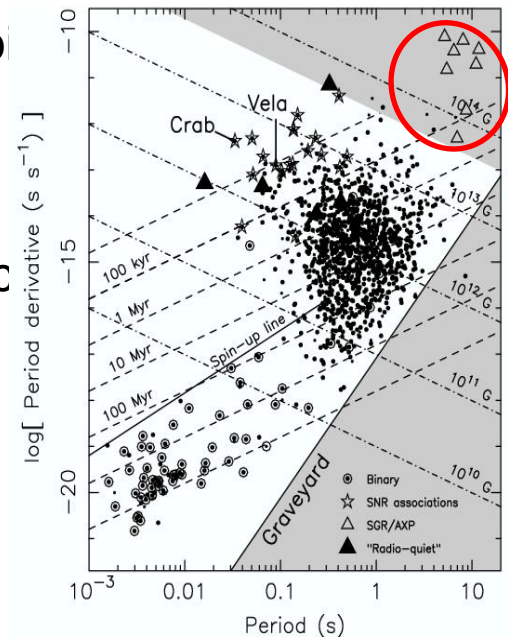
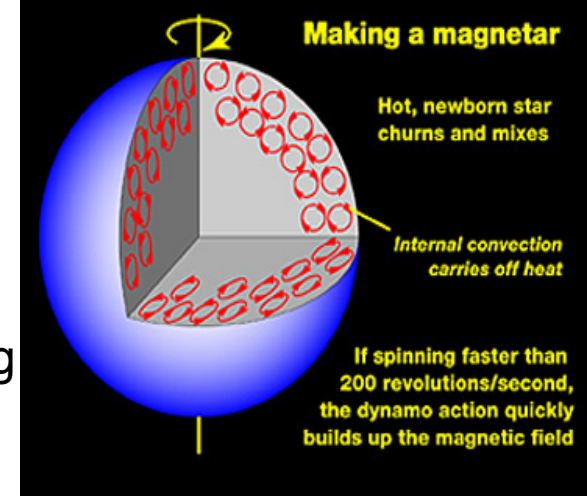
- distances to SNRs provide that for associated pulsars
- SNR distances can be estimated as above,
- and also through kinematic distances for molecular clouds with which they interact



- Pulsars are born with high velocities
 - bimodal distribution with:
 - $\sigma_1 \sim 90 \text{ km/s}$, $\sigma_2 \sim 500 \text{ km/s}$ (40%)
- Mechanism by which this is imparted not well-understood (Lai et al. 2001)
 - convective instabilities in core; asymmetric matter ejection?
 - asymmetric neutrino emission induced by strong B fields?
 - electromagnetic rocket effect?
 - how do these relate to spin-kick alignment (if real)?
- Even with high velocities, most young pulsars should be found within their SNRs
- As they approach SNR shell, or break through into ISM, a bowshock will form
 - the shape of the bowshock can yield the velocity (more on this later)

Magnetars

- During initial formation of neutron stars, rapid spin of core can produce magnetic fields as high as 10^{15-16} G
 - most NSs do not spin this fast upon formation, prohibiting this dynamo from operating; more “typical” pulsar fields result
- Ultra-strong NS fields will decay, causing extreme heating heating of crust \implies high X-ray luminosity (“magnetar”)
 - occasionally, stress on crust causes fracture, leading to rapid readjustment of external field and release of large amounts of energy accompanied by burst of γ -rays
- Trapped fireball of relativistic plasma is confined by magnetic field
 - rotation produces fading pulsations
- In quiescence, emission from hot crust yields X-rays, but pulsations are not always evident



- Misure della massa dei Black Hole
- Stima dello spin dei Black Hole
- Ricerca dell'Orizzonte degli Eventi ?

Come si trovano i Black Holes?

- Trovare una stella compatta:

$$R < \text{alcuni } R_s$$

- Assicurarsi che non sia una NS:

$$M > 2\text{---}3 M_\odot$$

- Rimane un eccellente candidato
black hole

Misure di Massa in Astronomia

Le migliori sono stime dinamiche: particelle test in un orbita circolare soddisfa

$$GM = v^2 r = \frac{4\pi^2 r^3}{P^2} = \frac{v^3 P}{2\pi}$$

Se si misurano 2 delle v , r , P , si ottiene M funziona bene per le stelle binarie e i nuclei galattici

Funzione di Massa di una Binaria

Le osservazioni danno

P : period orbitale della binaria

K_s : velocità lungo la linea di vista della secondaria

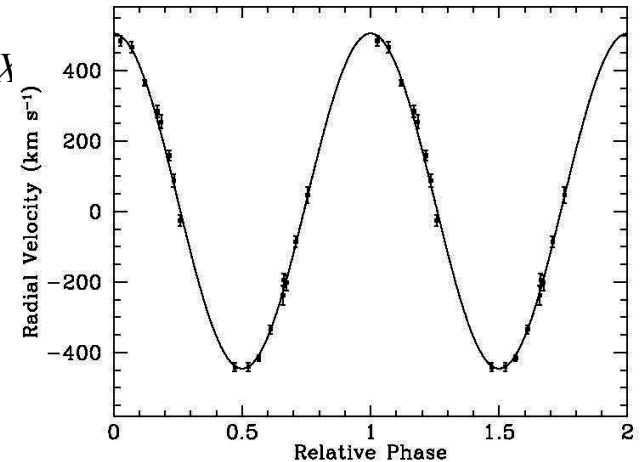
Queste 2 quantità danno la **funzione di massa**:

$$f(M) = \frac{PK_s^3}{2\pi G} = M_X \frac{\sin^3 i}{\left(1 + M_s / M_X\right)^2} < M_X$$

Anche senza conoscere $\sin i$ ed M_s , si sa che

$$M_X > f(M).$$

Se $f(M) > 3M_\odot$, deve essere un **Black Hole**

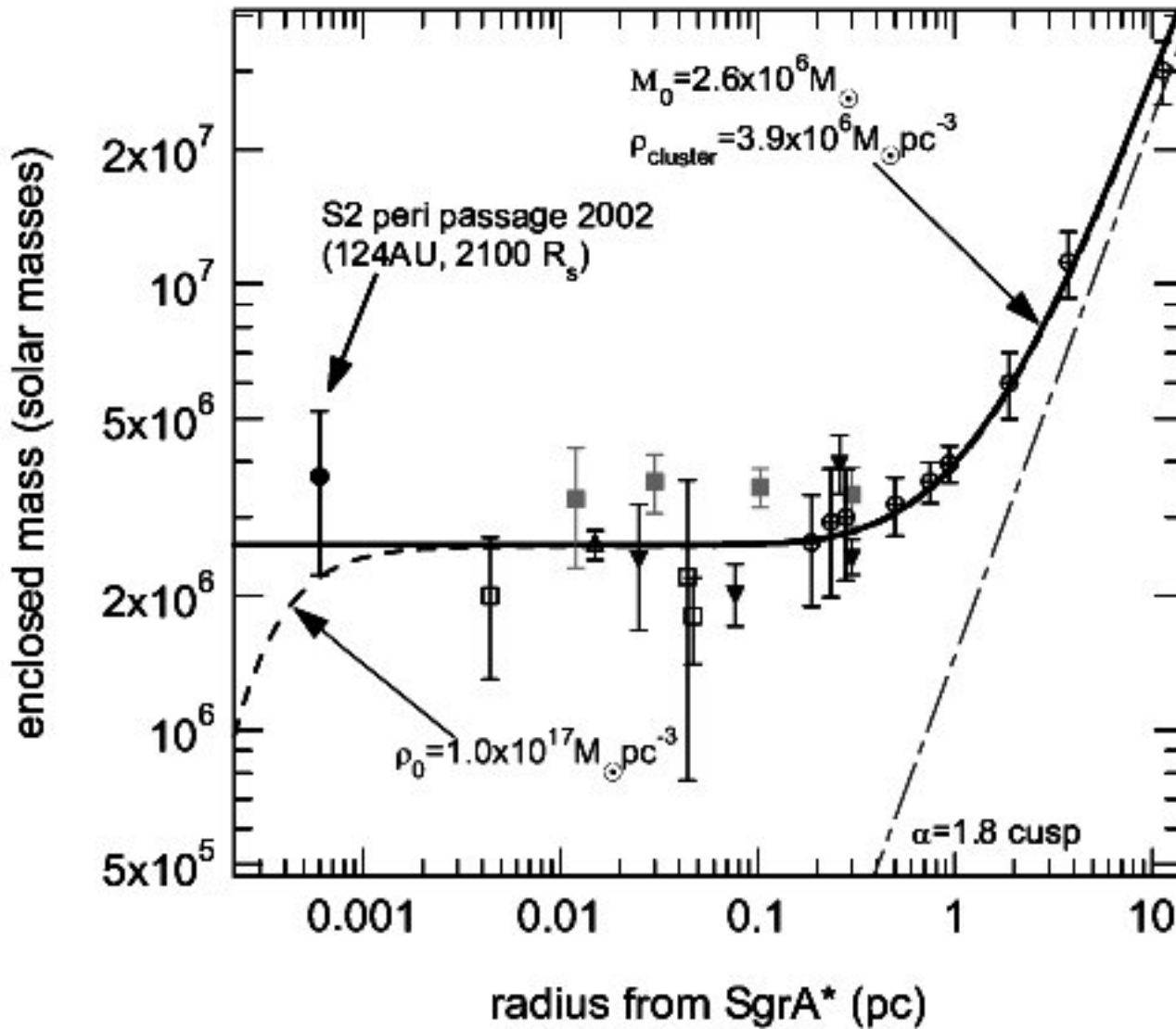


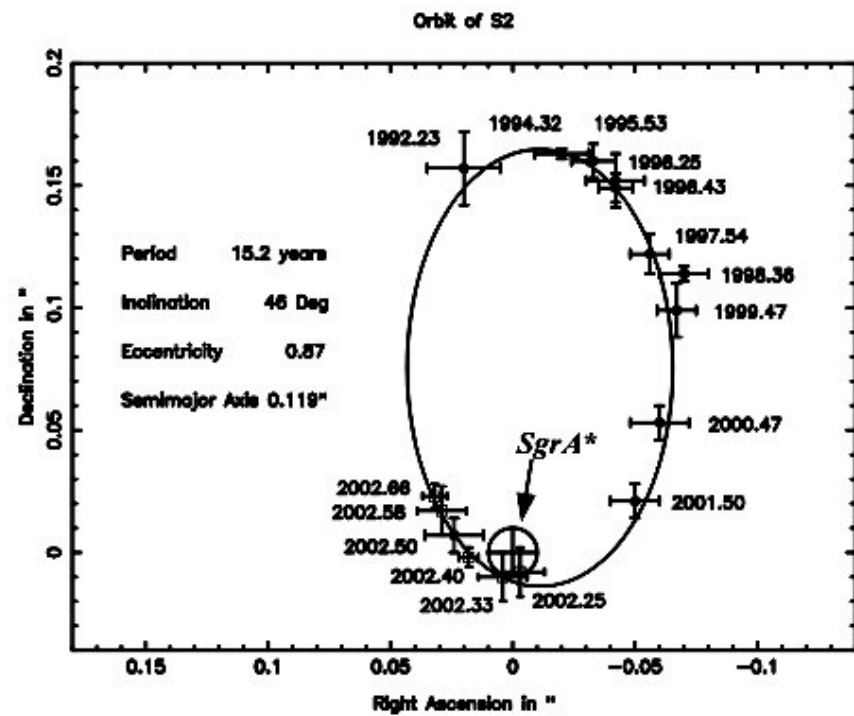
GRS 1009-45

I migliori Black Hole nelle Binarie X

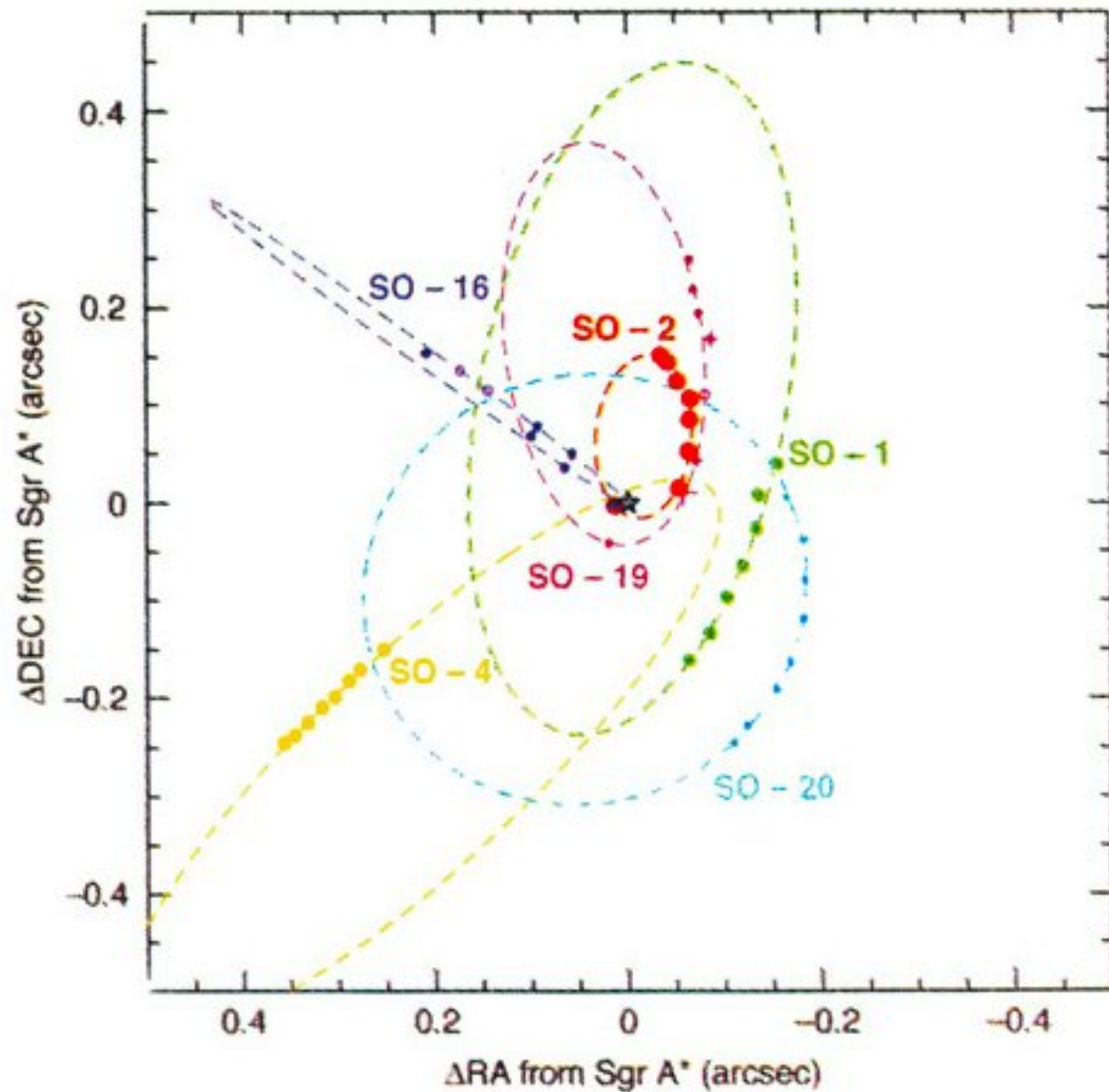
Binary	Likely $M_x(M_\odot)$	$f(M)=M_{x,\min}(M_\odot)$
4U1543-47	5 ± 2.5	0.22 ± 0.02
GRO J0422+32	10 ± 5	1.21 ± 0.06
GRO J1655-40	7 ± 1	2.73 ± 0.09
SAX J1819.3-2525	10.2 ± 1.5	2.74 ± 0.12
A0620-00	10 ± 5	2.91 ± 0.08
GRS 1124-683	7 ± 3	3.01 ± 0.15
GRS 1009-45	4.2 ± 0.6	3.17 ± 0.12
H1705-250	4.9 ± 1.3	4.86 ± 0.13
GS 2000+250	10 ± 4	4.97 ± 0.10
XTE J1118+480	7 ± 1	6.0 ± 0.3
GS 2023+338	12 ± 2	6.08 ± 0.06
XTE J1550-564	10.5 ± 1	6.86 ± 0.71
XTE J1859+226	10 ± 3	7.4 ± 1.1
GRS 1915+105	14 ± 4	9.5 ± 3.0

Black Hole nel nostro Centro Galattico



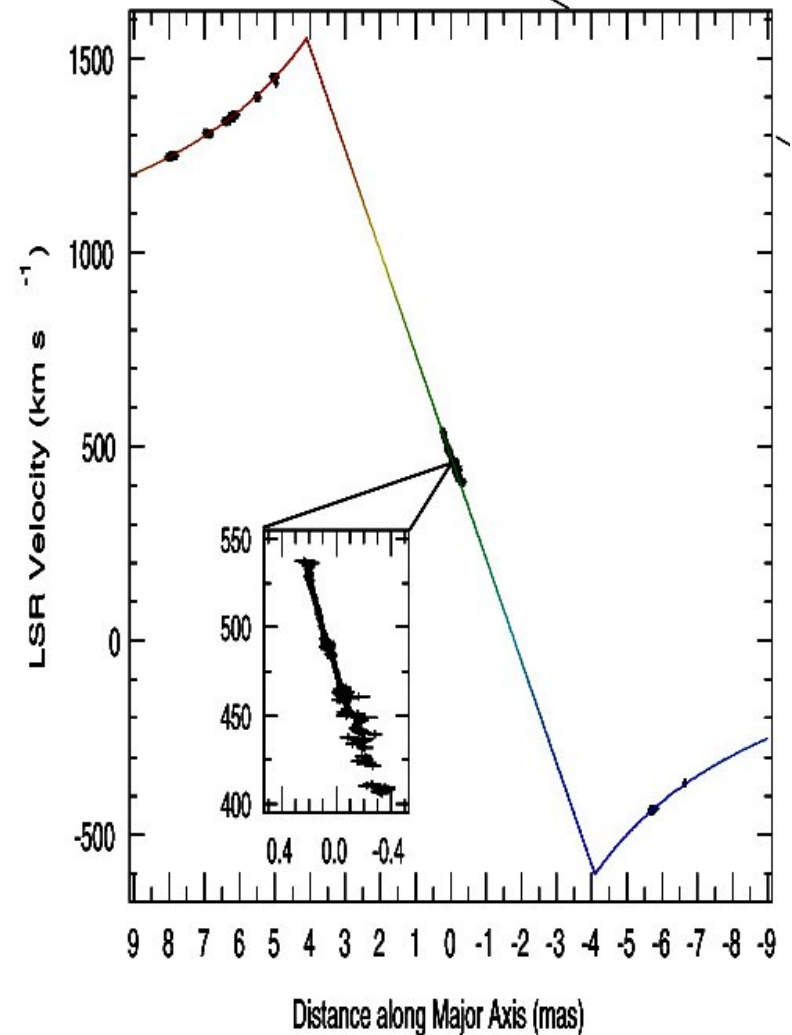
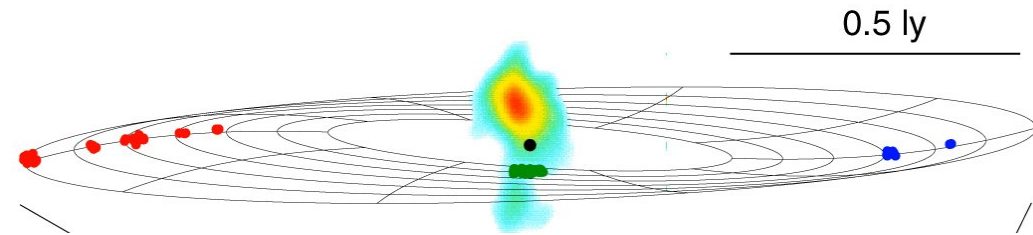


Altre Orbite



II Black Hole in NGC 4258

- Maser chiaramente delinea un disco di gas **Kepleriano**
- Massa Centrale scura di **$3.9 \times 10^7 M_{\odot}$**



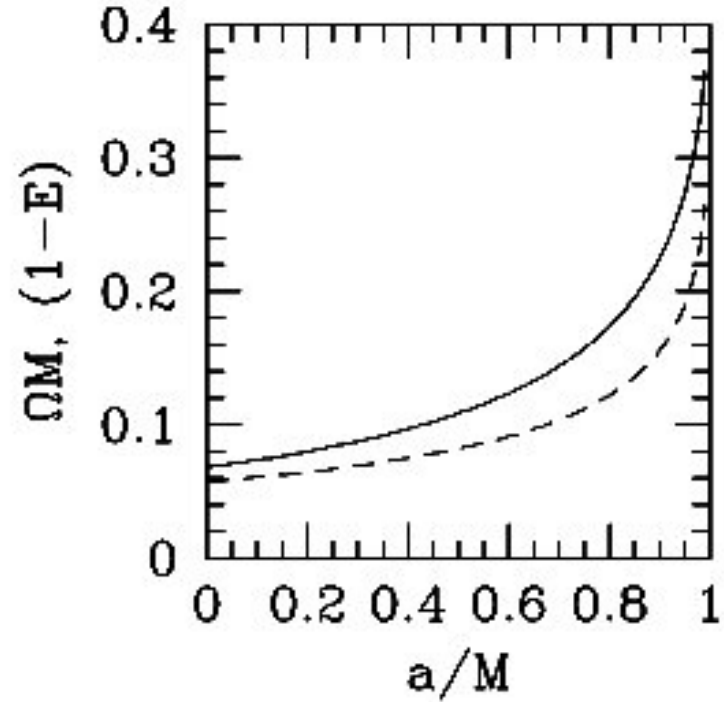
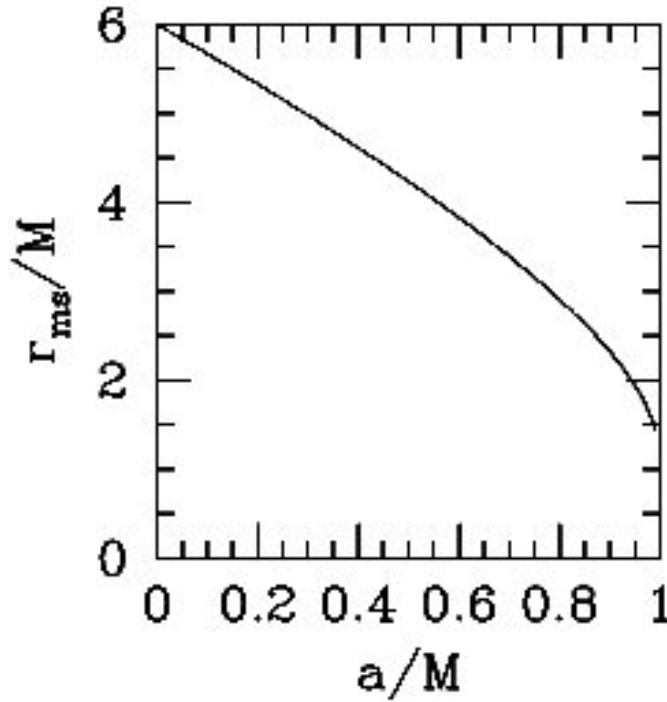
BH Supermassivi in altri nuclei di Galassie

- Molti BH identificati in nuclei galattici da misure di velocità di stelle
- Massa dei BH ottenute da analisi della distribuzione di velocità delle stelle
- Non così certi come Sgr A* o NGC 4258, ma molto robusti
- Più di 30 masse di BH determinate: $M_{\text{BH}} \sim 10^6 \text{—} 10^{9.5} M_{\odot}$

BH di massa intermedia (IMBH)

- Una popolazione sorgenti X luminose viste in galassie vicine con $L_x \sim 10^{39-42} \text{erg/s}$
- Usando Eddington , masse fino a $\sim 1000 M_\odot$
- Cosa sono questi oggetti?
 - BH di massa intermedia?
 - BH di massa stellare con “beaming” ?
- Evidenza dinamica per IMBH in M15 and M31
--- controversa !

Stima dello spin dei Black Hole



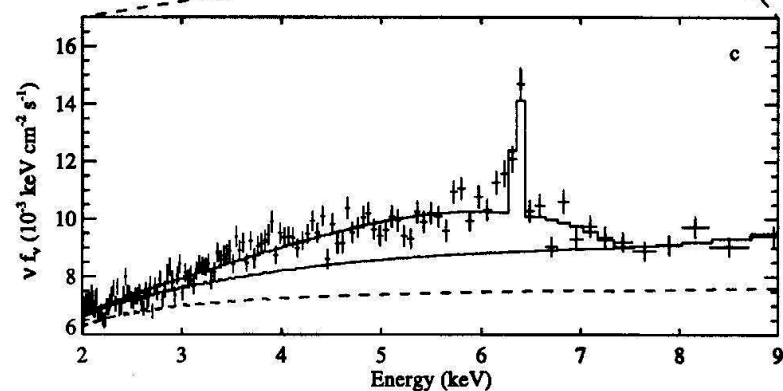
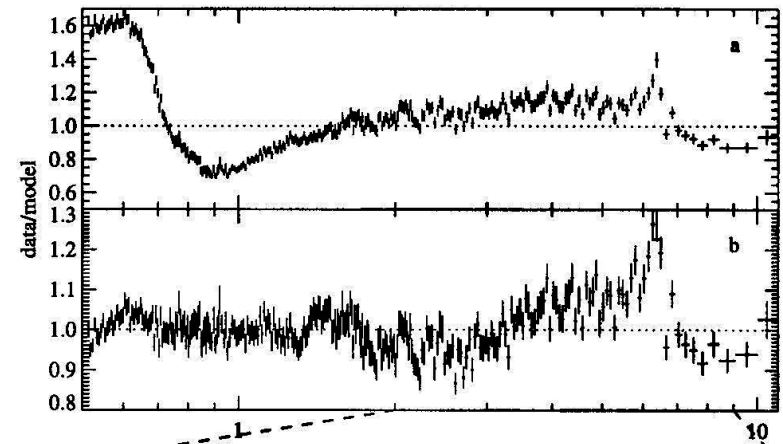
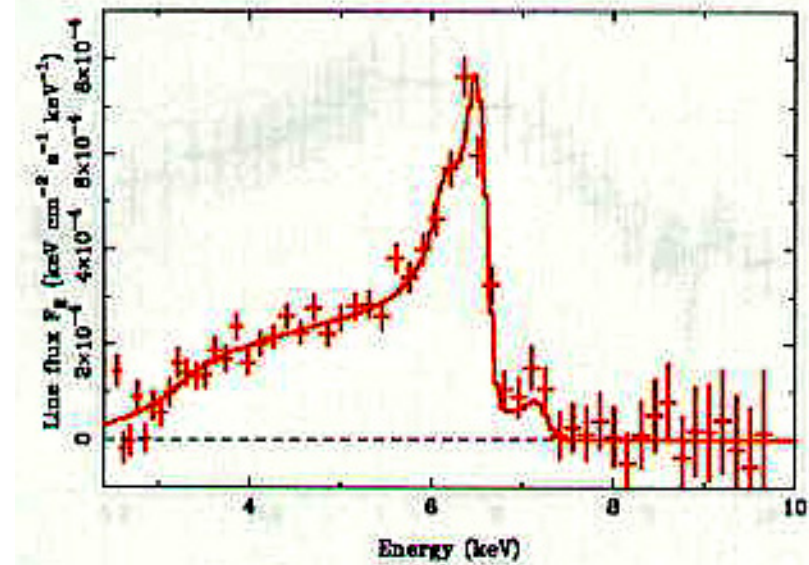
- Una varietà di metodi usati per stimare $a^* = a/M$ da osservazioni di “accretion flows”
- Tutti usano il fatto che il disco di accrescimento termina all’orbita circolare stabile più interna (ISCO)
- Le osservazioni del disco sono dominate da questo raggio
- Raggio di ISCO dipende da a^*

a^* dal “fitting” spettrale

- Se l'emissione del disco consiste di (multicolore) radiazione di BB, lo spettro osservato fornisce l'area della superficie della regione emittente e, quindi, il raggio del bordo interno del disco r_{in}
- Da r_{in}/M , si stima a^*
 - $a^* = 0.93$ (GRO J1655-40)
 - $a^* \rightarrow 1$ (GRS 1915+105)
- Ma la modellazione spettrale richiede correzioni per gli effetti di non-blackbody, il che complica l'analisi

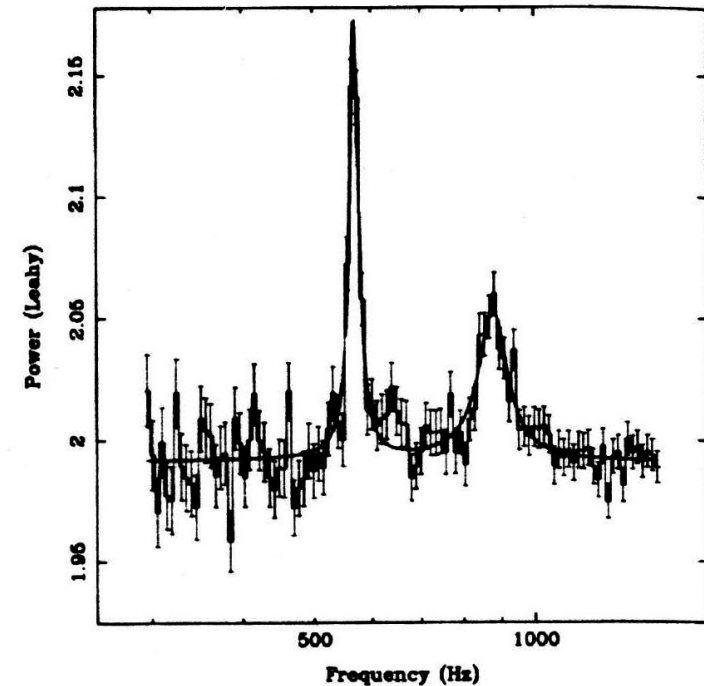
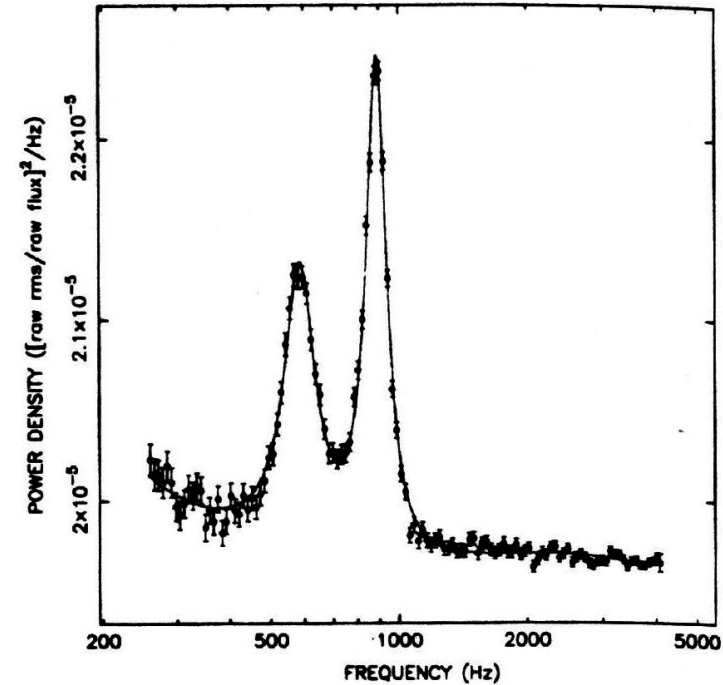
a^* dalla riga larga del Fe

- Riga del Fe allargata per effetto relativistico scoperta nello spettro X di **MCG-6-30-15**
- La riga in **MCG-6-30-15** richiede emissione da $r \sim$ **alcuni M**
- Analogamente per **XTE J1650-500**
- Questo richiede grandi a^*
- Modellare è complicato
- Le righe sono variabili – appaiono e scompaiono – e si vedono solo in alcuni sistemi



Quasi-Periodic Oscillations

- NS e BH XRB talvolta mostrano QPO
- Le frequenze sono alte (kHz QPO) e le oscillazioni avvengono nel profondo della buca di potenziale
- Probabilmente sono importanti gli effetti relativistici



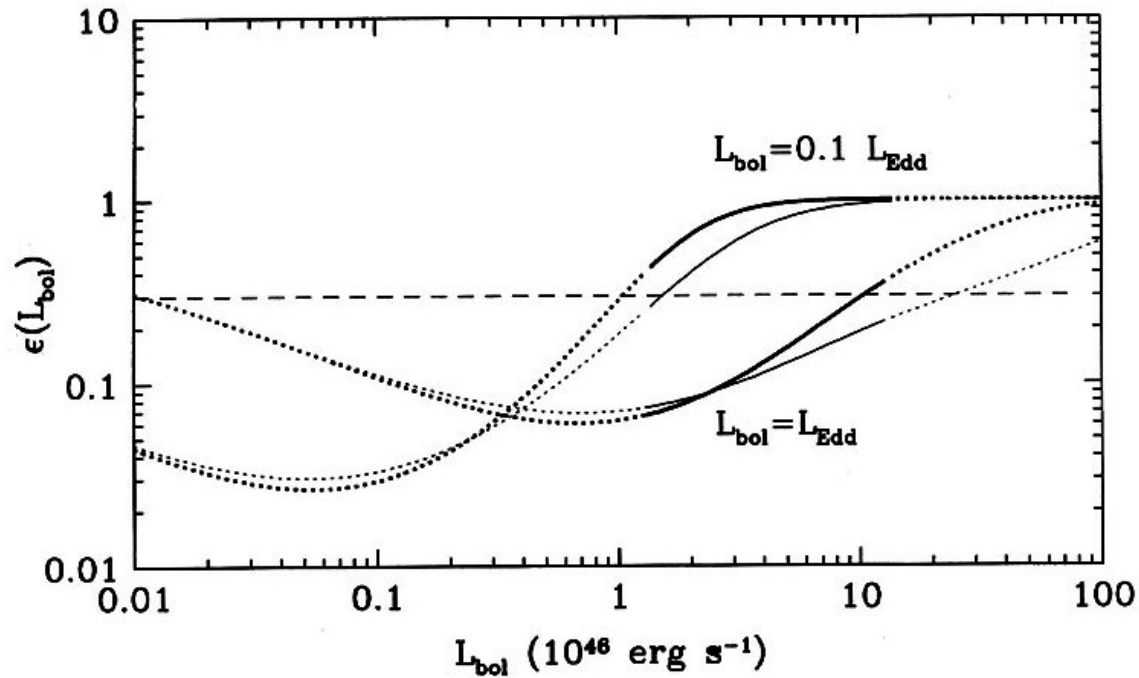
a^* da QPO

- Data M , la frequenza orbitale massima è $\Omega(r_{\text{isco}})$
- In alcune BH XRBs, la frequenza più elevata in QPO è maggiore di $\Omega(r_{\text{isco}})$ per un BH di Schwarzschild
- Questo sembra suggerire un BH rotante: $a^* > 0.15$ in GRO J1655-40
- Se le QPO sono dovute a particolari mode del disco, allora $a^* > 0.9$ nel sistema
- Ma la fisica delle oscillazioni non è ancora ben capita

a^* dall'efficienza energetica

- La maggioranza dei BH osservati sono molto luminosi
- Sembra convertano massa (accrescimento di gas) in energia con grande efficienza
- AGN hanno $\eta \gg 0.1--1.0$
 - Accrescimento su BH di Schwarzschild: $\eta = 0.057$
 - Su BH di Kerr BH con $a^* = 0.998$: $\eta \gg 0.30$

Efficienza di accrescimento dei Quasar



- Paragona la luminosità integrata dei quasar con la locale densità di massa in BH
- Rapporto fornisce l'efficienza media ϵ di accrescimento dei quasar
- Stime recenti danno valori di efficienza molto alti
- Questo richiede $a^* > 0$, forse vicino a 1 (risultato dipendente dal modello)

Misure di spin dei BH

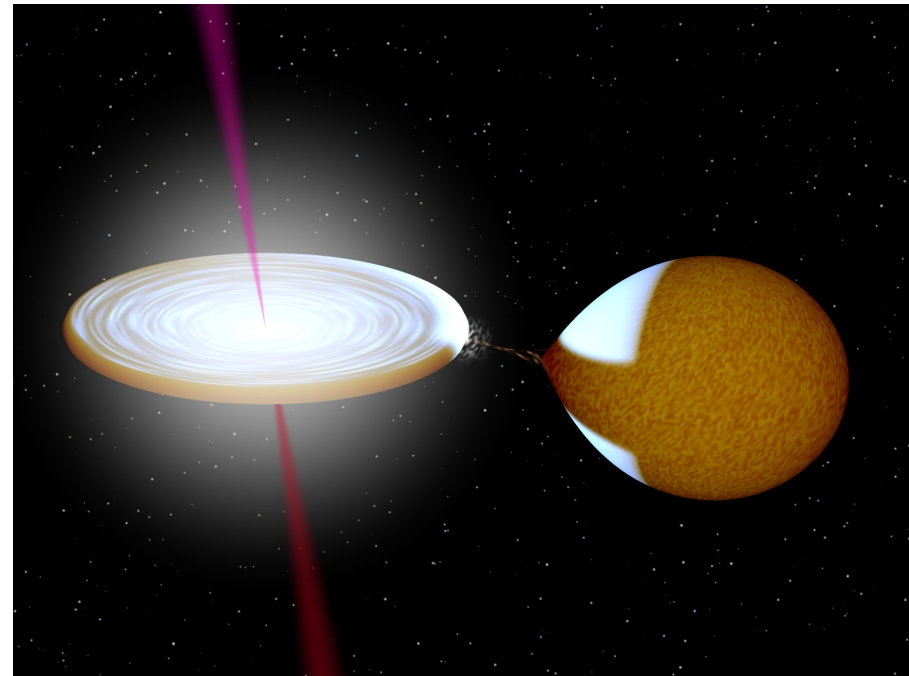
- I BH dell'astrofisica si pensa che certamente debbano ruotare (a^* esattamente uguale a 0 è molto improbabile)
- Possiamo misurare con affidabilità a^* ?
- Fino ad oggi tutti i risultati sono model-dependent
- Nessun risultato è particolarmente robusto --- ma il campo cresce rapidamente...

I candidati BH sono veramente BH?

- Gli astronomi hanno mostrato che i candidati BH sono oggetti:
 - Compatti: $R = \text{alcuni } R_s$
 - Massivi: $M = 3M_s$
- Buone ragioni per pensare che siano BH
- Ma quali sono le vere prove che siano BH?
- Trovare **evidenza indipendente** che i candidati BH abbiano un **Orizzonte degli Eventi**

Binarie X e l'orizzonte degli eventi

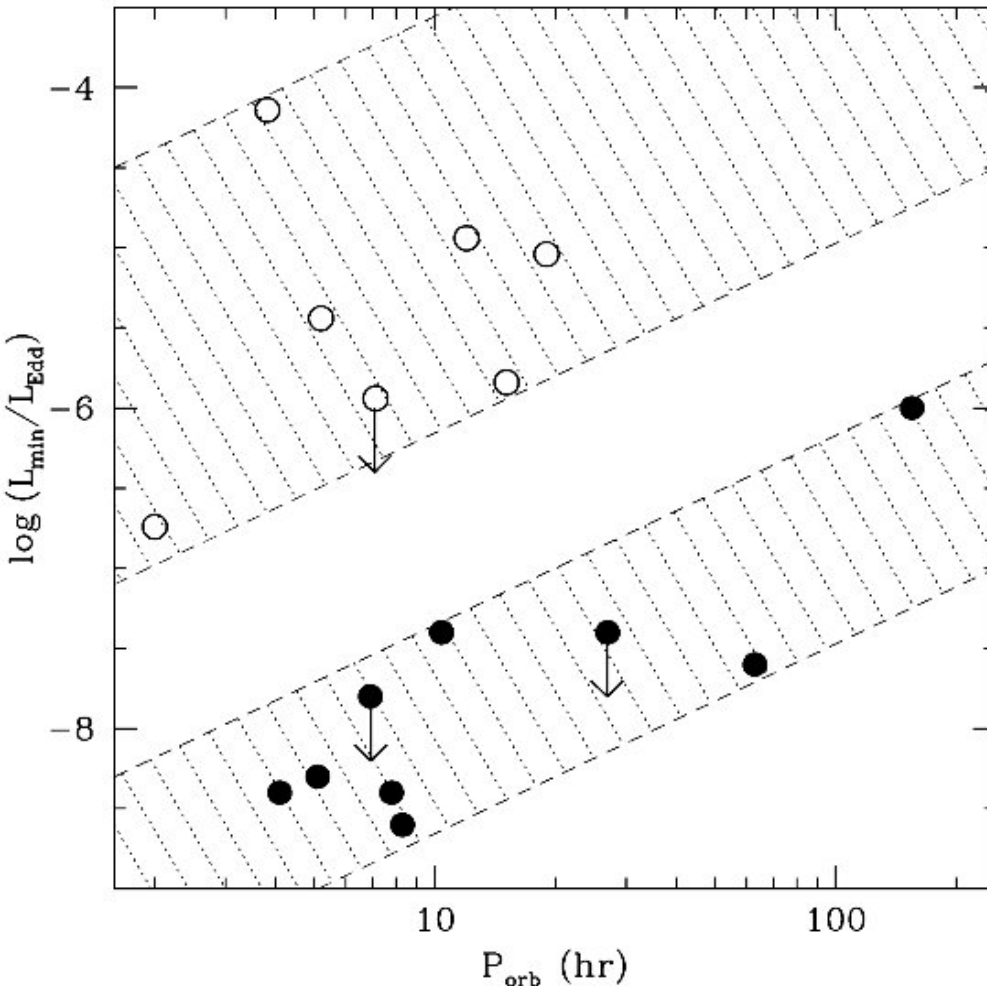
- Il flusso di accrescimento può essere di aiuto, il gas che raggiunge la massa centrale la “sente”
- Le binarie X presentano un ulteriore vantaggio --- possono essere sia sistemi con NS che BH, quindi si possono essere paragonati.
- Però buona parte della radiazione solitamente proviene da grandi raggi e non è di aiuto
- Bisogna identificare quella radiazione che proviene dalla massa centrale e scoprirne la firma...



“firma” dell’orizzonte degli eventi

- Differenze nelle **luminosità quiescenti** delle binarie X transienti
- Differenze nella **variabilità degli spettri di potenza**
- Differenze nell’occorrenza dei **burst X di Type I**
- Differenze nei **colori X**

Novae X emittenti quiescenti



I BH SXTs sono almeno
100 volte più deboli
delle NS SXTs

Le grandi differenze in
luminosità osservate si
capiscono se i BH hanno
unorizzonte degli eventi e
le NS no (ADAFs).

Burst X di Tipo I

- Improvviso aumento di brillantezza ogni qualche ora, della durata di **10-100 s**
- La fisica è nota: instabilità nella combustione nucleare del gas in accrescimento
- Molto comune nelle **XRB**

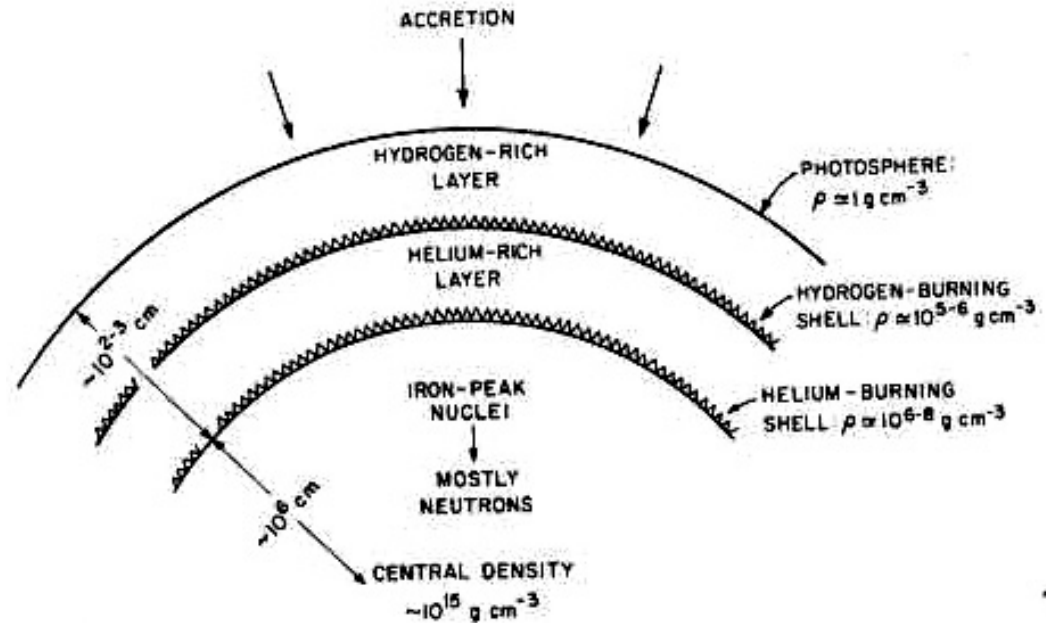
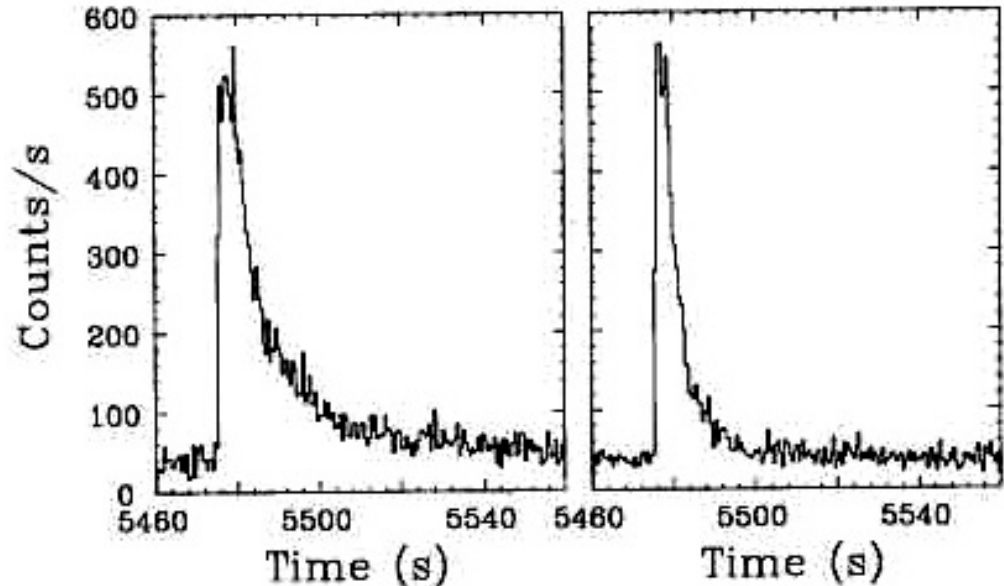


Figure 13 Schematic sketch of the surface layers of an accreting neutron star (adapted from Joss 1979a).

Nessun burst nei BH di Tipo I!!

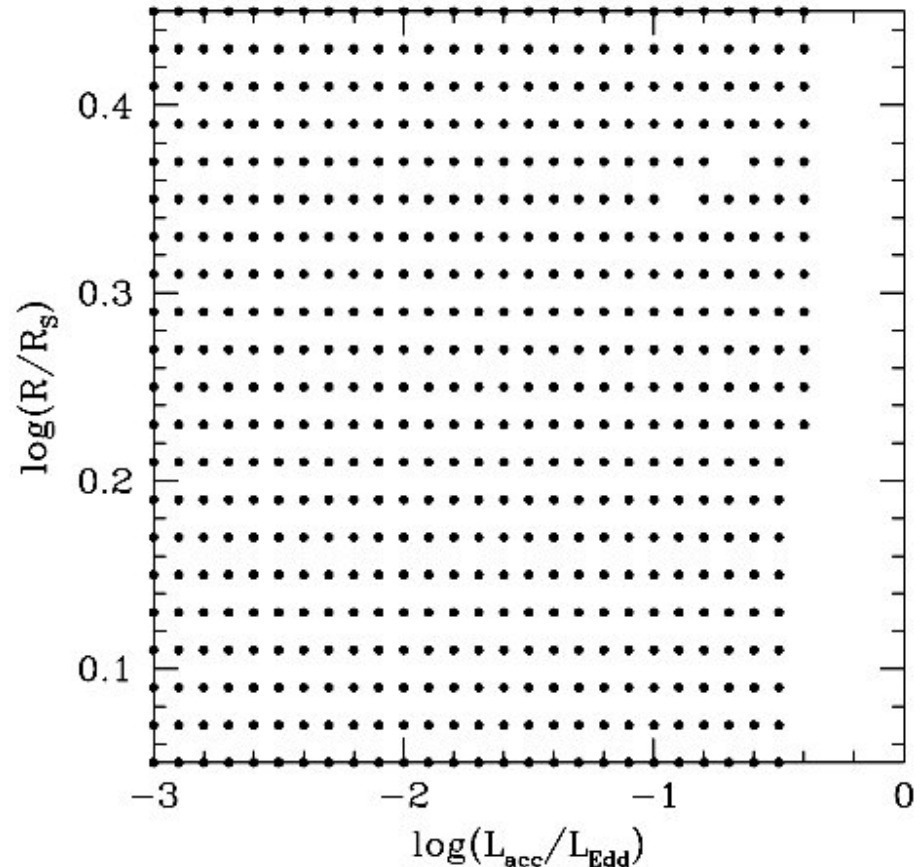
- Nessun candidato BH ha mai mostrato burst di Tipo I
- **Ovvia spiegazione:** hanno l'orizzonte degli eventi, la materia non può accumularsi e non possono esserci bursts
- È questo il **solo** motivo?
- Non è ovvio, dal momento che anche alcune **NS** non li hanno

Bursts vs Superficie

- Se si vede il burst allora l'oggetto deve avere una superficie, quindi non è un BH
- Ma se non si vedono bursts nulla ci assicura che l'oggetto sia un BH
- Per provare che sia un BH, dobbiamo
 - Sviluppare una teoria precisa della stabilità nucleare
 - Capire perchè alcune NSs non hanno burst
 - dimostrare che i candidati BH avrebbero sicuramente burst se avessero una superficie.

Oggetti di $10M_{\odot}$ con una Superficie

- Studiata una varietà di tassi di accrescimento ($0.001 -- 1$ Eddington) e raggi di BH ($9/8 -- 3$ Schw. radii, i.e., $33 -- 85$ km), con 3 diversi valori per T_{core}
- Il modello predice che i candidati BH in accrescimento dovrebbero mostrare burst di Tipo I in un ampio raggio di condizioni



$$M = 10M_{\odot}, T_{\text{core}} = 10^{7.5}\text{K}$$

Allora perchè i BH non hanno burst X?

- L'ovvio motivo è che hanno l'orizzonte degli eventi: **niente superficie, no burst**
- Però prima di accettare questa spiegazione, bisogna eliminare qualsiasi altra “plausibile” spiegazione per la mancanza di burst

Materia strana?

Se il BH fosse una Q-star o altra stella strana fino alla superficie? avrebbe burst?

- Il gas in accrescimento probabilmente formerebbe una crosta di materia normale, i burst sarebbero inevitabili
- Per evitarli, serve una forma di materia che converta materia normale al contatto con qualcosa di strano?
(No nuclei, no burst)

-e se i candidati BH fossero fatti di fermioni o bosoni che non interagiscono?
 - Il gas di accrescimento affonderebbe al centro
 - Ma ci sarebbe ancora una superficie, e quindi niente burst

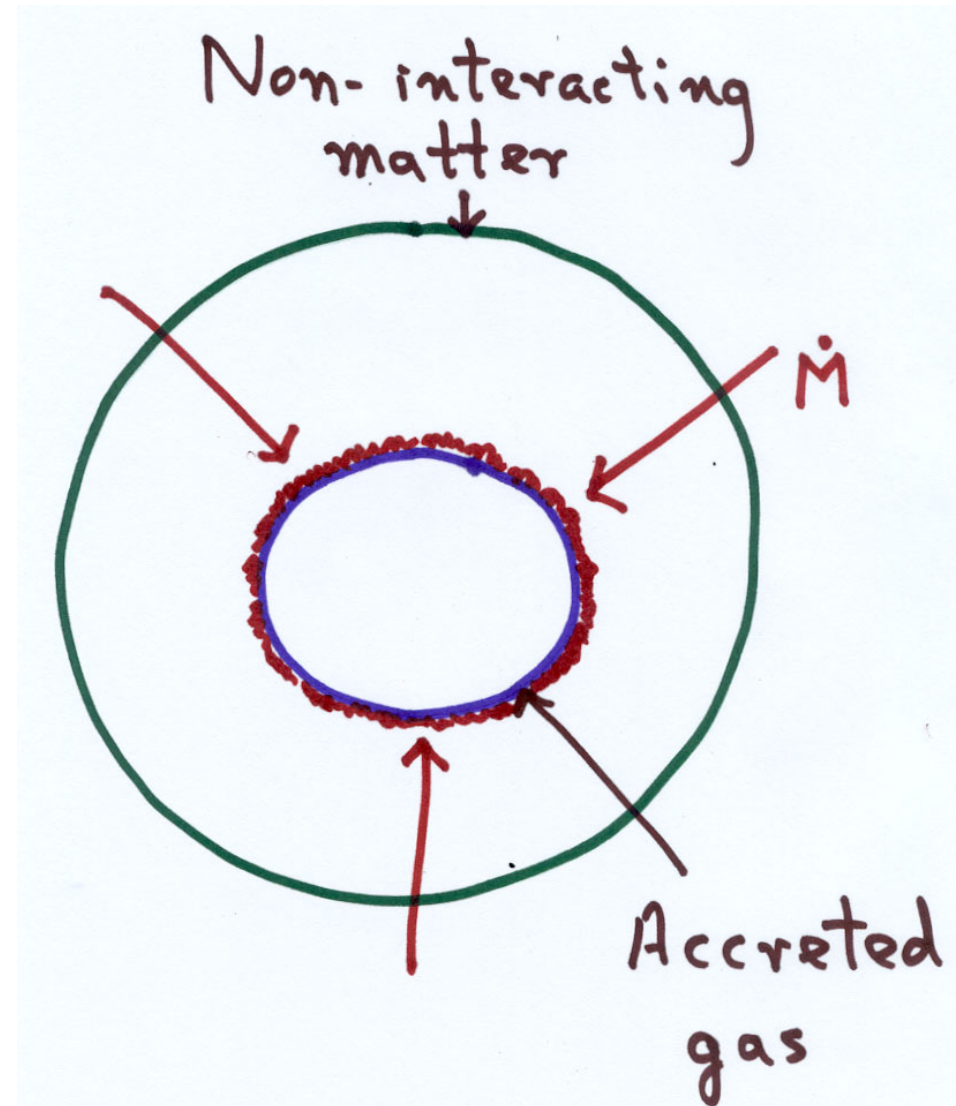
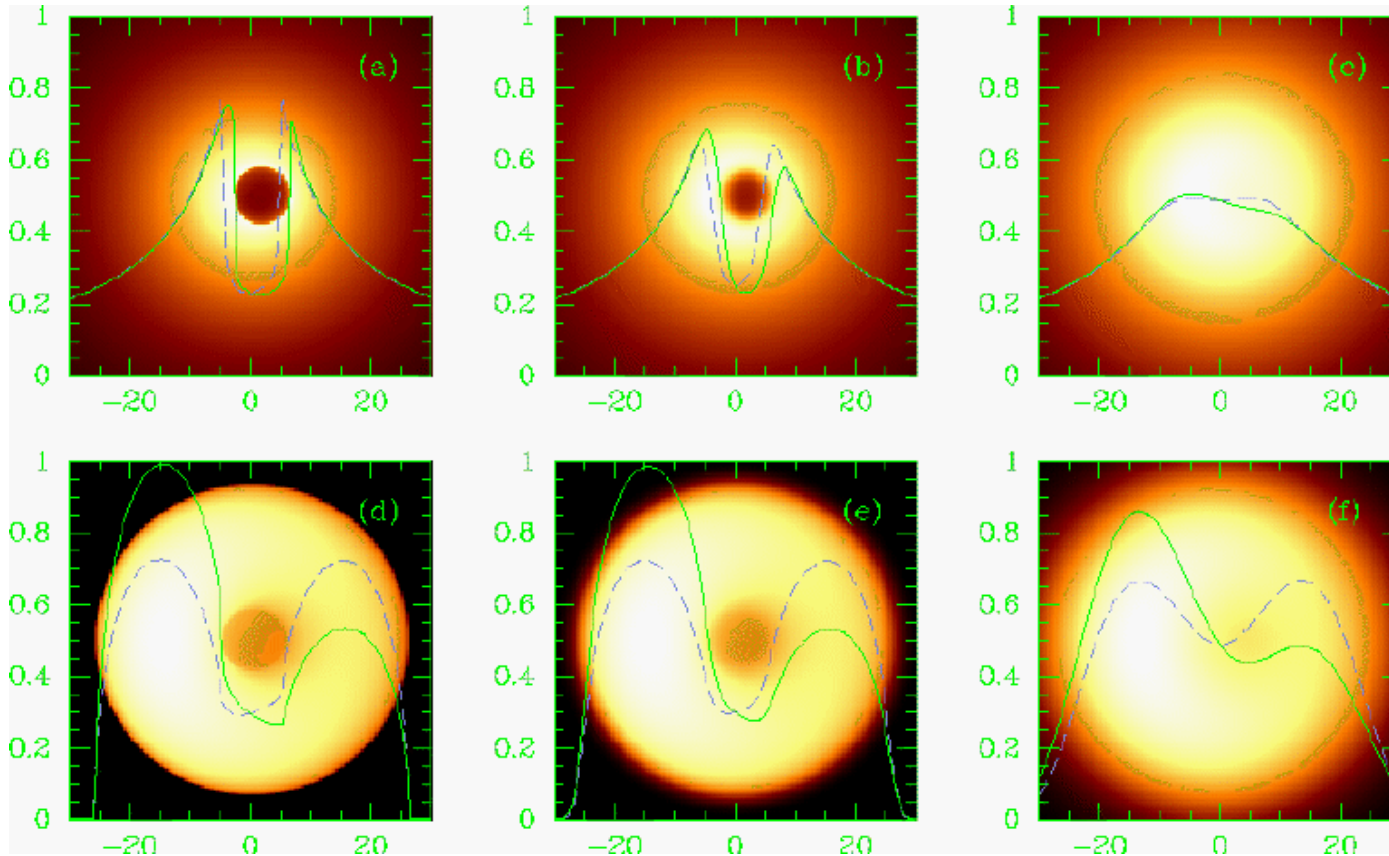


Immagine radio di BH



- Il **SMBH** in **Sgr A*** nel Centro Galattico emette principalmente onde radio sub-mm
- Con interferometria VLBI, è possibile fare immagini del flusso di accrescimento e forse vedere “l’ombra del BH”

Sommario

- Scoperti molti candidati BH: $M > 3M_{\odot}$
- Distribuzione di massa bimodale
 - XRB: $10^{0.5-1.5}M_{\odot}$
 - Nuclei galattici: $10^{6-9.5}M_{\odot}$
 - Esistono BH di massa intermedia? ($10^{2-4}M_{\odot}$)
- Molti dicono di aver misurato lo spin
 - Tutti model-dependent
- Ricerca dell'Event Horizon in corso
 - Luminosità di XRB quiescenti
 - Assenza di burst X di Tipo I
 - Immagini dirette possibili in futuro