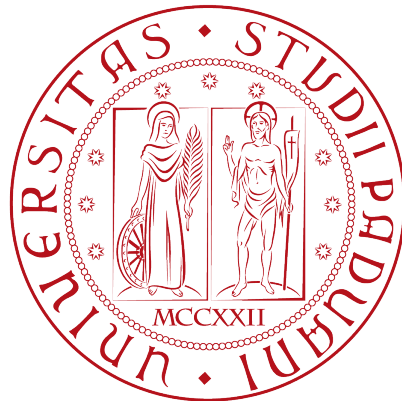


Università degli Studi di Padova

SCUOLA DI SCIENZE  
DIPARTIMENTO DI FISICA E ASTRONOMIA  
GALILEO GALILEI



LAUREA TRIENNALE IN ASTRONOMIA

# Analisi temporale di osservazioni IquEye della Vela pulsar

**Relatrice:** Prof.ssa Paola Marigo  
**Co-relatore:** Dott. Luca Zampieri

**Laureanda:** ALESSIA SPOLON

A.A. 2014 - 2015



*Ai miei genitori.*



*"E mi piace la notte ascoltare le stelle.  
Sono come cinquecento milioni di sonagli."*

Antoine De Saint-Exupère,  
Il Piccolo Principe



# Indice

<b>1 Pulsars</b>	<b>3</b>
1.1 Scoperta delle pulsars . . . . .	3
1.2 Formazione . . . . .	4
1.3 Energetica delle pulsars . . . . .	5
1.4 Proprietà osservative delle pulsars . . . . .	7
1.4.1 Distribuzione galattica . . . . .	7
1.4.2 Proprietà degli impulsi radio . . . . .	8
1.4.3 Periodi di rotazione . . . . .	8
1.4.4 Forme dell'impulso . . . . .	10
1.4.5 Cambiamenti secolari del periodo . . . . .	12
1.4.6 Diagramma $P - \dot{P}$ . . . . .	13
1.5 Oggetto della nostra analisi: Vela Pulsar . . . . .	14
<b>2 AquEye e IquEye</b>	<b>17</b>
2.1 Contatori di fotoni ad elevatissima risoluzione temporale . . . . .	17
2.1.1 Configurazione ottica e sistema di acquisizione di AquEye e IquEye . . . . .	19
2.2 Osservazione delle curve di luce delle Pulsars . . . . .	19
<b>3 Analisi dei dati</b>	<b>23</b>
3.1 Curve di luce . . . . .	25
3.2 Spettro di potenza . . . . .	27
3.3 Efsearch . . . . .	29
3.4 Efold . . . . .	31
<b>4 Risultati</b>	<b>33</b>
4.1 Analisi delle curve di luce delle osservazioni con segnale . . . . .	34
4.2 Spettro di potenza e quarta armonica . . . . .	35
4.3 Profilo dell'impulso . . . . .	43

<b>5 Conclusioni</b>	<b>49</b>
<b>Bibliografia</b>	<b>ii</b>



# Introduzione

In questa Tesi triennale in Astronomia sono stati analizzati i dati ottici della Vela pulsar (PSR J0835-4510) ottenuti nel 2009 con il contatore veloce di fotoni IquEYE montato al New Technology Telescope (NTT) dell'European Southern Observatory (ESO) a La Silla in Cile.

Il primo capitolo è dedicato alla descrizione delle pulsars come stelle di neutroni con particolare attenzione alle proprietà degli impulsi e all'evoluzione del periodo di rotazione. Vengono sinteticamente descritti la storia della loro scoperta ed il loro meccanismo di formazione. Alla fine del capitolo, vengono brevemente riassunte le proprietà principali dell'oggetto di questa tesi, la Vela pulsar.

Il secondo capitolo descrive gli strumenti Aqueye ed Iqueye e le loro caratteristiche principali, focalizzando l'attenzione sull'utilizzo di AquEye e IquEye per l'acquisizione di dati dell'osservazione delle pulsars.

Il terzo capitolo presenta il procedimento di analisi dei dati che è stato utilizzato ed in particolare il software di analisi temporale XRONOS. Viene data una breve descrizione dei *tasks* utilizzati per analizzare i dati raccolti con IquEye e per determinare la curva di luce e lo spettro di potenza di tutte le osservazioni effettuate nei mesi di Gennaio e Dicembre 2009.

Nella parte conclusiva (capitoli 4 e 5) vengono presentati e discussi i risultati ottenuti dall'analisi temporale e solo tre osservazioni su quindici mostrano segnale statisticamente significativo, che abbiamo analizzato per determinare frequenza, periodo di rotazione e forma dell'impulso della pulsar. I dati ottici di IquEYE sono stati poi confrontati con le effemeridi radio ottenute nello stesso periodo con i telescopi di Hobart (Australia) e di Hartbeesthoek (Sud Africa) e con la forma dell'impulso determinata in precedenti analisi in ottico ed in altre bande dello spettro elettromagnetico.



# Capitolo 1

## Pulsars

### 1.1 Scoperta delle pulsars

Nel 1967 Anthony Hewish e Jocelyn Bell, ricercatori dell'Università di Cambridge, scoprirono le pulsars studiando la scintillazione di sorgenti radio compatte. Durante un'osservazione con un radiotelescopio appositamente costruito a Cambridge, Inghilterra (Figura 1.1), trovarono un segnale periodico con una pulsazione di 1.337 secondi che non poteva avere origine terrestre in quanto la sorgente si presentava ogni notte nella stessa posizione in cielo. Essendo gli impulsi radio in sincronia con il tempo siderale, la sorgente doveva essere fuori dal sistema solare (Ghosh 2007). Ma qual era la natura di queste sorgenti radio cosmiche? Poiché il periodo di circa 1.3 secondi era troppo breve per essere compatibile con fenomeni che possono avvenire in una stella normale, Hewish si focalizzò su stelle compatte di alta densità come le nane bianche e le stelle di neutroni. Quando si comprese che l'origine degli impulsi osservati andava ricercata nella rotazione della stella e non nella sua oscillazione, l'ipotesi delle nane bianche venne scartata perché le frequenze osservate non erano compatibili con la loro velocità di rotazione limite. La scoperta della *Crab* pulsar, con periodo di 33 millisecondi e della *Vela* pulsar, con periodo 89 millisecondi, confermò definitivamente la natura di questi oggetti. Le pulsars sono stelle di neutroni in rapida rotazione intorno al proprio asse. Si ritiene che si formino dal collasso del nucleo di stelle massicce durante un'esplosione di supernova, come proposto già negli anni trenta da Baade & Zwicky (1934).

Lo studio di questi oggetti coinvolge diverse aree: la struttura interna, le proprietà superficiali, l'origine e l'evoluzione della stella di neutroni, l'elettrodinamica del plasma in forti campi magnetici, la dinamica di rotazione e l'accrescimento. Lo studio delle stelle di neutroni ci consente di comprendere

il comportamento della materia a densità nucleari studiandone l'equazione di stato (EOS). Essa infatti determina, la relazione massa-raggio e il valore massimo della massa una stella di neutroni. Le particelle cariche, sotto l'azione dei loro forti campi magnetici, vengono accelerate a energie ultra relativistiche generando un fascio di radiazione il cui meccanismo di emissione non è ancora completamente chiaro. Inoltre, il fatto che le pulsar siano sorgenti dal comportamento regolare le ha rese ottimi orologi naturali.

Nel 1974 Anthony Hewish vinse il Premio Nobel per la Fisica per la sua ricerca nell'astrofisica in banda radio e in particolare per la scoperta delle pulsar (Ghosh 2007).



Figura 1.1: Jocelyn Bell e il telescopio di Cambridge, Inghilterra, che ha consentito la scoperta delle pulsars.

Immagine tratta da <http://www.atnf.csiro.au>.

## 1.2 Formazione

Tutte le stelle producono energia per mezzo di reazioni nucleari. Nella prima parte della vita delle stelle queste reazioni bruciano l'idrogeno, contenuto nel nucleo, convertendolo in elio. Quando quasi tutto il combustibile è stato consumato inizia una nuova fase in cui si innescano nuove reazioni termonucleari che trasformano l'elio in carbonio; per le stelle di grande massa, superiore a circa  $8 M_{\odot}$ , questa successione di stati di equilibrio prosegue ininterrottamente con la produzione di elementi chimici sempre più pesanti, fino alla sintesi del ferro  $^{56}\text{Fe}$ . Il nucleo di ferro, trovandosi al picco della curva dell'energia di legame del nucleo atomico, non può dare luogo ad una reazione di fusione liberando energia ma può farlo soltanto assorbendola. La stella risulta ora costituita da un piccolissimo nucleo di ferro con intorno una

struttura a cipolla di elementi via via sempre più leggeri. Il *core* di ferro non potendo controbilanciare la forza gravitazionale collassa rapidamente su se stesso in una frazione di secondo liberando un'enorme quantità di energia potenziale gravitazionale. Durante il collasso la temperatura supera i 5 miliardi di gradi Kelvin e i nuclei di ferro si disintegrano in particelle  $\alpha$ . In queste condizioni di densità e temperatura gli elettroni si combinano con i protoni trasformandoli in neutroni con emissione di neutrini. La regione più interna del nucleo raggiunge densità pari a circa  $10^{14}$  g/cm<sup>3</sup> e a questo punto le forze nucleari ne arrestano il collasso; la materia esterna, che precipita con una velocità pari a una frazione della velocità della luce, rimbalza e genera un'onda d'urto che in uno o due giorni raggiunge la superficie della stella; quando questo avviene, la luminosità della stella aumenta di circa un miliardo di volte ( $10^9 - 10^{10} L_\odot$ ) e si verifica quello che viene denominato evento di *supernova*. Ciò che rimane della stella è un nucleo costituito prevalentemente di neutroni con una massa di circa  $1.4 M_\odot$  e un raggio di una decina di chilometri. Dopo il collasso la stella di neutroni mantiene una gran parte del momento angolare della stella progenitrice e, poiché possiede solo un piccolo raggio, la velocità di rotazione è molto elevata. La stella di neutroni è destinata a un lento raffreddamento su scala di tempo cosmologica e intorno a essa rimangono le ejecta della supernova in espansione nel mezzo interstellare (resto di supernova) che possono rimanere visibili per migliaia di anni.

### 1.3 Energetica delle pulsars

Consideriamo una stella di neutroni con momento di inerzia  $I$  e velocità angolare  $\Omega$ ; la sua energia di rotazione è data da (Ghosh 2007):

$$E_{\text{rot}} = \frac{1}{2} I \Omega^2 \simeq 2 \times 10^{46} I_{45} P^{-2} \text{ erg}, \quad (1.1)$$

dove  $I_{45}$  è  $I$  in unità di  $10^{45}$  g cm<sup>2</sup>, mentre  $P=2\pi/\Omega$  è il periodo di rotazione. Se lo spin della stella cambia con un tasso  $\dot{\Omega}$  allora la sua energia di rotazione varia secondo la relazione:

$$\dot{E}_{\text{rot}} = I \Omega \dot{\Omega} + \frac{1}{2} \dot{I} \Omega^2 \simeq -4 \times 10^{32} I_{45} P^{-3} \dot{P}_{-14} \text{ erg s}^{-1}, \quad (1.2)$$

dove  $\dot{P}_{-14}$  è  $\dot{P}$  in unità di  $10^{-14}$  s s<sup>-1</sup> e la variazione del momento di inerzia  $\dot{I}$  della stella può essere usualmente trascurata su lunghi tempi scala. Una pulsar può rallentare perdendo energia di rotazione e convertendola in energia elettromagnetica. Ma come? Le stelle di neutroni giovani hanno un campo magnetico molto intenso,  $B \geq 10^{12}$  G, che nell'ipotesi più semplice può essere

rappresentato come un dipolo magnetico (Ghosh 2007). Se l'asse di rotazione e quello del campo magnetico sono disallineati, tale dipolo rotante emette radiazione elettromagnetica. Secondo questo modello, (vedi Figura 1.2), una parte dell'energia viene emessa sotto forma di fascio di radiazione lungo l'asse magnetico che ruota con la stella. L'emissione avviene a spese dell'energia di rotazione della stella di neutroni. Se, ad una certa fase di rotazione, l'asse magnetico interseca la linea di vista di un osservatore, quest'ultimo osserverà un impulso regolare alla frequenza di rotazione della stella.

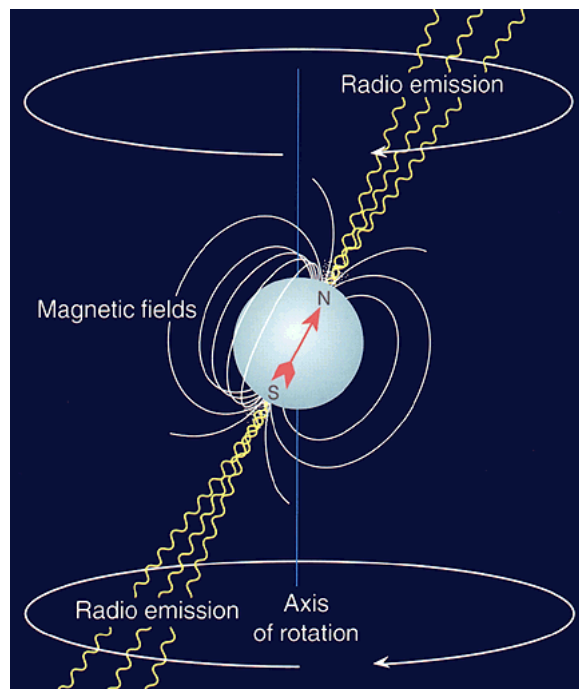


Figura 1.2: Rappresentazione di dipolo magnetico rotante. Immagine tratta da <http://www.nobelprize.org>.

Solo una piccola frazione dell'energia emessa appare nell'impulso radio perché la maggior parte di questa energia va ad accelerare particelle cariche che interagiscono con il resto di supernova circostante il quale viene energizzato e può diventare a sua volta un forte emettitore di radiazione elettromagnetica (radio, ottico, raggi X e Gamma...) (Ghosh 2007). La radiazione di dipolo magnetico *non* è ciò che noi osserviamo poiché è emessa alla frequenza di rotazione della stella (tra 1 e qualche centinaio di Hz). Gli impulsi sono osservati a frequenze radio tipicamente nell'intervallo  $\nu \simeq 10 \text{ MHz} - 10 \text{ GHz}$  e sono caratterizzate da picchi stretti con una larghezza che è circa  $10^{-2} - 10^{-1}$  volte il periodo totale (Ghosh 2007).

## 1.4 Proprietà osservative delle pulsars

### 1.4.1 Distribuzione galattica

Le radio pulsars sono oggetti Galattici, distribuiti prevalentemente intorno al piano della nostra Galassia (vedi Figura 1.3), entro una distanza di circa 1 Kpc. La loro distribuzione è molto più dispersa di quella dei resti di supernova e dei loro presunti progenitori, le stelle di tipo OB, a causa dell'elevata velocità acquisita dalla stella di neutroni a seguito dell'esplosione (*kick velocity*).

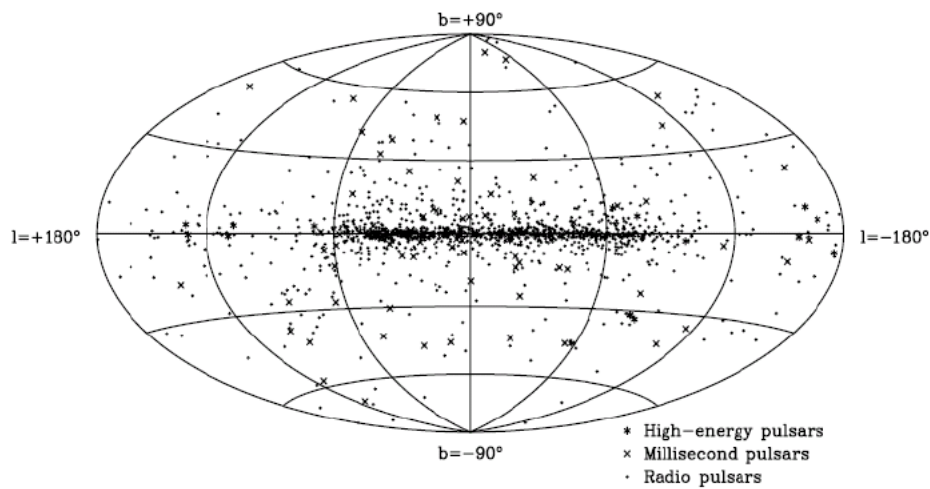


Figura 1.3: Distribuzione galattica delle 1509 radio pulsars conosciute fino a Dicembre 2004 (Manchester et al. 2005).

## 1.4.2 Proprietà degli impulsi radio

La maggior parte delle pulsars sono osservate solo a lunghezze d'onda radio ma una parte di quelle più giovani sono visibili anche in ottico, X e banda gamma (Manchester 2004). L'emissione radio delle pulsars è costituita da successioni di impulsi brevissimi e regolari nel tempo mentre la radiazione non pulsata risulta quasi nulla.

L'intensità degli impulsi, usualmente misurata in *Jansky* ( $1 \text{ Jy} = 10^{-23} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$ ), segue una legge di potenza al variare della frequenza  $\nu$  di osservazione secondo la legge:

$$S(\nu) \propto \nu^{-\alpha} \quad (1.3)$$

dove  $\alpha$  è detto *indice spettrale* e assume un valore compreso tra 2 e 4. (Ghosh 2007).

## 1.4.3 Periodi di rotazione

I periodi osservati sono compresi in un intervallo che va da qualche millisecondo a qualche secondo. Le pulsar più lente hanno un periodo compreso tra 0.1 e 10 secondi, mentre le *millisecond pulsar* hanno un periodo inferiore ai 20 millisecondi e si pensa siano prevalentemente oggetti più vecchi (Ghosh 2007). I periodi di rotazione aumentano lentamente nel tempo a causa della perdita di energia rotazionale della pulsar. Tale rallentamento (spin-down) non è perfettamente regolare. L'evoluzione del periodo di rotazione delle pulsars viene studiato effettuando un accurato studio del timing delle pulsars (misurando con precisione il tempo di arrivo del picco principale). Sovrapposto ad un rallentamento regolare, si osservano irregolarità (timing noise) di diverso tipo, non ancora ben comprese.

Il valore del periodo aumenta lentamente nel tempo anche se in alcune pulsars si osservano sporadicamente delle improvvise accelerazioni. Il fenomeno viene denominato *glitch*. Ruderman (1991) propose la prima teoria al riguardo, spiegando questi eventi come possibili *starquakes* che si verificherebbero sulla crosta della stella di neutroni e che ne provocherebbero una rottura improvvisa della superficie. Ciò causerebbe una diminuzione del momento di inerzia e conseguentemente una diminuzione del periodo di rotazione con improvvise e discontinue crescite della frequenza della pulsar (Figura 1.4). Questo raro fenomeno interessa principalmente le pulsar più giovani e fu osservato per la prima volta nella Vela pulsar nel Marzo del 1969 (Radhakrishnan & Manchester 1969; Reychley & Downs 1969): la sua frequenza crebbe improvvisamente di  $\Delta\nu/\nu \sim 2 \times 10^{-6}$  in meno di un giorno



(Ghosh 2007). In tempi più recenti, la Vela pulsar ha mostrato 3 glitches significativi, riportati nella Tabella 1.1.

Tabella 1.1: Date dei glitch recenti della Vela pulsar.

Data	MJD	$\Delta\nu/\nu^*$ [10 <sup>-9</sup> ]	$\dot{\Delta}\nu/\dot{\nu}^\dagger$ [10 <sup>-3</sup> ]
7 Luglio 2004	53193.09	2100	-
12 Agosto 2006	53959.93	2620	230(40)
20 Settembre 2013	56555.871	3100	148 (1)

NOTE: Dati tratti da: *ATNF Pulsar Catalogue*

(<http://www.atnf.csiro.au/people/pulsar/psrcat>).

\* variazione della frequenza  $\nu$  rispetto alla frequenza di rotazione.

† derivata prima della variazione della frequenza  $\nu$  rispetto alla frequenza di rotazione.

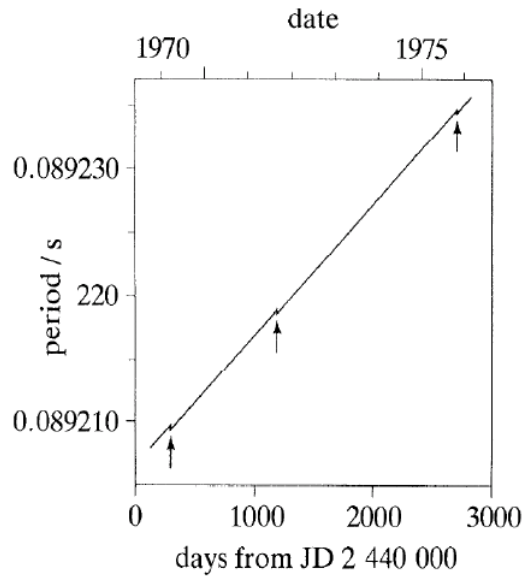


Figura 1.4: Il periodo della Vela pulsar ha mostrato nell'arco di otto anni tre *glitches* (Lyne et al. 1992).

#### 1.4.4 Forme dell'impulso

L'impulso integrato su diversi periodi di rotazione ha forme diverse da pulsar a pulsar (vedi Figura 1.5) ed è dominato da una singola o doppia componente che occupa circa il 2-10 per cento dell'intero periodo di rotazione (Ghosh 2007). Il picco più debole viene chiamato *interpulse*. Si ritiene che i due impulsi rappresentino l'emissione dei due poli magnetici della stella di neutroni, entrambi visibili perché l'asse magnetico è quasi perpendicolare all'asse di rotazione. Contrariamente, le pulsars con un solo impulso visibile hanno probabilmente l'asse magnetico meno fortemente inclinato rispetto all'asse di rotazione e questo permette di vedere uno solo dei due poli magnetici (quello che interseca la linea di vista) (Ghosh 2007).

Studiando la forma dell'impulso nelle diverse bande elettromagnetiche si può osservare che alcune componenti sono allineate. Dallo studio di questi allineamenti/disallineamenti si possono cercare di comprendere la geometria della regione di emissione, la struttura del campo magnetico e la posizione relativa delle diverse regioni di emissione dell'impulso.

L'osservazione della forma dell'impulso di una pulsar non è banale perché raramente è sopra il livello del rumore; si deve perciò eseguire il *folding* dei dati sommando un certo numero di impulsi consecutivi (profilo integrato). La forma dell'impulso integrato è ben definita e può essere considerata come l'impronta della pulsar. Una volta ottenuto il profilo integrato di un'osservazione si può determinare il Time Of Arrival (TOA) del picco principale in esso contenuto, espresso come somma del tempo di inizio dell'osservazione e del tempo corrispondente alla fase del picco principale. Tale tempo è usualmente espresso in MJD, o giorno giuliano modificato, che utilizza un conteggio convenzionale del tempo in termini di giorni (e relative frazioni) trascorsi dalla mezzanotte del 17 Novembre 1858.

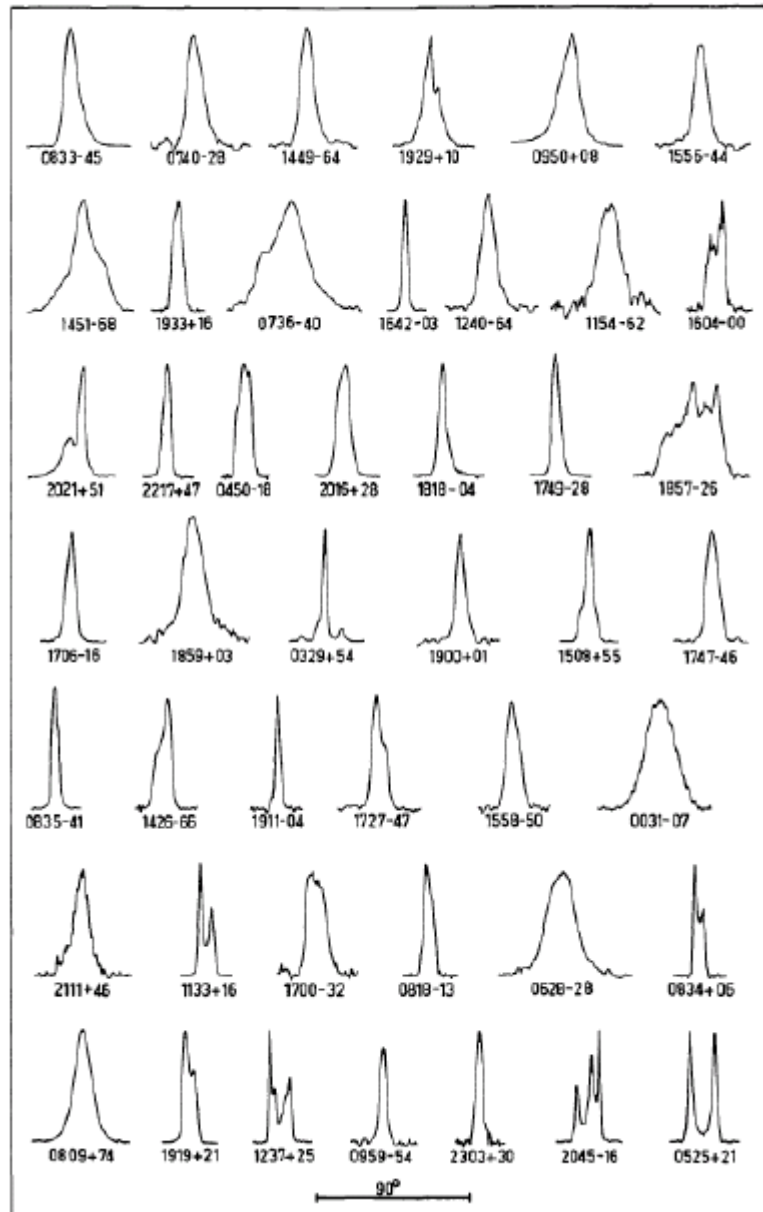


Figura 1.5: Esempi di forme di impulso di alcune pulsars alle frequenze radio di 400 - 650 MHz in ordine di periodo crescente (Manchester & Lyne 1977).

### 1.4.5 Cambiamenti secolari del periodo

Le variazioni regolari a lungo termine del periodo di rotazione vengono misurate tramite le derivate della frequenza  $\dot{\nu}$  e  $\ddot{\nu}$  che sono in relazione con la derivata del periodo  $\dot{P}$  e della velocità angolare di rotazione  $\Omega = 2\pi/P$ :

$$\frac{\dot{P}}{P} = -\frac{\dot{\Omega}}{\Omega} = -\frac{\dot{\nu}}{\nu} \quad (1.4)$$

$$\ddot{\nu} = \frac{2\dot{P}^2}{P^3} - \frac{\ddot{P}}{P^2} \quad (1.5)$$

Se l'emissione di radiazione della pulsar è di puro dipolo magnetico il rallentamento della velocità di rotazione è descritto dalla relazione (Ghosh 2007):

$$\dot{\Omega} = -K\Omega^3, \quad K \equiv \frac{2\mu^2 \sin^2(\alpha)}{3Ic^3}. \quad (1.6)$$

dove  $\mu$  è il momento di dipolo magnetico,  $I$  il momento di inerzia della stella e  $\alpha$  l'angolo di inclinazione tra l'asse di rotazione e quello magnetico. Se il meccanismo di perdita di energia che causa il rallentamento (spin-down) è diverso possiamo scrivere:

$$\dot{\Omega} = -K\Omega^n, \quad (1.7)$$

dove l'indice  $n$  varia a seconda del meccanismo e viene definito *braking index*. Differenziando la legge di *spin down* si ottiene (Lyne & Graham-Smith 2006):

$$n = \frac{\Omega\ddot{\Omega}}{\dot{\Omega}^2} = \frac{\nu\ddot{\nu}}{\dot{\nu}^2} = 2 - \frac{P\ddot{P}}{\dot{P}^2}. \quad (1.8)$$

Nel caso di emissione di puro dipolo magnetico  $n=3$  (Ghosh 2007). Il *braking index* può essere misurato direttamente dall'analisi del timing (misura della frequenza di rotazione e delle sue derivate) della pulsar.

In termini della frequenza e della sua derivata prima si può definire anche l'età caratteristica di una pulsar nel modo seguente:

$$\tau = -\frac{1}{n-1} \frac{\Omega}{\dot{\Omega}} = -\frac{1}{n-1} \frac{\nu}{\dot{\nu}} = \frac{1}{n-1} \frac{P}{\dot{P}}. \quad (1.9)$$

Essa fornisce una stima indicativa dell'età della pulsar, assumendo che lo spin-down sia stato abbastanza regolare.

### 1.4.6 Diagramma $P - \dot{P}$

Un modo consueto di rappresentare le radio pulsars è attraverso il diagramma  $P - \dot{P}$  (Figura 1.6). Come si osserva in tale diagramma le pulsars sono divise in due gruppi (Ghosh 2007): il primo, con grandi  $\dot{P}$  e un periodo lungo, tra 0.1 e 1 secondo, corrisponde a stelle di neutroni nella prima fase della loro vita; il secondo gruppo invece ha un  $\dot{P}$  piccolo e periodi dell'ordine dei millisecondi e corrisponde a stelle più vecchie, che sono state accelerate durante la fase di accrescimento in un sistema binario. Le pulsars normali, con un campo magnetico costante e senza interazioni in sistemi binari, si muoverebbero in questo diagramma verso destra lungo linee tratteggiate a campo costante.

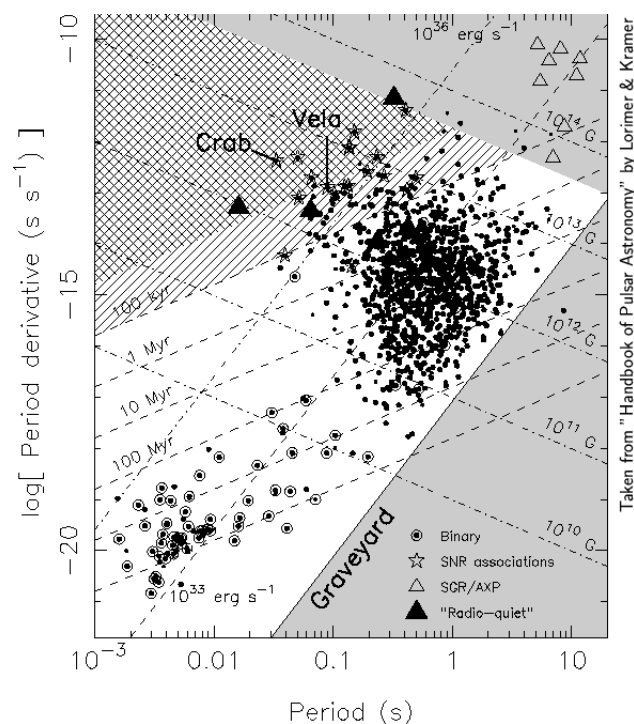


Figura 1.6: Diagramma  $P - \dot{P}$  con le radio pulsars isolate ed altri tipi di pulsars (binarie, *radio-quiet*, soft-gamma repeaters (SGRs) e pulsar X anomale (AXPs)). Sono rappresentate le linee di età caratteristica, campo magnetico e luminosità di spin-down costante. Le pulsars binarie sono identificate da un cerchio. La linea in basso rappresenta la *death line* che separa le pulsars attive da quelle che non hanno più emissione radio. L'area grigia nell'angolo in alto a destra indica la regione superficiale con un campo magnetico che supera i  $4.4 \times 10^{13}$  G.

## 1.5 Oggetto della nostra analisi: Vela Pulsar

Tra le pulsar osservate con il contatore veloce di fotoni IquEye (vedi Capitolo 2) c'è PSR B0833-45 o PSR J0835-4510, o meglio conosciuta come Vela pulsar, una delle poche visibili con il telescopio NNT e che emette radiazione nella banda ottica. La Vela pulsar è una delle sorgenti radio e gamma più intense. La sua magnitudine ottica è  $V \sim 23.6$  (Mignani & Caraveo 2001); ha un'età caratteristica di circa 11 kyr (Caraveo & Bignami 1989) e si trova nel cielo australe a una distanza di 290 pc (Pellizzoni et al. 2010).

Questa pulsar fu scoperta durante una survey alla ricerca di pulsars nel cielo australe (Large et al. 1968). Gli impulsi mostrarono immediatamente una periodicità di 89 ms, cosa che la rese la pulsar con il periodo di rotazione più breve. Large, Vaughan e Mills (1968), notarono che la pulsar era situata al centro della nebulosa Vela, che ha un diametro tra i  $4^\circ$  e i  $5^\circ$ , già conosciuta per essere una sorgente radio (Figura 1.7). Rispetto alla Crab pulsar, la sorgente è molto più debole in banda ottica e gli impulsi ottici furono scoperti solo dopo una prolungata campagna osservativa tramite un sistema a doppio fotometro montato su di un radiotelescopio australiano (Wallace et al. 1977). La Vela presenta un forte impulso gamma con un profilo molto diverso dal radio (Lyne & Graham-Smith 2006). I raggi X sono dominati da radiazione termica proveniente dalla superficie della stella di neutroni. La Figura 1.8 mostra i profili integrati della Vela nel radio, nell'ottico e nel gamma. Nella regione gamma si osservano due componenti separate da  $1/4$  di fase mentre le due componenti ottiche si trovano ad una distanza in fase più piccola, tra i due picchi del gamma e potrebbero essere associati all'emissione gamma continua. L'impulso radio precede il primo picco gamma, fenomeno che potrebbe essere causato dalla diversa posizione della regione di emissione e/o dalla diversa geometria del campo magnetico. (Lyne & Graham-Smith 2006).



Figura 1.7: Resti della Supernova Vela in luce visibile. Nel riquadro in alto a destra un ingrandimento della regione intorno alla pulsar, con delle strutture che rivelano la sua interazione con l'ambiente circostante. L'immagine è stata tratta da <http://apod.nasa.gov/apod/ap070213.html>.

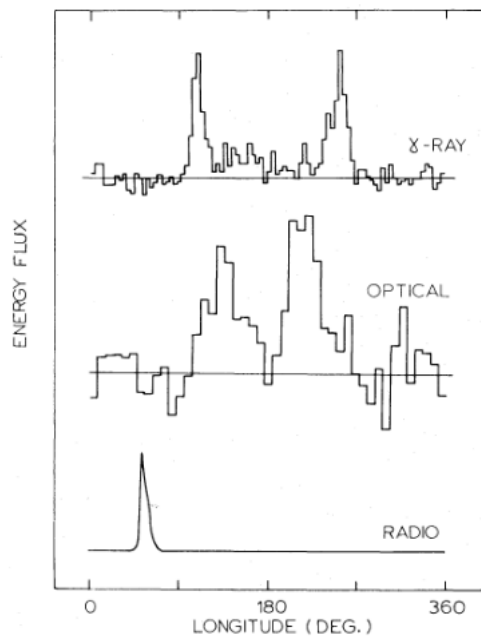


Figura 1.8: Forme dell'impulso della pulsar Vela alle frequenze radio, ottico e gamma. (Manchester & Lyne 1977)





# Capitolo 2

## AquEye e IquEye

### 2.1 Contatori di fotoni ad elevatissima risoluzione temporale

AquEye e IquEye, sono due contatori di fotoni estremamente veloci ed accurati. Sono stati costruiti come prototipi di futura strumentazione in grado di avere la più alta risoluzione temporale per applicazioni astronomiche. AquEye (Asiago Quantum Eye, vedi Figura 2.1), è installato ad Asiago sul telescopio Copernico di 182 cm a Cima Ekar (Barbieri et al. 2009). IquEye (Italian Quantum Eye) è stato installato al telescopio NTT di 360 cm dell'E-SO (Naletto et al. 2009) e più di recente anche al William Herschel Telescope e al Telescopio Nazionale Galileo a La Palma.

L'utilizzo di grandi telescopi offre un enorme incremento di sensibilità per studiare le variabilità di sorgenti astrofisiche su una scala temporale del milli-, micro- e nano-secondo. Poiché i fenomeni astrofisici sono spesso aperiodici e la loro esatta scala temporale è variabile, gli studi sui tempi di arrivo dei fotoni devono essere di tipo statistico ed eseguiti su un grande numero di eventi. Alcuni tipi di fenomeni vengono studiati attraverso le funzioni di correlazione del campo elettromagnetico. Le funzioni di correlazione del secondo ordine aumentano col quadrato dell'intensità della luce raccolta, quindi al raddoppiare del diametro del telescopio l'area si quadruplica e il segnale aumenta di un fattore sedici; da qui si capisce l'utilità di telescopi di grandi dimensioni. Tuttavia, per lo studio di fenomeni nell'ambito della più tradizionale *high time resolution astrophysics*, quali il timing delle pulsars, anche telescopi di classe 2 e 4 m sono sufficienti per garantire un'ottima statistica.



Figura 2.1: Aqueye (sotto) e la sua versione aggiornata Aqueye+ (sopra) installati al telescopio Copernico di Cima Ekar, ad Asiago.

### 2.1.1 Configurazione ottica e sistema di acquisizione di AquEye e IquEye

AquEye e IquEye hanno quattro canali indipendenti ciascuno con un *single photon avalanche diod* (SPAD) come detector (Figura 2.2). Il fascio ottico in ingresso viene diviso in quattro tramite una piramide inserita dopo un pinhole che definisce l'apertura in cielo (Naletto et al. 2009). Ciascun fascio viene focalizzato sul corrispondente SPAD. La prestazione ottica dello strumento è buona a tutte le lunghezze d'onda tra 420 a 750 nm. L'allineamento ottico dei quattro canali di AquEye non è un lavoro semplice ma è necessario per focalizzare le quattro diverse immagini di entrata negli SPADs, che hanno un'area di sensibilità circolare con un diametro di 50-100  $\mu\text{m}$ . Questi detectors riescono a tollerare la luce diurna e sono regolati termoelettricamente a una temperatura di circa  $-10^\circ\text{C}$ . Il loro dark count è di circa 50-100 conteggi/sec e hanno un'accuratezza temporale di circa 20-30 ps (Barbieri et al. 2009). La parte opto-meccanica a monte della piramide comprende un riduttore di focale con ruote portafiltri, uno specchio fessurato (AquEye) o forato (IquEye) ed una camera di campo (Naletto et al. 2009). I dati non ridotti (*raw data*) relativi ai tempi di arrivo dei fotoni che arrivano da ogni SPAD vengono acquisiti attraverso un sistema hardware e software delicato e salvati nella memoria di un computer. Il sistema di acquisizione dei dati (Figura 2.3) utilizza un oscillatore a rubidio e un ricevitore GPS, che permette di assegnare un tempo di arrivo ai fotoni riferito al UTC (Coordinated Universal Time) con un'accuratezza superiore a 0,5 ns in un'ora di osservazione. Più del 90% del flusso incidente viene focalizzato sulla parte attiva del rivelatore. Il *dead time* di ciascun SPAD, cioè il tempo dopo il rilevamento di un fotone durante il quale il detector è insensibile, è di 75 ns (Naletto et al. 2009).

## 2.2 Osservazione delle curve di luce delle Pulsars

In astronomia una curva di luce è un grafico che mostra l'andamento della luminosità di un oggetto o di una regione celeste in funzione del tempo. La luce è in genere misurata in una particolare frequenza o banda spettrale. Le curve di luce possono essere periodiche, come nel caso delle pulsars, delle binarie a eclisse, delle variabili Cefeidi e di altre variabili periodiche, per il transito di pianeti extrasolari, oppure aperiodiche, come le curve di luce di una nova, di una variabile cataclismica, di una supernova o di microlenti gravitazionali. Lo studio delle curve di luce, assieme ad altre osservazioni,



Figura 2.2: Realizzazione opto-meccanica di AquEye e IquEye. Sopra la piramide il pinhole definisce l'apertura del cielo e l'allineamento del banco ottico. Sono visibili i 4 canali alla fine dei quali vengono posizionati i detectors.

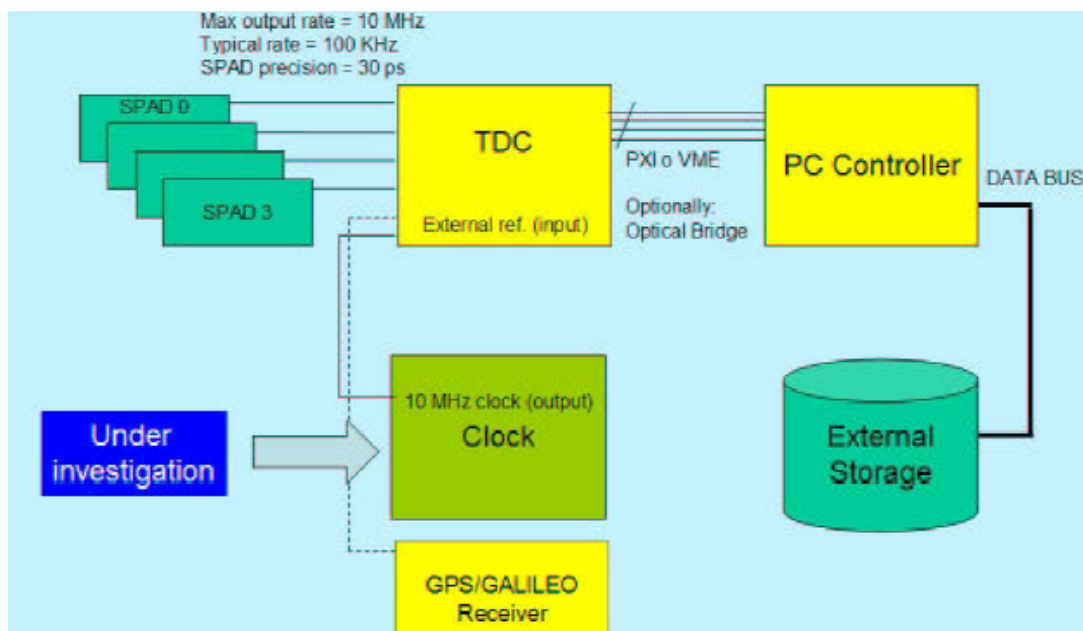


Figura 2.3: Schema del sistema di acquisizione dati di AquEye e IquEye (Barbieri et al. 2007).

fornisce molte informazioni sui processi fisici che le generano e sul periodo di rotazione. Nel caso in cui la periodicità sia su tempi molto brevi, come per le pulsars, per studiare il segnale è necessario utilizzare tecniche di analisi delle curve di luce più sofisticate, quali l'analisi di Fourier.

AquEye e IquEye sono stati proficuamente utilizzati in questi anni per osservare ed ottenere serie temporali e curve di luce molto accurate delle pulsars ottiche (Gradari et al. 2011, Germanà et al. 2012, Zampieri et al. 2014).



# Capitolo 3

## Analisi dei dati

In questa Tesi abbiamo analizzato le osservazioni della Vela pulsar ottenute con IquEye, calcolandone le curve di luce e lo spettro di potenza. Questa analisi è stata effettuata utilizzando il software di analisi temporale XRONOS (versione 5.22) (Stella & Angelini 1992), parte del *package* di analisi dati HEASOFT <sup>1</sup>, distribuito dalla NASA. Sebbene il programma sia stato sviluppato per l'analisi dati in banda X e Gamma, la tipologia dei nostri dati (serie temporali) ed il tipo di analisi che vogliamo effettuare sono del tutto simili e quindi esso si presta bene ai nostri scopi.

Il software include una serie di programmi (*tasks*) che effettuano diversi tipi di operazione ed analisi sui dati. Noi abbiamo utilizzato i seguenti *tasks* che verranno descritti più in dettaglio in questo capitolo: `lightcurve`, `powspec`, `esearch`, `efold`. In Figura 3.1 è mostrato lo schema che riassume i principali steps dell'analisi temporale eseguiti con il software XRONOS.

---

<sup>1</sup><http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/software/lheasoft/>

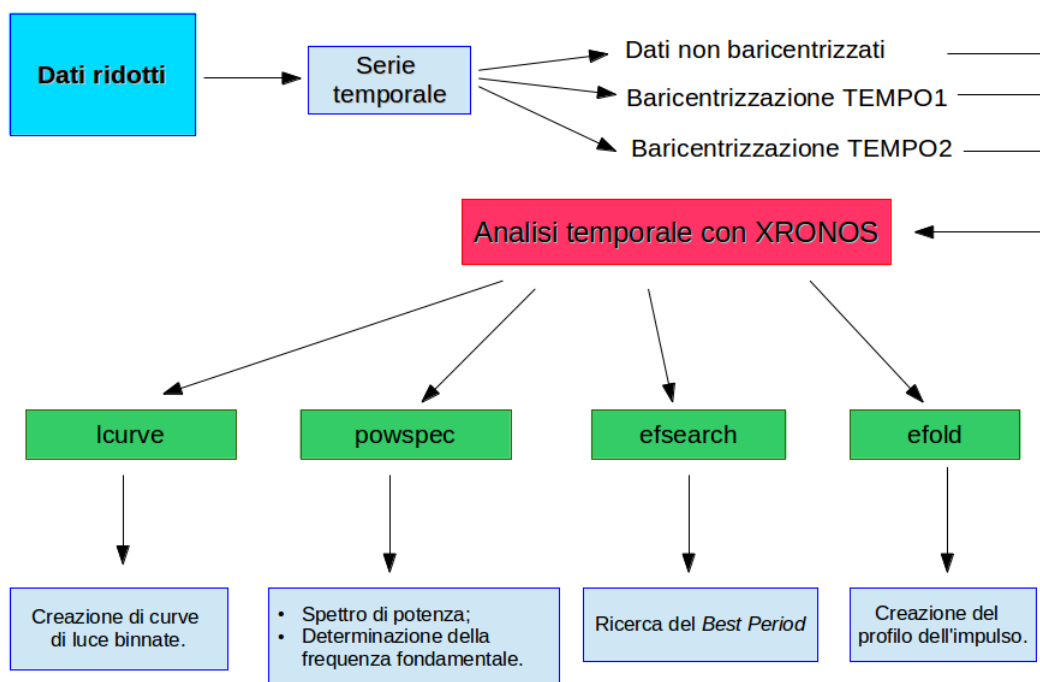


Figura 3.1: Schema riassuntivo del procedimento di analisi temporale.



## 3.1 Curve di luce

Nella prima parte della nostra analisi abbiamo creato le curve di luce binnate di tutte e quindici le osservazioni della Vela pulsar effettuate nel 2009 (vedi Cap. 4)

Le curve di luce vengono prodotte partendo da una serie temporale (*event list*), un file che contiene il tempo di arrivo di ogni singolo fotone (baricentrizzato in modalità **TEMPO2**<sup>2</sup>). La durata dell'osservazione viene divisa in un certo numero di bin temporali di durata prefissata. In ciascun bin vengono sommati tutti i fotoni con tempo di arrivo compreso nell'intervallo considerato. I conteggi per bin così ottenuti vengono poi rappresentati in funzione del tempo (Figura 3.2).

Il *task lcurve* di XRONOS calcola la curva di luce a partire da una serie temporale. I dati in input sono in formato Flexible Image Transport System (FITS). In questa analisi abbiamo considerato bins di diversa durata. I risultati riportati di seguito si riferiscono a bins di 1 s e 0.001 s. Il *task lcurve* restituisce un plot (conteggi/sec in funzione del tempo) e le curve in formato FITS (da cui sono poi stati estratti i files in formato ASCII). Esse sono state poi visualizzate e analizzate utilizzando il pacchetto software standard `gnuplot`<sup>3</sup>.

---

<sup>2</sup>I tempi di arrivo vengono riferiti a un osservatore che si trova nel baricentro del Sistema Solare, il cui orologio è sincronizzato con quello di un osservatore inerziale lontano. Questo a causa del fatto che i tempi di arrivo registrati a Terra sono influenzati da diversi effetti, incluso il moto della Terra. Queste correzioni possono essere fatte in due diverse modalità: **TEMPO1** e **TEMPO2**, che differiscono per l'accuratezza temporale e per la definizione del sistema dei tempi (Hobbs et al. 2006; Edwards et al. 2006).

<sup>3</sup><http://www.gnuplot.info/>

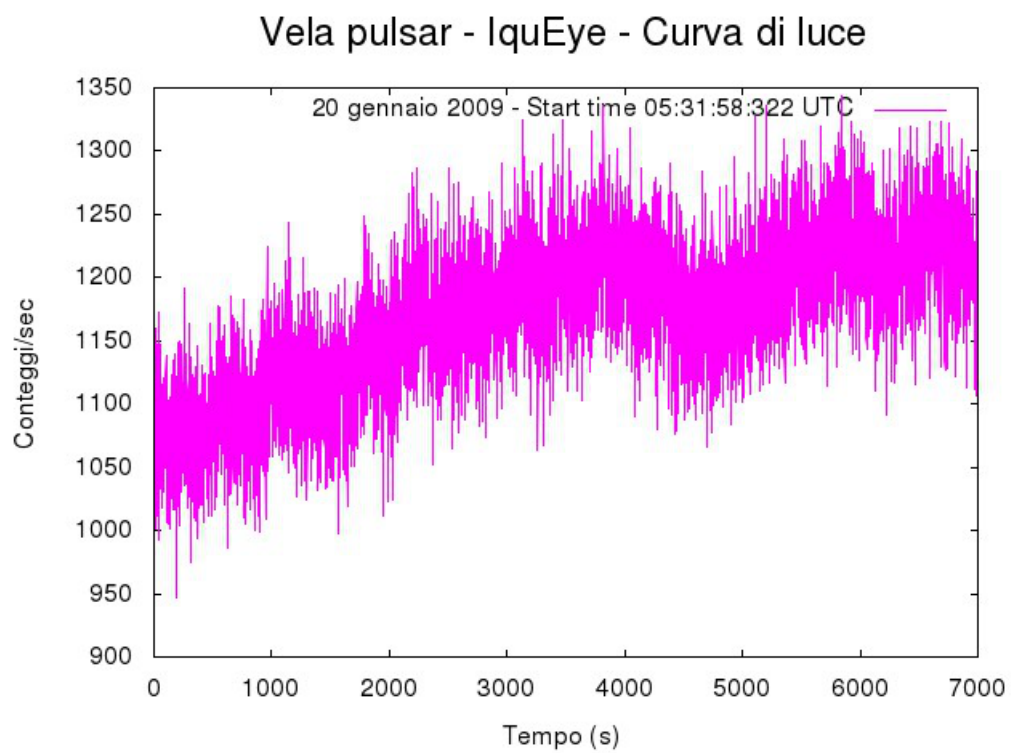


Figura 3.2: Esempio di curva di luce binnata a 1 secondo di un'osservazione IquEye della Vela pulsar (20 gennaio 2009, 05:31:58.3 UTC; vedi Tab. 4.1 nel Cap. 4).

## 3.2 Spettro di potenza

Dopo aver binnato la curva di luce abbiamo calcolato la densità spettrale di potenza (tramite il *task powspec*). Lo spettro di potenza è utile per individuare eventuali periodicità in un segnale, in particolare su tempi molto brevi (sotto il secondo), e viene calcolato applicando la trasformata di Fourier. Più brevi saranno gli intervalli di campionamento e più breve sarà il periodo minimo misurabile. Il teorema di Nyquist afferma che la frequenza utilizzata per il campionamento del segnale debba essere pari al doppio della massima frequenza  $f_{max}$  del segnale da misurare, il che assicura la perfetta ricostruzione del segnale. La frequenza  $2f_{max}$  è chiamata frequenza di Nyquist. E' importante che la frequenza di campionamento abbia sempre un valore superiore rispetto alla frequenza di Nyquist in modo tale da evitare il noto problema dell'*aliasing*, ossia della sovrapposizione delle repliche dello spettro.

Abbiamo quindi calcolato gli spettri di potenza delle osservazioni applicando *powspec* alle curve la curva di luce con maggior risoluzione temporale, cioè quelle con bin di 0.001 s. I dati in input e output sono sempre in formato FITS. Un esempio di spettro di potenza di un'osservazione è mostrato in Figura 3.3. Confrontando tutti gli spettri di potenza ottenuti è stato possibile vedere quali osservazioni presentavano un buon segnale rispetto a quelle in cui dominava il *white noise*, rumore bianco caratterizzato da un'ampiezza costante su tutto lo spettro in frequenza. Nelle osservazioni con segnale abbiamo determinato le frequenze dei picchi ben definiti che segnalano la presenza di periodicità. La risoluzione in frequenza, pari all'inverso della durata dell'osservazione, è di circa  $10^{-4}$ Hz, per le due osservazioni più lunghe. Ad essa corrisponde una risoluzione temporale pari a 1 microsecondo.

### Vela pulsar - IquEye - Densità spettrale di potenza

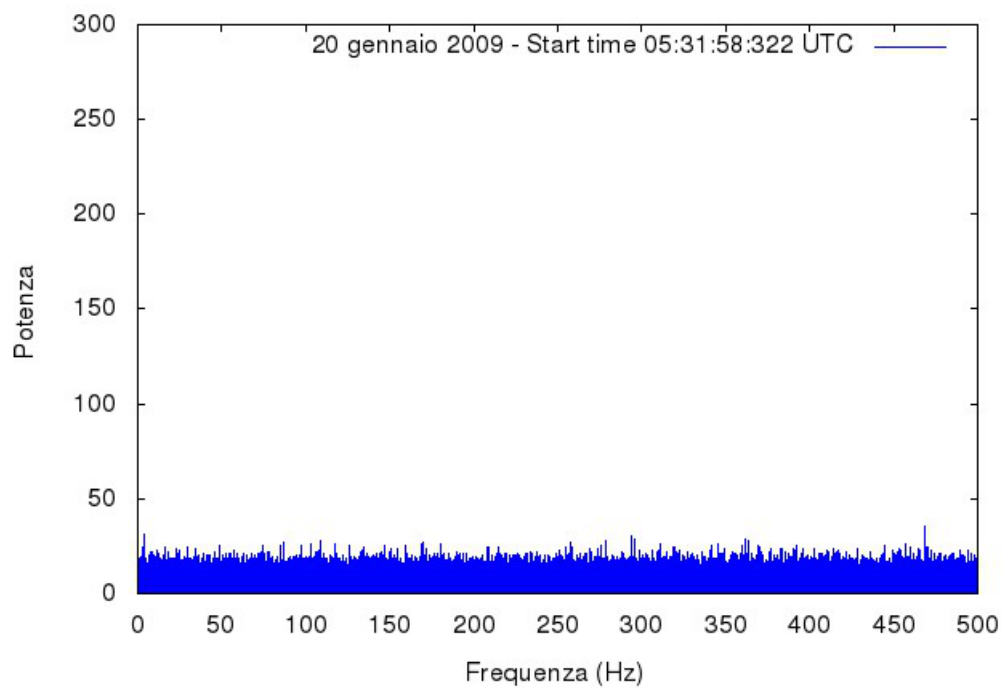


Figura 3.3: Esempio di spettro di potenza di un'osservazione IquEye della Vela pulsar (20 gennaio 2009, 05:31:58.3 UTC; vedi Tab. 4.1).

### 3.3 Efsearch

Il lavoro di analisi continua solo sulle osservazioni che mostrano la presenza di un segnale sufficientemente significativo rispetto al rumore di fondo. La determinazione accurata del periodo di rotazione avviene nel modo seguente. Stimiamo il periodo  $P_f$  dal picco a più bassa frequenza nello spettro di potenza e consideriamo una serie temporale  $y_i$  binnata che foldiamo<sup>4</sup> con  $N_b$  bins di fase utilizzando diversi valori del periodo. Verifichiamo che la serie temporale foldata abbia un andamento costante usando il  $\chi^2$ :

$$\chi^2 = \sum_{j=1}^{N_b-1} \left( \frac{y_j - \bar{y}}{e_j} \right)^2 \quad (3.1)$$

dove  $y_j$  ed  $e_j$  sono i conteggi ed il relativo errore nel j-esimo bin,  $\bar{y}$  il valor medio.

- Se il periodo non è quello corretto:  $\chi^2 \simeq N_b-1$  perché i bin non si sommano in fase.
- Se il periodo è corretto:  $\chi^2 \gg N_b-1$  perché i bin si sommano in fase e le serie temporali foldate risultanti deviano in modo significativo da un valore costante.

Il *Best Period*  $P_b$  è quello che massimizza il  $\chi^2$ .

Il *task efsearch* ricerca le periodicità in una serie temporale, sempre in formato FITS, foldando i dati su un range di periodi, nel nostro caso 128, e determina il massimo valore del  $\chi^2$  in funzione del periodo.

Partendo dal periodo misurato, con una precisione del microsecondo, utilizzando la frequenza fondamentale nello spettro di potenza iteratamente utilizzando la stima ottenuta nell'iterazione precedente come valore di partenza aumentando la risoluzione temporale fino al nanosecondo in modo da ottenere la migliore stima del periodo di rotazione della pulsar.

Risoluzioni temporali inferiori al nanosecondo non sono raggiungibili con la qualità dei dati a disposizione, come discusso nel Cap.4.

---

<sup>4</sup>La tecnica del *folding* verrà spiegata nel prossimo paragrafo.

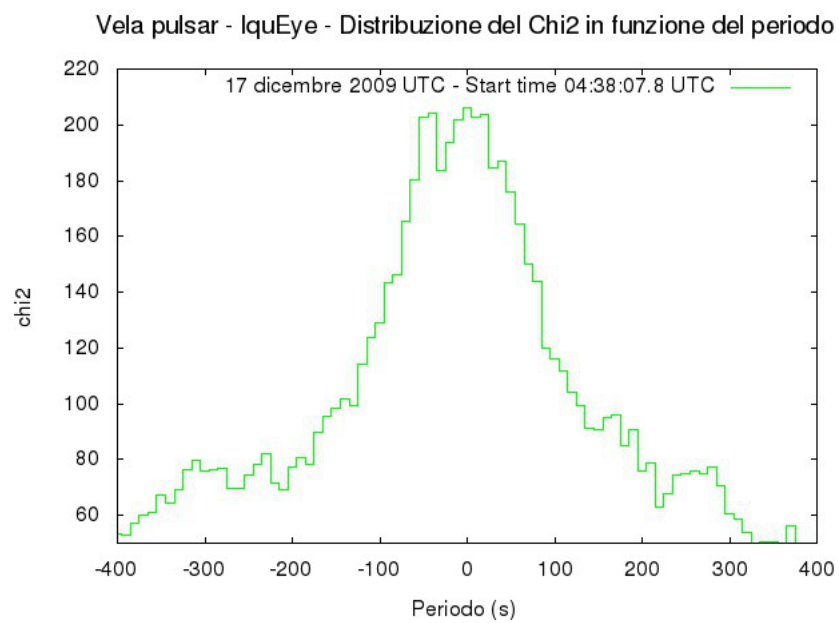


Figura 3.4: Esempio della distribuzione del  $\chi^2$  in funzione del periodo di rotazione per un'osservazione IquEye della Vela pulsar (17 Dicembre 2009, 04:38:07.3 UTC; vedi Tab. 4.1).

### 3.4 Efold

L'ultimo step dell'analisi consiste nell'utilizzare il *task efold* e creare le curve di luce folded a partire dal *Best Period*  $P_b$  determinato con il *task efsearch* nel modo descritto nel precedente paragrafo. Dobbiamo produrre il profilo integrato per ogni periodo, applicando la procedura di folding ai dati. Le serie temporali relative ad ogni singolo canale sono suddivise in intervalli di durata  $\Delta t_n$  di ampiezza uguale al periodo candidato e sono poi sommati tra loro (Figura 3.5).

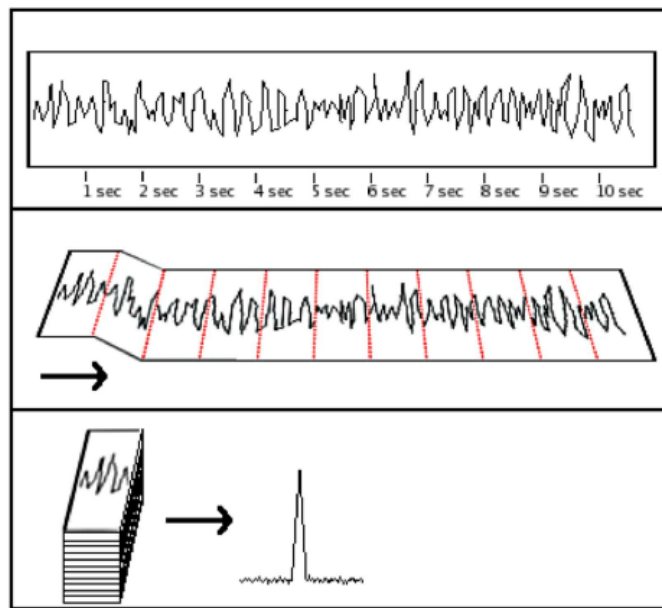


Figura 3.5: Illustrazione del procedimento di folding. Il pannello superiore riporta una serie temporale, il pannello centrale indica la suddivisione in intervalli corrispondenti al periodo candidato, il pannello inferiore rappresenta il profilo integrato.

I dati di input e output sono sempre in formato FITS. Ciò che si ottiene è il profilo dell'impulso osservato, come mostrato in Fig. 3.6. La fase rappresentata in figura è definita dalla relazione:

$$\phi = f_r \left[ \frac{(t - t_0)}{P_b} \right] \quad (3.2)$$

dove  $f_r[\dots]$  indica la parte frazionaria e  $t_0$  è un tempo di riferimento.

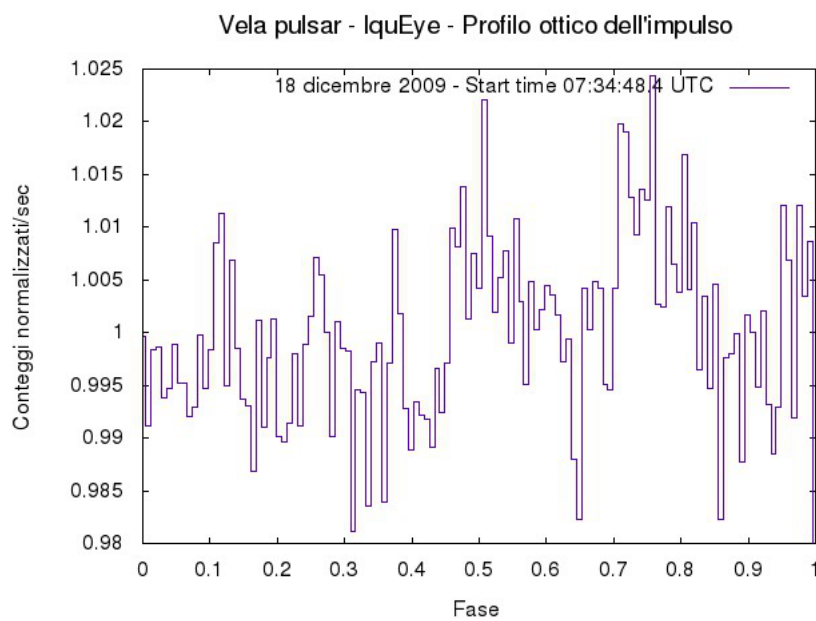


Figura 3.6: Esempio di curva di luce folded di un'osservazione IquEye della Vela pulsar (18 Dicembre 2009, 07:34:48.4 UTC; vedi Tab. 4.1). Sull'asse delle ordinate sono rappresentati i conteggi per bin in fase normalizzati al valor medio calcolato su tutto il periodo; sull'asse delle ascisse è rappresentata la fase  $\phi$  definita nel testo.



# Capitolo 4

## Risultati

In questa Tesi abbiamo analizzato le osservazioni della Vela pulsar effettuate con IquEye montato sul telescopio NTT dell'ESO nel 2009. Il *log* delle osservazioni, con la relativa durata, è riportato in Tabella 4.1. Abbiamo inizialmente calcolato le curve di luce con bin di 1 s per verificare la qualità delle osservazioni e scartare quelle che avessero eventualmente mostrato un'emissione di background elevata o variabile. La prima fase del lavoro di analisi consiste nel selezionare le osservazioni che mostrano un segnale significativo. Abbiamo quindi calcolato lo spettro di potenza di tutte le osservazioni, in Tabella 4.1, con un bin di 1 ms e abbiamo continuato il lavoro di analisi solamente sulle tre osservazioni che mostravano la presenza di picchi evidenti nello spettro di potenza (vedi Tab. 4.2). La maggior parte delle osservazioni presenta infatti uno spettro di potenza dominato da *white noise*.

Tabella 4.1: Osservazioni della Vela pulsar effettuate con IquEye a NTT nel 2009.

	Osservazioni	Start time (UTC)	Start time (MJD)	Durata [s]
1	20090119-070620UTC_vela	19 gennaio 07:16:15.8	54850.302960	72.0
2	20090119-071240UTC_vela.	19 gennaio 07:18:03.8	54850.304210	878,1
3	20090119-073755UTC_vela_ph_300.	19 gennaio 07:43:23.8	54850.321803	3617
4	20090120-052536UTC_vela.	20 gennaio 05:31:58.3	54851.230534	7207.1
5	20091214-081325UTC_b0833-45-NT	14 dicembre 08:16:21.4	55179.344692	1264.0
6	20091216-035420UTC_vela-NTT	16 dicembre 04:01:03.7	55181.167403	5.0
7	20091216-040003UTC_vela-NTT.	16 dicembre 04:03:08.7	55181.168850	7740.2
8	20091216-060939UTC_cielo_vela-NTT.	16 dicembre 06:14:09.1	55181.259827	301.0
9	20091216-064816UTC_vela-200um-NTT	16 dicembre 06:51:19.2	55181.285638	3601.0
10	20091217-034741UTC_sky-vela-NTT.	17 dicembre 03:51:06.7	55182.160494	301.0
11	20091217-040317UTC_vela-NTT	17 dicembre 04:06:44.0	55182.171342	1827.0
12	20091217-043458UTC_vela-NTT.	17 dicembre 04:38:07.8	55182.193145	10798.8
13	20091217-073602UTC_vela-NTT.	17 dicembre 07:39:53.3	55182.319368	2693.6
14	20091218-042650UTC_vela-NTT.	18 dicembre 04:30:07.8	55183.187590	10798.3
15	20091218-073137UTC_vela-NTT	18 dicembre 07:34:48.4	55183.315835	2716.8

## 4.1 Analisi delle curve di luce delle osservazioni con segnale

In questo paragrafo riportiamo i risultati dell'analisi delle curve di luce binnate a 1 s delle osservazioni più significative (Figura 4.1) calcolate come descritto nel paragrafo 3.1. L'osservazione di più breve durata, quella del 18 Dic. 2009, 07:34:48.4 UTC, mostra inizialmente un segnale regolare ma, verso la fine dell'acquisizione si nota un aumento significativo delle fluttuazioni rumorose, forse dovute al passaggio di nuvole sottili. Questa osservazione, durata circa un quarto delle altre due, è quella in cui sono stati accumulati meno fotoni e perciò mostra un segnale meno intenso.

L'osservazione del 17 Dic. 2009, 04:38:07.8 UTC, in un primo momento mostra anch'essa un buon segnale. La tasso dei conteggi sui 4 SPADs è circa 1300 conteggi/secondo. Tuttavia, con il passare del tempo, il background aumenta probabilmente a causa del passaggio di consistenti velature in cielo che aumentano la quantità di luce diffusa raccolta dagli SPADs.

L'osservazione del 18 Dic. 2009, 04:30:07.8 UTC, risulta essere quella con il segnale più pulito e stabile, senza contaminazioni dovute al background.

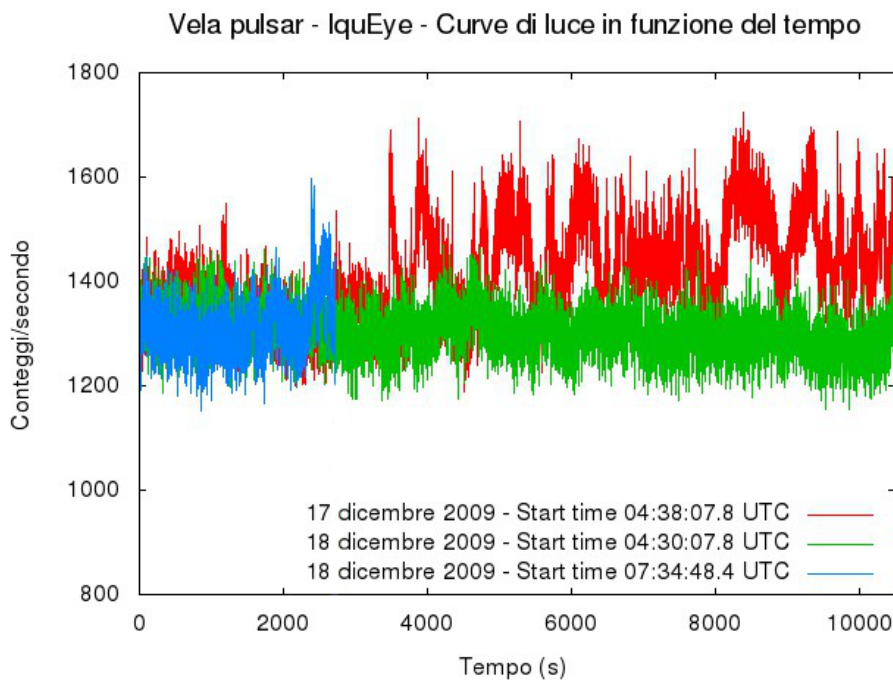


Figura 4.1: Curve di luce con bin temporale di 1 s delle 3 osservazioni con segnale significativo (vedi Tab. 4.2).

## 4.2 Spettro di potenza e quarta armonica

La fase successiva prevede un'analisi accurata degli spettri di potenza delle tre osservazioni con miglior segnale, calcolato come descritto nel paragrafo 3.2.

In tutte e tre le osservazioni si vede un picco molto stretto ad una frequenza di 11.1898 Hz (vedi Tab.4.2). Nell'osservazione del 18 Dic. 2009, 07:34:48.4 UTC, (Fig. 4.4) il picco è piuttosto debole. Nelle osservazioni del 17 Dic. 2009, 04:38:07.8 UTC, (Fig. 4.2) e del 18 Dic. 2009, 04:30:07.8 UTC, (Fig. 4.3) è ben visibile anche un secondo picco attorno a 50 Hz.

Tabella 4.2: Picchi significativi presenti nello spettro di potenza.

Osservazioni		$\nu_1^*$ [Hz]	$\nu_2^*$ [Hz]	$\chi_{\max}^2$ †
1	20090119-070620UTC_vela	-	-	-
2	20090119-071240UTC_vela.	-	-	-
3	20090119-073755UTC_vela_ph_300.	-	-	-
4	20090120-052536UTC_vela.	-	-	-
5	20091214-081325UTC_b0833-45-NT	-	-	-
6	20091216-035420UTC_vela-NTT	-	-	-
7	20091216-040003UTC_vela-NTT.	-	-	-
8	20091216-060939UTC_cielo_vela-NTT.	-	-	-
9	20091216-064816UTC_vela-200um-NTT	-	-	-
10	20091217-034741UTC_sky-vela-NTT.	-	-	-
11	20091217-040317UTC_vela-NTT	-	-	-
12	20091217-043458UTC_vela-NTT.	11.1898	44.7593	207
13	20091217-073602UTC_vela-NTT.	-	-	-
14	20091218-042650UTC_vela-NTT.	11.1898	44.7593	311
15	20091218-073137UTC_vela-NTT	11.1898	-	148

NOTE: La significatività<sup>a</sup> del picco dell'armonica fondamentale del 17 Dic. 2009 è maggiore di  $4\sigma$ ; in quelle del 18 Dic. 2009 è maggiore di  $5\sigma$ . Nelle altre osservazioni non ci sono picchi significativi sopra i  $3\sigma$ .

\* frequenza dei picchi significativi osservati.

† valore massimo della distribuzione del  $\chi^2$  (Fig. 4.6).

<sup>a</sup>La significatività è stata stimata (in termini di sigma) utilizzando la seguente espressione (Zampieri 2013):

$P_{\text{SIGNAL}} = N_{fr} \times [1 - e^{-(P_{max}/2)}]$ , dove  $P_{max}$  è la potenza al massimo del picco e  $N_{fr}$  è il numero di bins in frequenza.

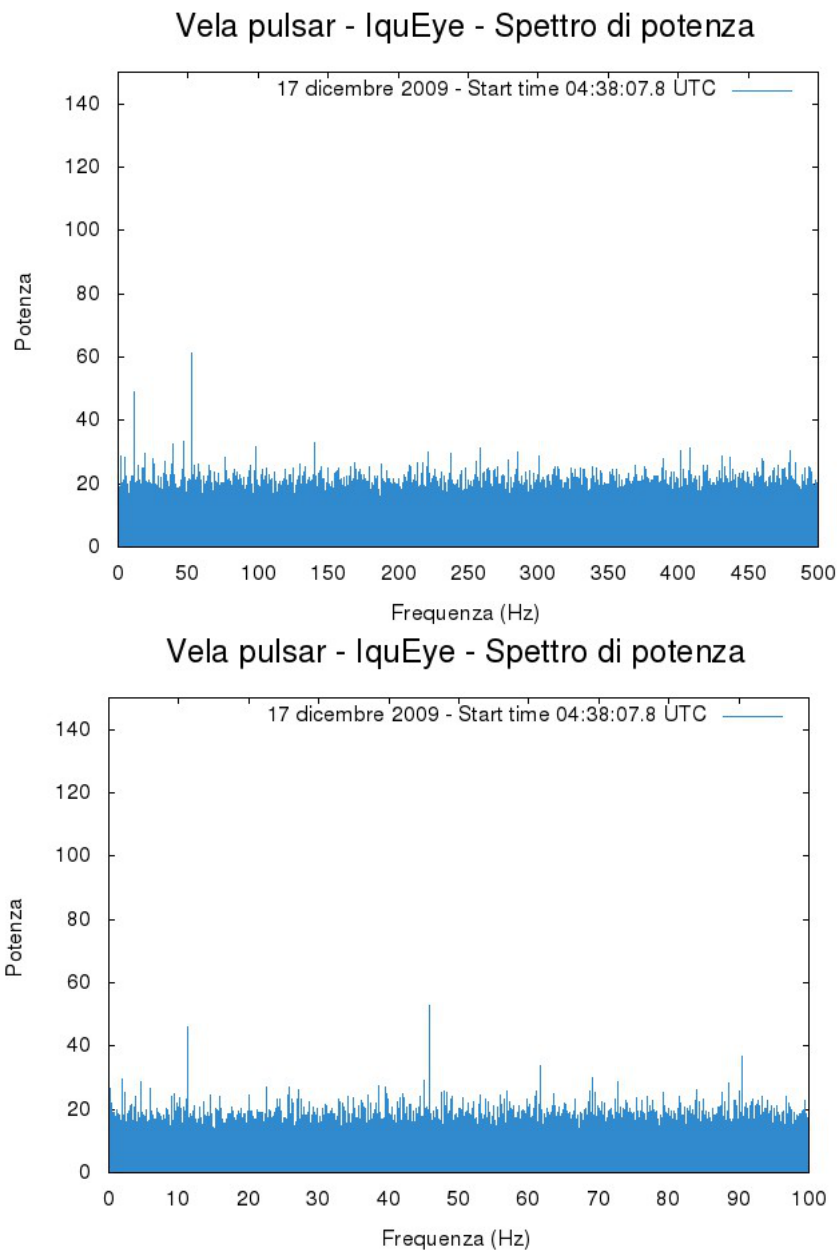


Figura 4.2: Spettro di potenza dell'osservazione del 17 Dic. 2009, 04:38:07.8 UTC.

Il bin time è 1 ms nel riquadro in alto e 5 ms nel riquadro in basso. La risoluzione in frequenza è pari a  $10^{-4}$  Hz. Si notano due picchi che eccedono il rumore bianco. Quello a frequenza più bassa è centrato a 11.1898 Hz in entrambi gli spettri di potenza. Quello a frequenza più alta è centrato a 52.1150 Hz in quello in alto (bin 1 ms) e a 44.7593 Hz in quello in basso (bin 5 ms). Come discusso nel testo, la frequenza a 55.1150 Hz è spuria.

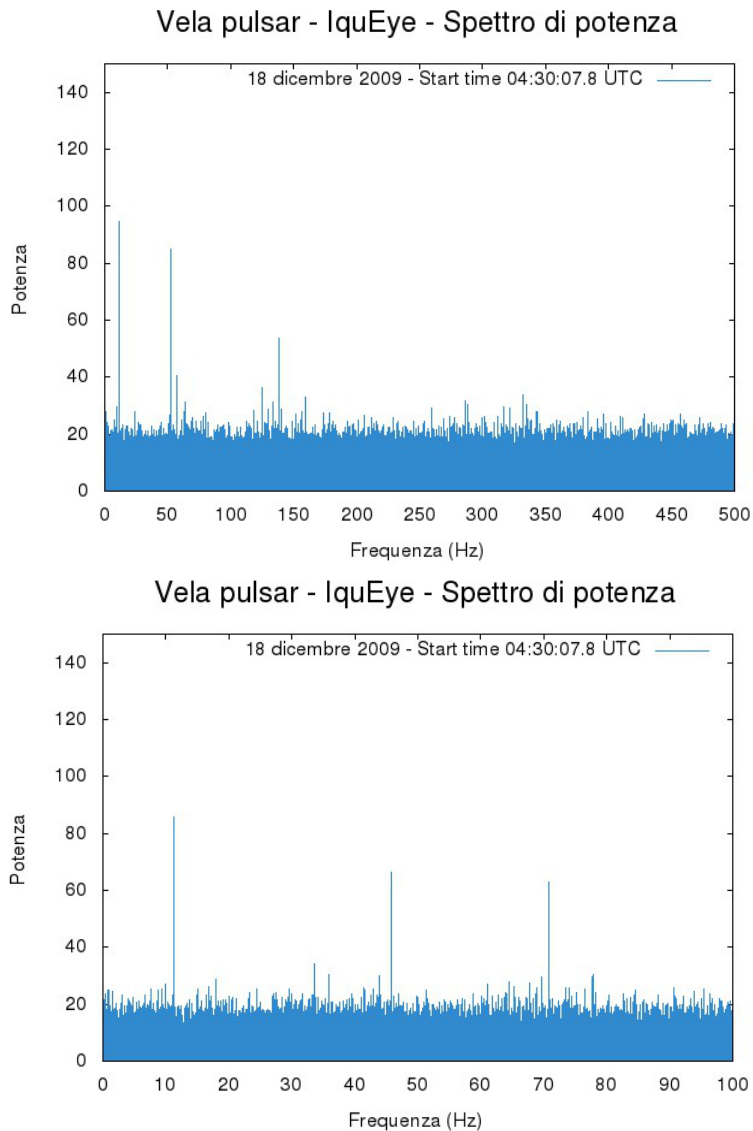
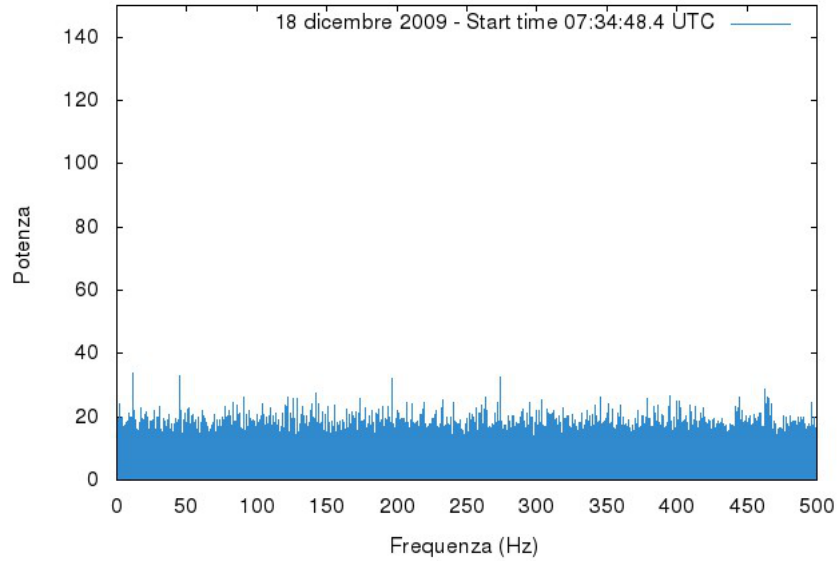


Figura 4.3: Spettro di potenza dell'osservazione del 18 Dic. 2009, 04:30:07.8 UTC.

Il bin time è 1 ms nel riquadro in alto e 5 ms nel riquadro in basso. La risoluzione in frequenza è pari a  $10^{-4}$  Hz. Si notano due picchi che eccedono il rumore bianco. Quello a frequenza più bassa è centrato a 11.1898 Hz in entrambi gli spettri di potenza. Quello a frequenza più alta è centrato a 52.1150 Hz in quello in alto (bin 1 ms) e a 44.7593 Hz in quello in basso (bin 5 ms). Come discusso nel testo, la frequenza a 55.1150 Hz è spuria. Sono visibili anche altre frequenze spurie a circa 130 Hz (riquadro superiore) e circa 70 Hz (riquadro inferiore).

### Vela pulsar - IquEye - Spettro di potenza



### Vela pulsar - IquEye - Spettro di potenza

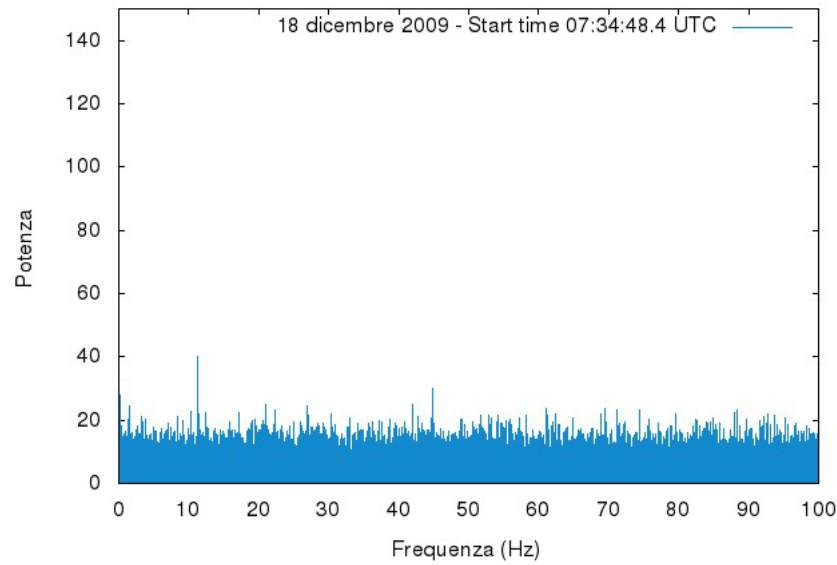


Figura 4.4: Spettro di potenza dell'osservazione del 18 Dic. 2009, 07:34:48.4 UTC.

Il bin time è 1 ms nel riquadro in alto e 5 ms nel riquadro in basso. La risoluzione in frequenza è pari a  $4 \times 10^{-4}$  Hz. In entrambi gli spettri di potenza si notano due picchi che eccedono il rumore bianco. Quello a frequenza più bassa è centrato a 11.1898 Hz e quello a frequenza più alta, molto più debole, è centrato a 44.7593 Hz.

Il picco a più bassa frequenza corrisponde alla frequenza fondamentale associata alla rotazione della pulsar e quindi fornisce il suo periodo di rotazione. Esso risulta pari a  $1/\nu_1 = 0,089367$  s. Abbiamo calcolato lo spettro di potenza con diversi bin (Fig. 4.2, 4.3, 4.4) per escludere la presenza di frequenze spurie. Notiamo che la frequenza fondamentale a 11.1898 Hz rimane sempre invariata. Altre frequenze compaiono nello spettro di potenza solo per alcuni valori del bin. Tuttavia, riteniamo che la frequenza a 44.7593 Hz sia realistica perché corrisponde esattamente alla quarta armonica e, come si vede nel profilo dell'impulso ottico (vedi paragrafo seguente), la distanza in fase tra i due picchi principali è circa  $1/4$ .

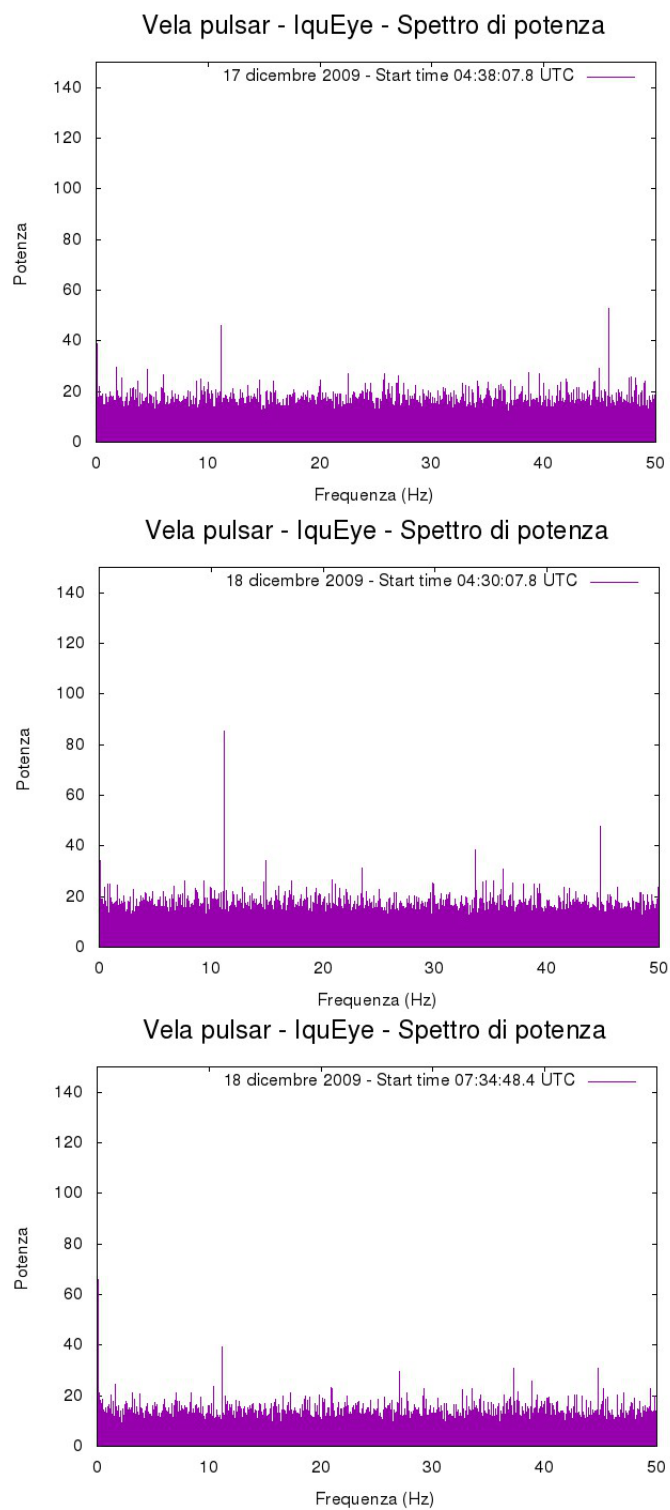


Figura 4.5: Spettro di potenza delle osservazioni con segnale (12, 14, 15 in Tab. 4.2) calcolato con un bin di 0.01 s.



Dopo aver determinato la frequenza fondamentale e ricavato una stima del periodo ad essa associato abbiamo fatto una ricerca più accurata con la tecnica del folding, come descritto nel paragrafo 3.4. I valori ottenuti utilizzando i dati baricentrizzati nelle due diverse modalità discusse in precedenza (TEMPO1 e TEMPO2) sono riportati in Tab. 4.3. La curva del  $\chi^2$  ottenuta per le tre osservazioni è mostrata in Fig. 4.6. La curva meglio definita e con un massimo più pronunciato è quella dell'osservazione del 18 Dic. 2009, 04:30:07.8 UTC. Questa è l'osservazione di qualità migliore. I valori massimi del  $\chi^2$  sono riportati in Tab. 4.2.

L'errore sul periodo è stato stimato confrontando la posizione dei picchi della distribuzione del  $\chi^2$  ottenuti con risoluzioni diverse sotto i 100 ns e risulta di  $\sim 20$  ns.

Tabella 4.3: Frequenza e periodo di rotazione della Vela pulsar ottenuti con IquEye.

Osservazioni	Data	Start time [UTC]	Start time [MJD]	Periodo TEMPO2 [s]	Periodo TEMPO1 [s]
12	17 Dic. 2009	04:38:07.8	55182.193145	0.089366960	0.089366980
14	18 Dic. 2009	04:30:07.8	55183.187590	0.089366990	0.089366970
15	18 Dic. 2009	07:34:48.4	55183.315835	0.089367040	0.089366990

Dopo aver determinato i periodi tramite il *task efsearch* li abbiamo confrontati con quelli ricavati con le effemerdi radio (Abadie et al. 2011), vedi Tab 4.4, ottenute con i radio-telescopi Hobart (Tasmania) e Hartebeesthoek (Sud Africa). I nostri dati differiscono di  $\sim 20$  ns e sono dunque in buon accordo con i dati radio.

Tabella 4.4: Effemeridi radio della Vela pulsar e periodi ad esse associati.

$\nu^*$ [Hz]	$\dot{\nu}^\dagger$ [Hz s <sup>-1</sup> ]	$\ddot{\nu}^*$ [Hz s <sup>-2</sup> ]
11.19057302331(9)	$-1.5583876(4) \cdot 10^{-11}$	$4.9069(9) \cdot 10^{-22}$

Data	MJD	Frequenza [Hz]	Periodo [s]
19 Gennaio 2009	54850.0	11.1902634374120	0.0893634011024922
20 Gennaio 2009	54851.0	11.1902620918094	0.0893634118482300
17 Dicembre 2009	55182.0	11.1898168986252	0.0893669672220343
18 Dicembre 2009	55183.0	11.1898155542387	0.0893669779589173

NOTE:  $\star$  frequenza di rotazione;  $\dagger$  derivata prima della frequenza;  $*$  derivata seconda della frequenza.

Le parentesi indicano l'errore di  $1\sigma$ . I parametri della rotazione sono riferiti all'epoca (MJD) 54620 (Abadie et al. 2011).

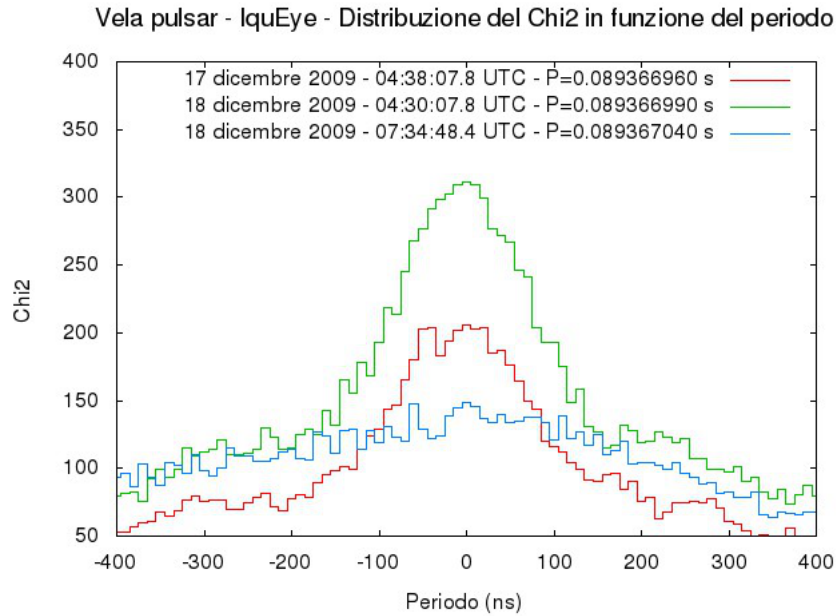


Figura 4.6: Distribuzione del  $\chi^2$  delle curve di luce folded in funzione del periodo.

## 4.3 Profilo dell'impulso

Nell'ultima fase dell'analisi abbiamo calcolato le forme dell'impulso effettuando il folding della serie temporale con i periodi riportati in Tab. 4.3 (vedi paragrafo 3.4). I profili di IquEye da noi ottenuti sono riportati in Fig.4.7.

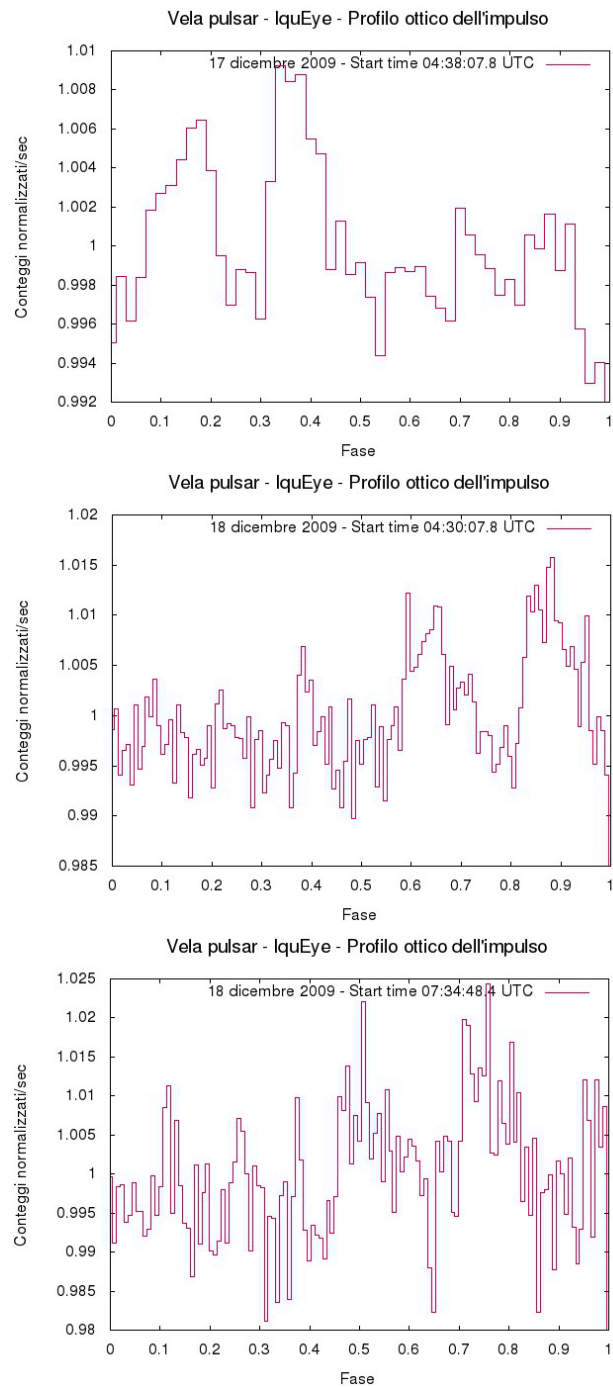


Figura 4.7: Profilo ottico della Vela pulsar ottenuto con IquEye. L'errore sui conteggi normalizzati al valor medio nelle tre osservazioni è (andando dall'alto verso il basso):  $3 \times 10^{-3}$ ,  $4 \times 10^{-3}$ ,  $3 \times 10^{-3}$ .

Osservando i risultati da noi ottenuti con IquEye vediamo che il profilo dell'impulso ha una definizione migliore rispetto a quello ottenuto da Manchester et al. (1980), riportato in Fig. 4.8, ed è di qualità confrontabile al miglior profilo ottico sin'ora ottenuto (Romani et al. 2005, Fig. 4.9). L'osservazione del 18 Dic. 2009, 04:30:07.8 UTC (Fig. 4.7) risulta essere la più soddisfacente perché ha la migliore statistica di fotoni. Si vedono chiaramente tre picchi. Le due componenti principali dell'impulso sono asimmetriche e ciò è in accordo con il modello proposto da Manchester & Lyne (1977) secondo cui i due impulsi principali non provengono dai due poli opposti, ma da due coni spaziali che divergono da un unico polo.

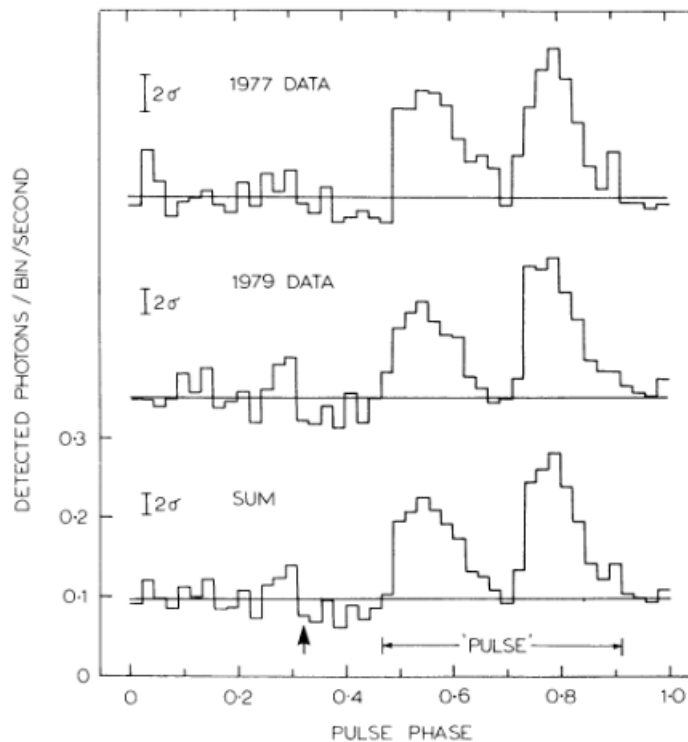


Figura 4.8: Profili ottici dell'impulso della Vela pulsar. Il profilo in alto è tratto da Manchester et al.(1978) (osservazioni effettuate con Canberra Deep Space Communication Complex (CDSCC), Tidbinbilla, nel 1977), quello in mezzo da Manchester et al.(1980) (osservazioni effettuate con il Anglo-Australian Telescope nel 1979); mentre quello in basso è la somma dei due.

Abbiamo poi confrontato le forme dell'impulso ottenute con IquEye con quelle precedentemente osservate in altre bande dello spettro elettromagnetico (Figura 4.9). Il profilo multifrequenza della Vela pulsar è dominato da almeno cinque componenti (Harding et al. 2002).

I due picchi osservati nel gamma ( $P1_H$ ,  $P2_H$ ) sono asimmetrici e scompaiono a energie inferiori alla banda X. Nel lontano UV (FUV) compaiono invece due picchi  $P1_S$  e  $P2_S$  che sono presenti anche nell'ottico. Il picco  $P2_S$  è ben strutturato in NUV e presenta al bordo un picco più stretto (Romani et al. 2005) che corrisponde bene ad una struttura osservata anche in banda X (Harding et al. 2002). Gli altri due picchi P3 e P4 visibili in ottico e/o UV sono molto stretti. In particolare P4 risulta interessante perché spostato rispetto all'impulso radio di solo 1 ms. Probabilmente questa componente è prodotta dallo scattering Compton di fotoni radio emessi lungo il *beam*. Si potrebbe associare questa componente, che anticipa il picco radio della Vela di circa 1.5 ms, ai *giant micropulses* (Johnston et al. 2001). Osservando la Figura 4.10 si può notare la somiglianza tra il picco P3, nel gamma, e il picco  $P1_S$  nell'ottico, che suggerisce un'origine comune perché entrambi coprono un intervallo di fase simile. Un'interessante possibilità è quella di associare il picco  $P1_S$  in ottico all'emissione di sincrotrone (Johnston et al. 2001) ma questo non spiega come mai esso non sia rilevato in banda X.

Per quanto riguarda la Fig. 4.9 si può notare come nella banda gamma e X i picchi  $P1_H$  e  $P2_H$  siano più spazati rispetto ai picchi  $P1_S$  e  $P2_S$  in NUV che rimangono comunque sempre all'interno dell'intervallo in fase delimitato dai picchi in banda gamma. Questo è compatibile con una particolare configurazione di campo nella regione di emissione in cui le linee di campo sono meno divergenti nella regione di emissione ottica rispetto a quelle nella regione gamma.

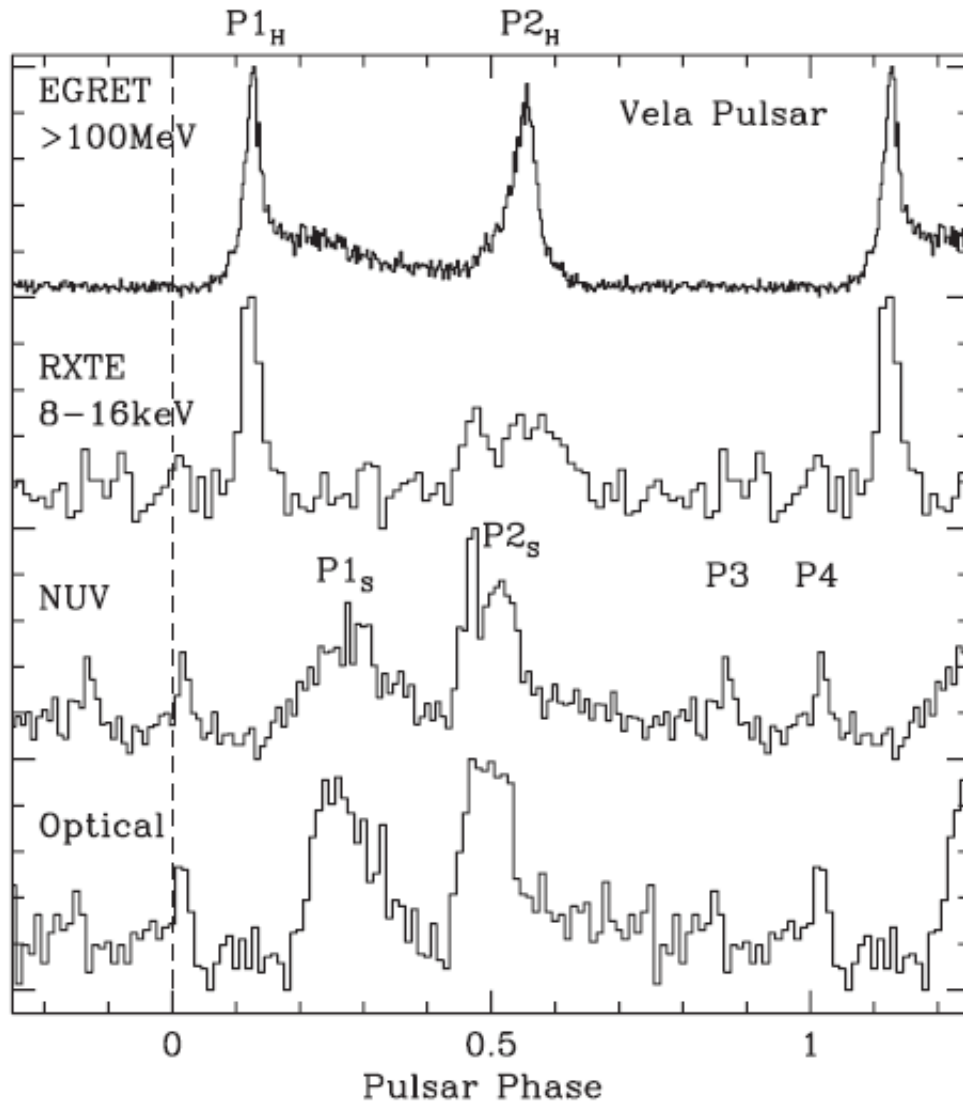


Figura 4.9: Profilo dell'impulso della Vela pulsar in diverse bande dello spettro elettromagnetico (Romani et al. 2005). La fase 0 corrisponde al picco radio. Il profilo in banda ottica è preso da Gouiffes (1998).

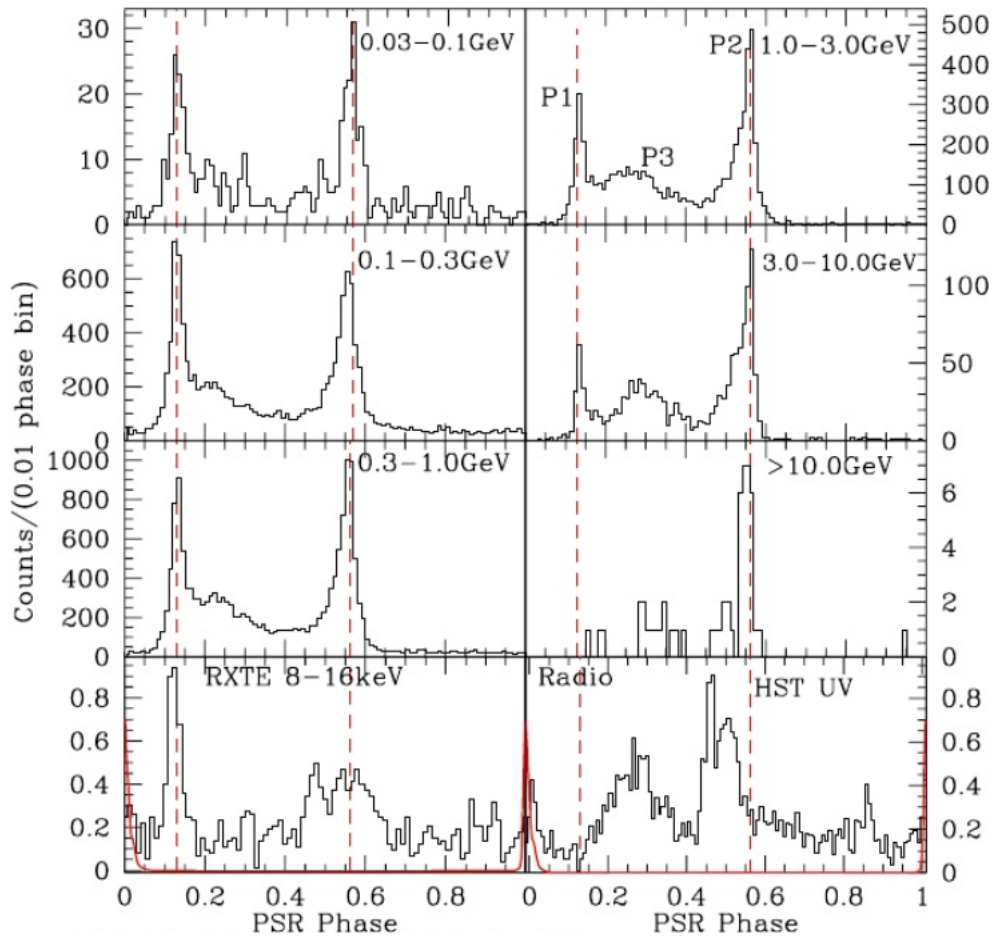


Figura 4.10: Evoluzione dell'impulso della Vela pulsar in tre decenni di energia (Johnston et al. 2001). Ogni profilo ha 100 bins in fase e le linee tratteggiate mostrano le posizioni dei picchi P1 e P2 nella banda gamma. Nel pannello in alto a destra sono identificati i tre picchi principali: P1, P2 e P3. Nel pannello in basso a sinistra si trova il profilo dell'impulso tra 8-16 keV (Harding et al. 2002) sovrapposto con quello radio (in rosso). In basso a destra invece l'impulso ottico e NUV a 4.1-6.5 eV di Romani et al. (2005)



# Capitolo 5

## Conclusioni

L'obiettivo prefissato di questo lavoro di Tesi era quello di ricavare il periodo, la frequenza di rotazione e la forma dell'impulso della Vela pulsar utilizzando i dati raccolti nel 2009 con il contatore veloce di fotoni IquEye montato al telescopio NTT a La Silla, Cile.

Le serie temporali delle osservazioni che abbiamo utilizzato sono state precedentemente baricentrizzate (in modalità `TEMP02`), ossia i tempi di arrivo dei fotoni sono stati riferiti al baricentro del Sistema Solare. Abbiamo calcolato le curve di luce e gli spettri di potenza di tali serie temporali, alla ricerca del segnale della pulsar. Delle quindici osservazioni disponibili, tre mostrano un segnale significativo. Su queste abbiamo proseguito l'analisi, con la determinazione accurata del periodo di rotazione e delle forma dell'impulso. L'analisi è stata effettuata utilizzando il software di analisi temporale `XRONOS`, distribuito dalla NASA. Abbiamo utilizzato i seguenti *tasks*: `lightcurve`, per calcolare le curve di luce binnate; `powspec` per creare lo spettro di potenza delle curve di luce binnate e determinare le frequenze dei picchi; `esearch` per cercare il periodo di rotazione della Vela, con una risoluzione al nanosecondo e infine `efold` per foldare le curve di luce e ottenere il profilo dell'impulso.

I dati dai noi ottenuti sono in buon accordo, entro le barre d'errore di  $\sim 20$  ns, con i dati radio calcolati con le effemeridi ottenute nello stesso periodo con i telescopi di Hobart (Australia) e di Hartebeesthoek (Sud Africa).

Il profilo dell'impulso di IquEye ha un definizione migliore rispetto a quello ottenuto da Manchester et al. (1980) ed è di qualità confrontabile al miglior profilo ottico sinora ottenuto (Romani et al. 2005). Nell'osservazione di migliore qualità, quella del 18 Dicembre, 04:30:07.8 UTC, si vedono chiaramente tre picchi. Abbiamo discusso la possibile origine di questi picchi confrontando il profilo dell'impulso ottico con quello in altre bande.

Nonostante i dati di Dicembre 2009 siano di buona qualità, nel primo run di Gennaio 2009 non è stato rivelato alcun segnale. Questo potrebbe esse-

re dovuto in parte al fatto che le sistematiche non erano ancora ben sotto controllo, in particolare per oggetti così deboli. Non è stato quindi possibile calcolare lo spin-down durante il 2009 utilizzando solamente i dati ottici. L'esperienza fatta con queste osservazioni mostra comunque che IquEye montato a NTT è in grado di acquisire dati della Vela pulsar con la miglior qualità oggi disponibile. Future campagne osservative permetteranno di acquisire maggiore statistica per una ancor migliore determinazione del profilo dell'impulso e di effettuare uno studio del *timing* ottico indipendente da quello radio, i cui risultati saranno molto importanti per comprendere più a fondo i meccanismi di emissione di energia di questa pulsar.

Questo lavoro è basato su osservazioni fatte con il telescopio ESO NTT a La Silla Paranal Observatory con i programmi IDs 082.D-0382 e 084.D-0328(A). Gli strumenti AquEye e IquEye sono stati realizzati grazie a un progetto sostenuto finanziariamente dall'Università di Padova (Quantum Future Strategic Project), dal Ministro dell'Istruzione, dell'Università e della Ricerca italiano attraverso il programma PRIN 2006 e dal Progetto di Eccellenza 2006 della Fondazione CARIPARO.

# Elenco delle figure

1.1	Jocelyn Bell . . . . .	4
1.2	Modello di dipolo rotante . . . . .	6
1.3	Distribuzione galattica delle pulsars . . . . .	7
1.4	Glitch della Vela pulsar . . . . .	9
1.5	Forme dell'impulso . . . . .	11
1.6	Diagramma P - $\dot{P}$ . . . . .	13
1.7	Supernova Vela . . . . .	15
1.8	Forme dell'impulso della Vela pulsar . . . . .	15
2.1	AquEye . . . . .	18
2.2	Meccanica di AquEye . . . . .	20
2.3	Schema elettronico di AquEye . . . . .	20
3.1	Schema del procedimento di analisi temporale . . . . .	24
3.2	Esempio di curva di luce . . . . .	26
3.3	Esempio di spettro di potenza . . . . .	28
3.4	Esempio della distribuzione del $\chi^2$ . . . . .	30
3.5	Procedimento di folding . . . . .	31
3.6	Curva di luce folded . . . . .	32
4.1	Curva di luce delle osservazioni IquEye . . . . .	34
4.2	Spettro di potenza dell'osservazione del 17 Dic. 2009, 04:38:07.8 UTC. . . . .	36
4.3	Spettro di potenza dell'osservazione del 18 Dic. 2009, 04:30:07.8 UTC. . . . .	37
4.4	Spettro di potenza dell'osservazione del 18 Dic. 2009, 07:34:48.4 UTC. . . . .	38
4.5	Spettro di potenza delle osservazioni . . . . .	40
4.6	Distribuzione del $\chi^2$ delle curve di luce folded . . . . .	42
4.7	Profilo ottico della Vela pulsar ottenuto con IquEye. . . . .	44
4.8	Profili ottici dell'impulso della Vela pulsar . . . . .	45

4.9	Profilo dell'impulso della Vela pulsar in diverse bande dello spettro elettromagnetico . . . . .	47
4.10	Curve di luce della Vela pulsar nelle diverse bande elettromagnetiche . . . . .	48

# Elenco delle tabelle

1.1	Date dei glitch recenti della Vela pulsar . . . . .	9
4.1	Osservazioni della Vela pulsar effettuate con IquEye a NTT nel 2009 . . . . .	33
4.2	Picchi significativi presenti nello spettro di potenza . . . . .	35
4.3	Frequenza e periodo di rotazione della Vela pulsar ottenuti con IquEye . . . . .	41
4.4	Effemeridi radio della Vela pulsar . . . . .	42



# Bibliografia

- Abadie, J., Abbott, B. P., Abbott, R., et al. 2011, ApJ, 737, 93
- Abdo, A. A., Ackermann, M., Atwood, W. B., et al. 2009, ApJ, 696, 1084
- Baade, W., & Zwicky, F. 1934, CMWCI, 3, 79
- Barbieri, C., Naletto, G., Occhipinti, T., et al. 2007, MSAIS, 11, 190
- Barbieri, C., Naletto, G., Occhipinti, T., et al. 2009, JMOp, 56, 261
- Caraveo, P. A., & Bignami, G. F. 1989, SSRv, 49,41
- Edwards, R. T., Hobbs, G. B., & Manchester, R. N. 2006, MNRAS, 372, 1549
- Germanà, C. et al., 2012, A&A, 548, A47
- Ghosh, P. 2007, Rotation and Accretion Powered Pulsars, Vol. 10 (1st ed.; Singapore)
- Gradari S. et al., 2011, MNRAS, 412, 2689
- Harding, A. K., Strickman, M. S., Gwinn, C., et al. 2002, ApJ, 576, 376
- Manchester, R. N., Hobbs, G. B., Teoh, A., & Hobbs, M. 2005, AJ, 129, 1993
- Hobbs, G. B., Edwards, R. T., & Manchester, R. N. 2006, MNRAS, 369, 655
- G. Hobbs, R. N. Manchester and L. Toomey, CSIRO Astronomy and Space Science, Australia Telescope National Facility, PO Box 76, Epping, NSW 1710, Australia
- Johnston, S., van Straten, W., Kramer, M., & Bailes, M. 2001, ApJ, 549, L101

- Large, M. I., Vaughan, A. E., & Mills, B. Y. 1968, *Natur*, 220, 340
- Lyne, A. G. 1992, *RSPTA*, 341, 29
- Lyne, A. G., & Graham-Smith, F. 2006, *Pulsar Astronomy*, Vol. 38 (3rd ed.; Cambridge, UK: Cambridge University Press)
- Manchester, R. N., & Lyne, A. G. 1977, *MNRAS*, 181, 761
- Taylor, J. H., & Manchester, R. N. 1977, *ARA&A*, 15, 19
- Manchester, R. N., Lyne, A. G., Goss, W. M., et al. 1978, *MNRAS*, 184, 159
- Manchester, R. N., Wallace, P.T., Peterson, B. A., & Elliott, K.H. 1980, *MNRAS*, 190, P9
- Manchester, R. N., Hobbs, G. B., Teoh, A., & Hobbs, M. 2005, *AJ*, 129, 1993
- Manchester, R. N. 2004, *Sci*, 559, L153
- Mignani, R. P., & Caraveo, P. A. 2001, *A&A*, 376, 213
- Naletto, G., Barbieri, C., Occhipinti, T., et al. 2009, *A&A*, 508, 531
- Palfreyman, J.L., Hotan, A. W., Dickey, J.M., et al. 2011, *ApJ*, 735, LL17
- Pellizzoni, A., Trois, A., Tavani, M., et al. 2010, *Sci*, 327, 663
- Radhakrishnan, V., & Manchester, R. N. 1969, *Natur*, 222, 228
- Reichley, P. E., & Downs, G. S. 1969, *Natur*, 222, 229
- Romani, R. W., Kargaltsev, O., & Pavlov, G. G. 2005, *ApJ*, 627, 383
- Ruderman, M. A., 1991, *ApJ*, 366, 261
- Stella, L., & Angelini, L. 1992, *Data Analysis in Astronomy*, 59
- Wallace, P. T., Peterson, B. A., Murdin, P. G., et al. 1977, *Natur*, 266, 692
- Zampieri, L. 2013, *Timing Techniques*, Lecture Notes for the Asiago Winter School on HTSRA.
- Zampieri, L. et al. 2014, *MNRAS*, 439, 2813



# Ringraziamenti

Al termine di questo lavoro mi sembra doveroso ringraziare tutte le persone che mi sono state vicine. In primo luogo la mia riconoscenza va al mio correlatore, il Professore Luca Zampieri, per avermi seguito costantemente con professionalità e cortesia durante il mio lavoro di Tesi; incoraggiandomi a utilizzare al meglio le mie capacità e insegnandomi moltissime nuove cose. Ringrazio i miei carissimi amici che mi hanno sopportato e aiutato a risolvere le difficoltà ogni qualvolta ne avevo bisogno.

Vorrei ringraziare i miei genitori, Mirka e Antonio, mia sorella Gioia, mia nonna Lina e infine, ma non per importanza, Marco, per creduto in me standomi vicini e sostenendomi con tutto l'amore, l'entusiasmo e la forza possibili.

