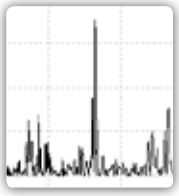
TT Arietis: Light Curve Analysis of the seasons 2009 and 2012



Abstract

We present the results of the photometric analysis of TT Ari in the seasons 2009 and 2012, carried out by the sub-section of SSV-UAI. We have identified the main periodicity, relating them with the data published in the literature and has been built a 3D model with Binary Maker and FITDisk.

Lorenzo Franco[1], Marco Silva[2], Stefano Padovan[3], Giorgio Corfini[4], Roberto Zambelli[5]

[1] A81 Balzaretto Observatory, Rome, Italy - *lor_franco@libero.it*
[2] SSV UAI, resp. Sottosezione Variabili Cataclismiche e Novae, Milano, Italy - *mabuni1982@gmail.com*
[3] AAVSO (PSD), Foixà, Girona, Spain - *stefano@stefanopadovan.com*
[4] SSV UAI, Sezione Stelle Variabili – Lucca, Italy *gcorfi@tin.it*
[5] Società Astronomica Lunae, Castelnuovo Magra, La Spezia, Italy *robertozambelli.rz@libero.it*

Introduzione

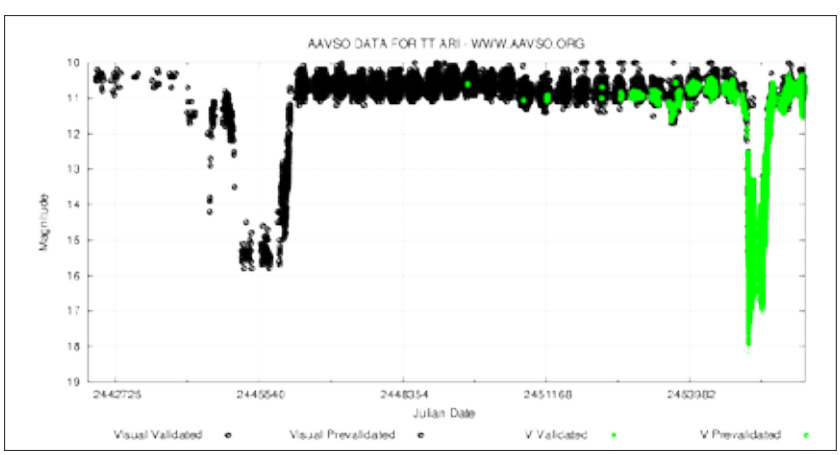
Le variabili cataclismiche (CVs) rappresentano una classe dei sistemi binari stretti dove la stella principale, di massa maggiore, è costituita da una nana bianca e la secondaria da una nana rossa di sequenza principale, di classe spettrale M o K che, dopo aver riempito il proprio lobo di Roche, trasferisce materia, attraverso il punto lagrangiano interno, ad un disco di accrescimento situato intorno alla nana bianca. Per approfondire l'argomento si consiglia il testo di Hellier C. del 2001 [1].

TT Arietis appare nel cielo come una delle più luminose stelle variabili cataclismiche che nel suo stato normale ("*high state*") presenta una luminosità apparente di circa 10.5 – 11.0 magnitudini ed occasionalmente la sua magnitudine scende fino alla 14-15a ("*intermediate state*") o addirittura fino alla 17-18a ("*low state*"). L'andamento generale degli ultimi 37 anni è riportato nella curva di luce di figura 1, ottenuta con i dati AAVSO.

La stella presenta tutta una varierà di andamenti periodici riportati in letteratura (vedi Semeniuk, I. ed altri 1987 [2]) con periodicità di 3.2 ore, 4 giorni ed oscillazioni quasi periodiche (QPO) della durata di circa 20 minuti.

Questo lavoro si propone di presentare l'analisi delle osservazioni effettuate su TT Ari nelle stagioni 2009 e 2012 dalla sottosezione variabili cataclismiche SSV-UAI.

Figura 1. *La curava di luce di TT Ari negli ultimi 37 anni (dati AAVSO)*



Le Osservazioni

La maggior parte delle osservazioni si è concentrata nel 2009, durante la fase di bassa luminosità ("*low state*"), e nel 2012, durante la fase di alta luminosità ("*high state*"), queste ultime in risposta all' *Alert Notice 469* dell'AAVSO, a supporto delle osservazioni del satellite MOST. Sono state acquisite complessivamente 36 curve di luce per un totale di 5040 punti fotometrici. L'elenco degli osservatori che hanno concorso alle osservazioni è riportato in tabella 1, mentre l'elenco delle sessioni osservative è riportato in tabella 2. La visione d'insieme di tutte le sessioni osservative è riportata graficamente nella figura 2.

Per la fotometria differenziale d'apertura sono stati utilizzati VPhot [21] (Padovan) e Maxim DL v.5 [22] (Corfini e Zambelli), usando le stelle di riferimento riportate nelle cartine AAVSO.

Tabella 1. *Osservatori e strumentazione utilizzata.*

Osservatore	Telescopio	CCD
Padovan S.	Riflettore 0.25-m f/3.4 (iT5 nel New Mexico)	SBIG ST10-XME
Corfini G.	Newton 0.20-m f/4.0	CCD-UAI
Zambelli R.	SCT 0.25-m f/6.3	SBIG ST8-XME

Tabella 2. *Elenco delle sessioni osservative acquisite ed utilizzate per l'analisi.*

Data dal - al	Osservatore	Numero Sessioni	Num. Dati	Filtro
2009 nov 14 – dec 21	Padovan S.	17	1296	V
2012 sep 15	Zambelli R.	1	199	V
2012 sep 20 - 21	Corfini G.	2	460	V
2012 sep 15 – nov 19	Padovan S.	16	3085	V

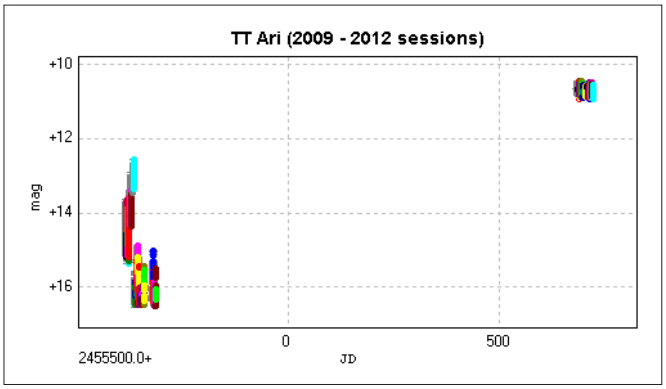


Figura 2. *Vista d'insieme di tutte le osservazioni acquisite nel 2009 e 2012 ed utilizzate per l'analisi.*

Analisi dei dati

Per l'analisi dei dati sono state prese in esame solo le sessioni "*dense*" ad alta risoluzione temporale, escludendo quindi i valori isolati (poche misurazioni per notte). Tale scelta è funzionale al tentativo di analizzare le variazioni quasi periodiche la cui durata è dell'ordine dei 20 minuti. Le sessioni osservative sono state raggruppate in due insiemi distinti per le stagioni 2009 e 2012: nel primo le curve di luce hanno registrato una notevole e continua variazione della magnitudine media tra le sessioni, nel secondo invece hanno mantenuto una magnitudine media pressoché costante; per questo motivo è stato possibile analizzarle nel dominio delle frequenze con Peranso [4] (algoritmo CLEANest) e Period04 [5] con l'algoritmo DFT (*Discrete Fourier Transform*). I due *software* sono stati utilizzati entrambi per poterne confrontare i risultati.

L'esame visivo di una tipica curva di luce è piuttosto interessante. In figura 3 è riportata la sessione del 21 settembre 2012 della durata di circa quattro ore. Si osserva un andamento generale chiaramente periodico con un minimo ed un massimo che suggeriscono un periodo di poco più di tre ore. Sono evidenti anche tutta una serie di oscillazioni di aspetto triangolare (a cuspide) e di ampiezza variabile che modulano la curva di luce per tutta la sua lunghezza.

Il periodo principale

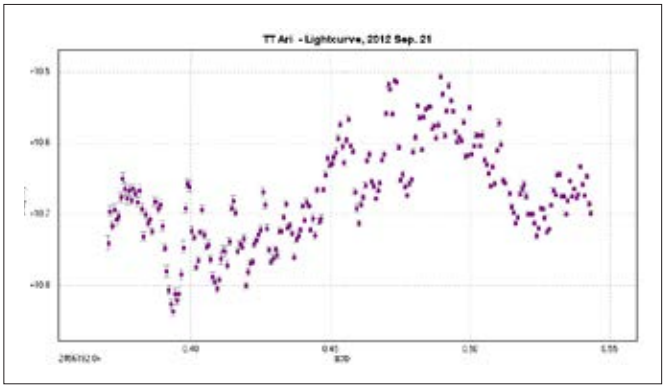


Figura 3. *La sessione del 21 settembre 2012 di circa quattro ore di durata. Si nota un andamento periodico con un minimo ed un massimo modulati da oscillazioni triangolari a cuspide.*

L'analisi di Fourier, condotta sull'insieme dei dati del 2012 e nell'intervallo tra 0.1-0.2d, ci mostra dei picchi in corrispondenza dei periodi dominanti (figura 4), tra i quali spicca il periodo principale di circa 3.2h (P_1=0.132860d ± 0.000216).

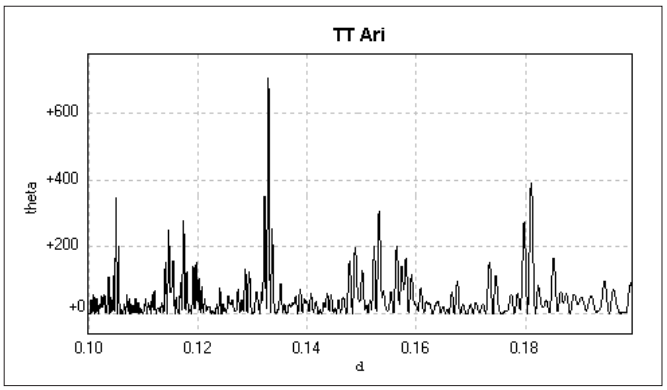


Figura 4. *Fourier Power Spectrum. P_1 = 0.132860d ± 0.000216 (3.2h).*

Dal periodo principale così ottenuto è stato possibile mettere in fase le curve di luce del 2012 ottenendo la curva di fase riportata in figura 5, la cui ampiezza è di 0.12 mag.

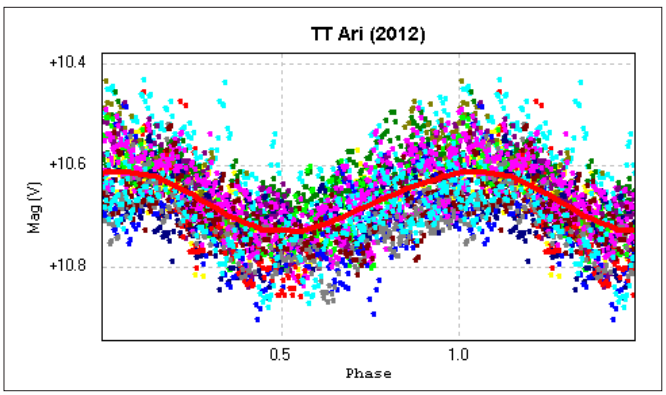


Figura 5. *Curva di fase di TT Ari rispetto al periodo principale di 3.2h con ampiezza di 0.12 mag.*

Per migliorare la precisione con la quale determinare il periodo principale di entrambe le stagioni (2009 e 2012) si è utilizzato il metodo dei minimi quadrati. Per ogni curva di luce (dove possibile) si sono misurati i momenti di massimo TOM (*Time of Maximum*) con un fit polinomiale di secondo grado, tramite la funzione *Lightcurve Workbench* di Peranso (figura 6). Per ogni TOM si è quindi calcolato il numero di cicli rispetto all'epoca di riferimento del primo massimo. Il fit lineare tra i momenti di massimo (TOM) ed il numero di cicli permette di determinare il periodo e l'epoca iniziale di riferimento attraverso la pendenza e l'intercetta della retta di regressione (figura 7).

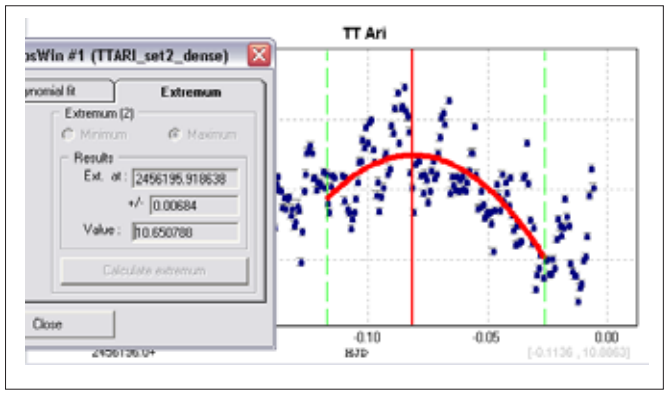


***Figura 6**. Calcolo del momento di massimo con la funzione Lightcurve Workbench di Peranso. Il fit con un polinomio di secondo grado (parabola) approssima l'andamento modulato dalle variazioni di corto periodo.*

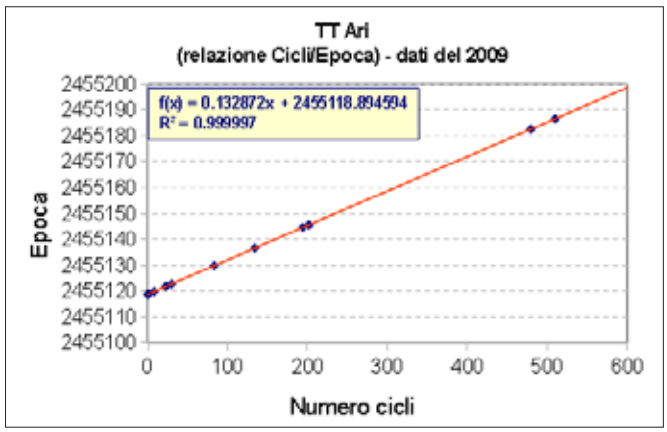


***Figura 7**. Retta di regressione tra il numero di cicli ed i momenti di massimo. La pendenza rappresenta il periodo principale e l'intercetta rappresenta l'epoca di riferimento della effemeride lineare.*

Dalle rette di regressione dei massimi delle sessioni del 2009 e 2012 ricaviamo le seguenti due effemeridi lineari per i momenti di massimo (t0 + P · E):

***Tabella 3**. Effemeride lineare del periodo principale.*

Anno	Effemeride	RMSE
2009	HJD(max) = 2455118.8946 + 0.132872 E ± 0.0151 ± 0.000057	0.0416
2012	HJD(max) = 2456186.4917 + 0.132884 E ± 0.0044 ± 0.000029	0.0080

Dove RMSE (*Root Mean Square Error*) rappresenta la deviazione standard dei residui e ci fornisce un indicatore sulla bontà del fit tra i massimi osservati ed punti calcolati attraverso l'effemeride lineare (O-C).

Negli ultimi 50 anni il periodo principale si è mantenuto abbastanza costante, fatta eccezione per gli anni 1997-2005 durante i quali il periodo è salito da 3.2 a 3.6h (superhump positivo) per poi ridiscendere ai consueti valori (*superhump* negativo), come riportato in diversi studi [6, 7, 8, 9, 10, 11]. I due periodi da noi trovati e riportati nel grafico di figura 8 in colore rosso, si allineano bene con i valori tipici di *superhump* negativo.

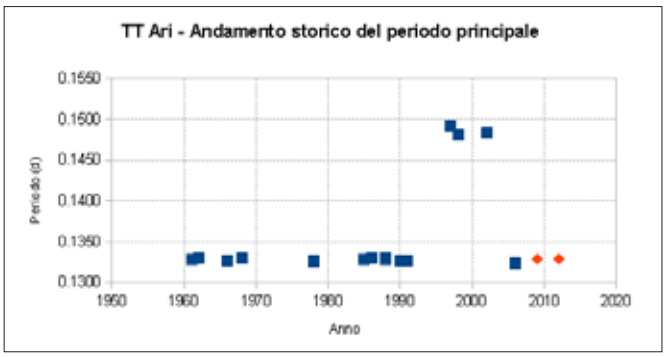


***Figura 8**. Andamento storico del periodo principale di TT Ari. In colore rosso sono riportati i valori trovati nel presente lavoro.*

Le oscillazioni quasi periodiche

Focalizziamo adesso la nostra attenzione sulle variazioni di corto periodo. Le curve di luce di figura 3 e 6 registrano molto bene questo fenomeno. Osserviamo che in sovrapposizione ad un andamento generalmente periodico, troviamo tante piccole variazioni di forma triangolare (cuspidi) che si ritiene siano dovute alla interazione tra il campo magnetico, relativamente debole della nana bianca, in rapida rotazione e le zone centrali del disco di accrescimento [3, 23]. Si formerebbero nel disco delle onde di densità a forma di spirale che modulerebbero l'accrescimento sui poli magnetici della nana bianca. Per questo motivo tali oscillazioni non sono strettamente periodiche.

Per analizzare questo fenomeno nel dominio delle frequenze (analisi di Fourier) dobbiamo prima sottrarre il periodo principale (segnale più forte) dallo spettro di Fourier complessivo attraverso la funzione di *Prewhitening* implementata sia in Peranso che in Period04. Una volta sottratto il periodo principale lo spettro di Fourier nell'intervallo 0.2-1.0h (figura 9) ci mostra dei picchi in corrispondenza delle oscillazioni di corto periodo di durata inferiore ai 30 minuti. In tabella 4 sono riportati i valori dei picchi di maggiore ampiezza.

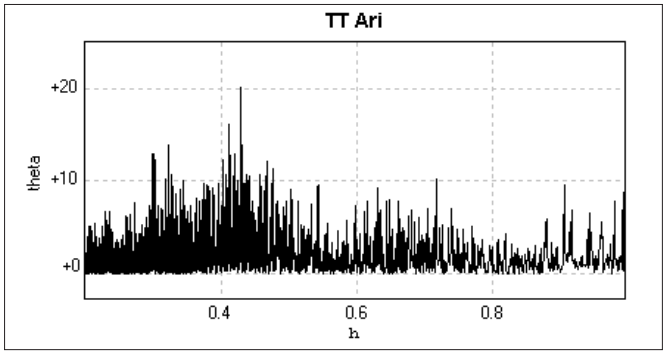


***Figura 9**. Spettro di Fourier nell'intervallo 0.2-1.0 h. Si notano i picchi relativi alle oscillazioni quasi periodiche con periodo inferiore ai 30 minuti.*

***Tabella 4**. Le oscillazioni di corto periodo trovate con l'analisi di Fourier dopo aver sottratto il periodo principale con la funzione di Prewhitening.*

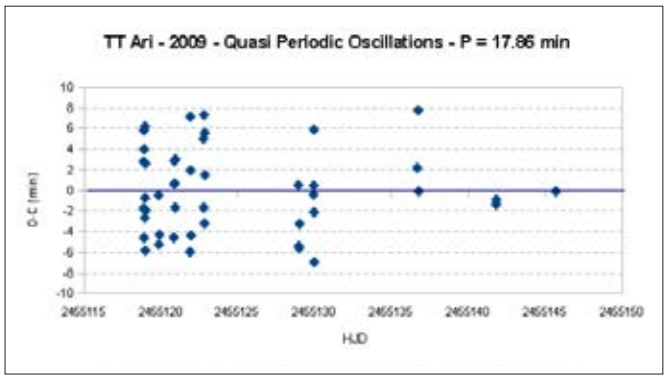
#	Periodo (h)	Errore (h)	Periodo (min)
1	0.4291	0.0002	25.7
2	0.4096	0.0002	24.6
3	0.3219	0.0001	19.3
4	0.2990	0.0001	17.9
5	0.4759	0.0003	28.6

A titolo di ulteriore verifica sono stati determinati i momenti di minimo (per comodità di misurazione) delle cuspidi attraverso la funzione *Lightcurve Workbench* di Peranso e con un *fit* polinomiale di terzo grado. Dalla retta di regressione tra le epoche dei momenti di minimo ed il numero di cicli otteniamo il periodo delle variazioni quasi periodiche per le stagioni 2009 e 2012.

$$P_{qpo}(2009) = 17.8614 \text{ min} \pm 0.0011$$

$$P_{qpo}(2012) = 18.0154 \text{ min} \pm 0.0007$$

I residui sono rappresentati in figura 10 attraverso il diagramma O-C. Da notare la grande variabilità delle oscillazioni quasi periodiche rispetto all'andamento medio.



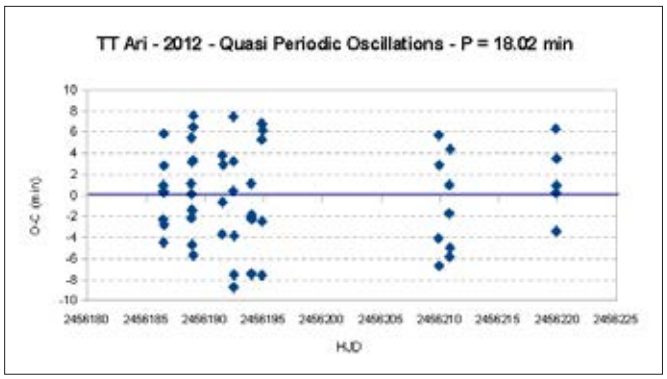


***Figura 10**. Oscillazioni quasi periodiche – residui rispetto al valore medio del periodo per le osservazioni del 2009 e 2012, rispettivamente con P=17.86 min e P=18.02 min.*

L'andamento storico del periodo delle oscillazioni quasi periodiche viene mostrato in figura 11 dove sono riportati i risultati ottenuti in precedenti studi [11, 12, 13, 14]. I punti di colore rosso rappresentano i valori determinati dal presente lavoro. L'andamento dei valori ha un aspetto vagamente ciclico. Il periodo scende fino al 1988 per poi risalire nel 2000 e ridiscendere ancora nel 2012.

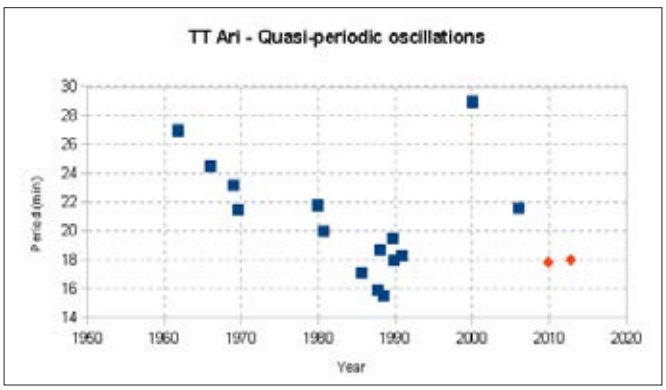


***Figura 11**. Andamento storico dei valori delle variazioni quasi periodiche. I due punti rossi rappresentano i valori determinati dal presente lavoro.*

Il periodo di quattro giorni

Focalizziamo adesso la nostra analisi nell'intervallo tra 1 e 5 giorni e sull'insieme dei dati del 2012. Dopo aver sottratto il periodo principale, attraverso la funzione di *Prewhitening*, otteniamo il periodogramma di figura 12 dove viene evidenziato un periodo di poco superiore ai quattro giorni, precisamente P=4.47d ± 0.14. Questo valore risulta più alto rispetto agli analoghi periodi di 4.11d, 4.04d, 3.79d, riportati in letteratura da Kraicheva Z. [14] e relativi agli anni 1987/88, 1989/90, 1990/91. Si ritiene che il periodo di quattro giorni sia il risultato del battimento tra il periodo di rotazione fotometrico rispetto a quello orbitale P_{orb}=0.13755114d [2, 20] (misurato spettroscopicamente). Il periodo del battimento P_{batt} (in giorni) si ottiene dalla seguente relazione tra il periodo fotometrico (P_{phot}) ed il periodo orbitale (P_{orb}).

$$\frac{1}{P_{batt}} = \frac{1}{P_{phot}} - \frac{1}{P_{orb}} \qquad (1)$$

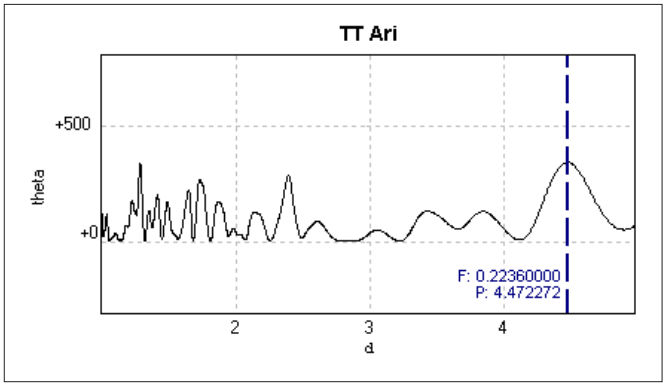


***Figura 12**. Periodogramma tra 1-5d, dove si evidenzia il periodo di 4.47d ± 0.14.*

La curva di fase per l'insieme dei dati del 2012 e relativa al periodo di 4.47d mostra un caratteristico andamento periodico (figura 13).

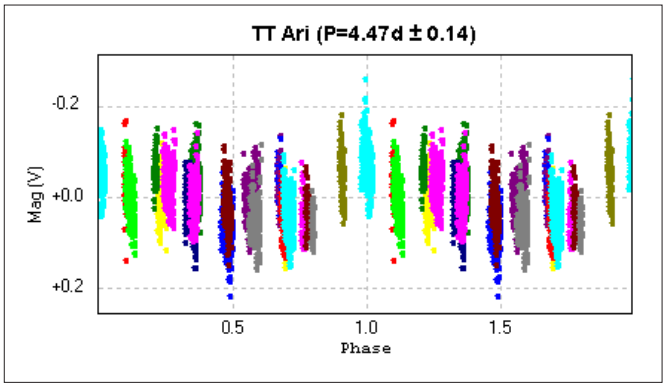


***Figura 13**. Curva di fase relativa al periodo di 4.47d per l'insieme dei dati del 2012.*

Il modello

Con uno sforzo di immaginazione abbiamo provato a costruire il modello del sistema TT Ari. Per farlo sono stati utilizzati due software di modellazione: Binary Maker 3.0 [15] e FITDisk [16]. Il primo specializzato nella costruzione dei modelli di sistemi binari ed il secondo nella simulazione del disco di accrescimento, attraverso gli algoritmi numerici SPH (*Smoothed particle hydrodynamics*).

Per la modellazione con Binary Maker 3.0 sono stati utilizzati i parametri riportati nella tabella 5, partendo inizialmente dai valori pubblicati in letteratura [17, 18] e adattandoli in modo tale da ottenere un miglior fit tra la curva di luce sintetica del modello ed i dati reali (ChiSq più basso).

***Tabella 5**. Stima dei valori utilizzati per la modellazione con Binary Maker 3.0.*

M_1 = 1.05 masse solari	Massa della stella principale (nana bianca).
M_2 = 0.33 masse solari	Massa della stella secondaria (nana rossa).
q = M_2/M_1 = 0.31	Rapporto tra le masse.
T_1 = 11600K	Temperatura della stella principale e del disco di accrescimento.
T_2 = 3200K	Temperatura della stella secondaria di classe spettrale M3.
I = 24°	Inclinazione del piano orbitale rispetto alla Terra.

In figura 14 viene riportato il modello, ottenuto con Binary Maker 3.0, ed in figura 15 la distribuzione dei residui del fit tra i dati osservati e la curva di luce sintetica ottenuta dal modello. In figura 16 è rappresentata la simulazione del disco di accrescimento ottenuta con FITDisk e con un "fluido" costituito da 5000 particelle.

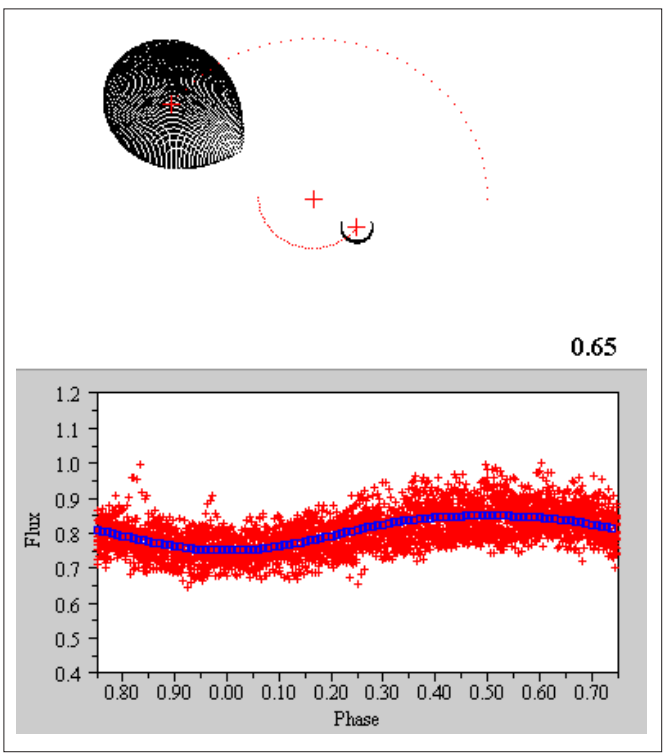


***Figura 14**. Modello di TT Ari ottenuto con Binary Maker 3.0. Il grafico mostra il fit tra la curva di luce reale (punti di colore rosso ed il modello (punti di colore blu).*

Per farci un'idea della dimensione del sistema TT Ari possiamo usare la terza legge di Keplero da cui calcolare il semiasse maggiore attraverso la seguente relazione [19].

$$a = (74.5 \cdot P^2 (M_1 + M_2))^{1/3} \qquad (2)$$

Dove: *a* rappresenta il semiasse maggiore espresso in raggi solari, M_1 ed M_2 la massa delle due stelle in masse solari e P il periodo orbitale di rotazione espresso in giorni. Nel nostro caso

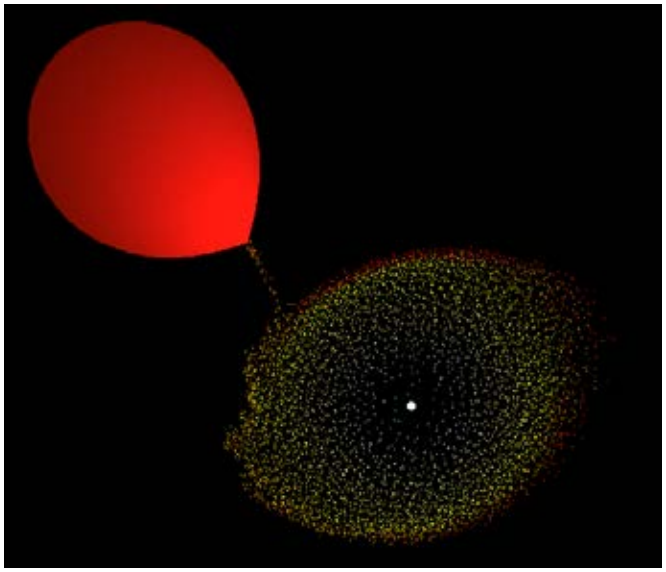


***Figura 16**. Modello del disco di accrescimento simulato con FITDisk e con 5000 particelle.*

si ottiene: a = 1.2 raggi solari. Il sistema TT Ari ha quindi una dimensione paragonabile a quella del disco solare e di poco superiore a due volte la distanza Terra-Luna.

Conclusioni

L'analisi delle sessioni osservative di TT Ari nelle stagioni 2009 e 2012 ci ha permesso di identificare le principali periodicità della variabile, mettendole in relazione con quelle pubblicate in letteratura.

Sostanzialmente il periodo principale è allineato ai valori caratteristici della fase di *superhump* negativo. Il periodo delle oscillazioni quasi periodiche è confrontabile con quello registrato nel 1990 e dal grafico degli risultati pubblicati in letteratura si nota un andamento ciclico delle oscillazioni di corto periodo. Le oscillazioni quasi periodiche sono dovute ad interazioni magnetiche tra la nana bianca e la zona interna del disco di accrescimento.

Il ciclo di lungo periodo registrato dalla nostra analisi mostra un valore più alto rispetto a quello riportato negli ultimi anni in letteratura. Infine il modello ottenuto con Binary Maker 3.0 e FITDisk ci mostrano visivamente un sistema compatto la cui dimensione è confrontabile con quella del disco solare.

Bibliografia

[1] Hellier, C., *Cataclysmic Variable Stars, How and Why They Vary*, Springer Praxis, Chichester, UK, 2001.

[2] Semeniuk, I., Schwarzenberg-Czerny, A., Duerbeck, H.; Hoffmann, M., Smak, J.; Stepien, K., Tremko, J., *Acta Astronomica*, **37**, Issue 3, 197-212 (1987).

[3] Warner, B., Woudt, P. A., Pretorius, Magaretha L., *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, **344**, Issue 4, 1193-1209 (2003).

[4] Vanmunster, T. (2007). PERANSO, period analysis software. *http://www.peranso.com*

[5] Lenz, P.; Breger, M., *Communications in Asteroseismology*, **146**, 53-136 (2005)

[6] Tremko, J., Andronov, I. L., Chinarova, L. L., Kumsiashvili, M. I., Luthardt, R., Pajdosz, G., Patkos, L., Roessiger, S., Zola, S., *Astronomy and Astrophysics*, **312**, 121-134 (1996).

[7] Kraicheva, Z., Stanishev, V., Iliev, L., Antov, A., Genkov, V., *A & A Supplement series,* **122**, 123-129 (1997).

[8] Skillman, David R., Harvey, David A., Patterson, Joseph, Kemp, Jonathan, Jensen, Lasse, Fried, Robert E., Garradd, Gordon, Gunn, Jerry, van Zyl, Liza, Kiyota, Seiichiro, Retter, Alon, Vanmunster, Tonny, Warhurst, Paul, *Astrophysical Journal Letters*, **503**, L67 (1998).

[9] Andronov, I. L.,Arai, K., Chinarova, L. L., Dorokhov, N. I., Dorokhova, T. N., Dumitrescu, A., Nogami, D., Kolesnikov, S. V., Lepardo, A., Mason, P. A., Matsumoto, K., Oprescu, G., Pajdosz, G., Passuelo, R., Patkos, L., Senio, D. S., Sostero, G., Suleimanov, V. F., Tremko, J., Zhukov, G. V.; Zola, S., *The Astronomical Journal*, **117**, 1, 574-586 (1999).

[10] Piccioni, A., Giovannelli, F., Bartolini, C., Casares Velázquez, J., Guarnieri, A., *Frontier Objects in Astrophysics and Particle Physics*, F. Giovannelli and G. Mannocchi (Eds.), 677 (2005).

[11] Kim, Y., Andronov, I. L., Cha, S. M., Chinarova, L. L., Yoon, J. N., *Astronomy and Astrophysics*, **496**, 3, 765-775 (2009).

[12] Hollander, A., van Paradijs, J., *Astronomy and Astrophysics*, **265**, 1, 77-81 (1992).

[13] Wu, Xiaoan, Li, Zongyun, Ding, Yuerong, Zhang, Zhousheng, Li, Zili., *The Astrophysical Journal*, **569**, 1, 418-422 (2002).

[14] Kraicheva, Z., Stanishev, V., Iliev, L., Antov, A., Genkov, V., *A & A Supplement series,* **122**, 123-129 (1997).

[15] Bradstreet, D. H., *SAS*, **24**, 23-37 (2005).

[16] Wood, Matthew A., Dolence, J., *American Astronomical Society Meeting 208*, **38**, 137-152 (2006).

[17] Cowley, A. P., Crampton, D., Hutchings, J. B., Marlborough, J. M., *Astrophysical Journal*, **195**, 413-421 (1975).

[18] Belyakov, K. V.;,Suleimanov, V. F., Nikolaeva, E. A., Borisov, N. V., *17th European white dwarf workshop. aip Conference Proceeding*, **1273**, 342-345 (2010).

[19] Liu, Qing-Yao, Yang, Yu-Lan, *Chinese Journal of Astronomy & Astrophysics*, **3**, 142-150 (2003).

[20] Thorstensen, J. R., Smak, J.; Hessman, F. V., *Astronomical Society of the Pacific*, **97**, 437-445 (1985).

[21] VPhot AAVSO *(http://www.aavso.org/vphot)*

[22] MaximDL, Diffraction Limited, *(http://www.cyanogen.com/maxim_main.php)*

[23] Warner, B., *Astronomical Society of the Pacific*, **116**, Issue 816, 115-132 (2004).