



UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia “Galileo Galilei”

Corso di Laurea Magistrale in Astronomia

Tesi di Laurea

Ricerca e caratterizzazione di pianeti nella
zona abitabile di nane rosse trovati da TESS

Relatore

Prof. Giampaolo Piotto

Correlatore

Dott. Valerio Nascimbeni

Laureando

Lorenzo Biasiotti

Anno Accademico 2018/2019

Indice

Introduzione	1
1 Zona di abitabilità	3
1.1 Definizione di Zona Abitabile	3
1.2 Il Flusso Stellare Efficace	4
1.3 Il Modello Climatico 1D	5
1.3.1 Limite Interno	6
1.3.2 Il Ciclo Carbonio-Silicio	7
1.3.3 Limite Esterno	10
1.4 Modello Climatico 3D	11
1.4.1 La Risonanza Mareale	11
1.4.2 Limite interno per stelle K ed M	15
1.4.3 Limite esterno per stelle K ed M	20
1.5 La Zona di Abitabilità Galattica	20
2 Estensioni al concetto di abitabilità	23
2.1 Recenti sviluppi della HZ	23
2.1.1 Limite interno	24
2.1.2 Limite esterno	26
2.2 Estensione nello spazio	29
2.2.1 Estensione con l'idrogeno	29
2.2.2 Estensione con il metano	32
2.3 Estensione nel tempo	35
2.4 La Zona Abitabile per la vita complessa	37
3 Le nane rosse	39
3.1 L'esperienza di Kepler	39
3.2 TESS	41
3.2.1 Ottiche del telescopio	41
3.2.2 Strategia d'osservazione	42
3.2.3 Stelle selezionate	43
3.3 Le nane M	44
3.3.1 La distribuzione spettrale di energia	44
3.3.2 L'attività stellare	44
3.3.3 L'evoluzione in luminosità	46
3.4 L'interazione tra la stella ed il sistema planetario	47
3.4.1 L'interazione radiativa	47
3.4.2 L'interazione gravitazionale	49
4 Analisi dati	51
4.1 Metodo	52
4.1.1 GAIA Data Release 2	53
4.1.2 Diagrammi colore-magnitudine	55

4.1.3	Il problema della luminosità	58
4.2	Grafici relativi alla zona di abitabilità	61
5	Risultati	65
5.1	Analisi dei pianeti potenzialmente abitabili	65
5.1.1	Sezione A	66
5.1.2	Sezione B	66
5.1.3	Sezione C	66
5.1.4	Sezione D	68
5.1.5	Sezione E	68
5.1.6	Sezione F	69
5.1.7	Sezione G	69
5.1.8	Sezione H	70
5.2	LHS 1140	71
5.3	TOI 715	76
5.4	TOI 700	79
5.5	TOI 176	83
5.6	TOI 793	86
5.7	Pianeti vicino ai limiti di abitabilità	89
5.7.1	TOI 696	89
5.7.2	TOI 198	92
5.7.3	TOI 203	94
5.7.4	TOI 406	94
5.7.5	TOI 233	96
5.7.6	TOI 237	98
5.7.7	TOI 698	100
5.7.8	Distribuzione dei pianeti più interessanti che si trovano vicino ai limiti di abitabilità	104
5.8	Pianeti confermati	105
5.9	Conclusioni	108
	Bibliografia	111

Elenco delle figure

1.1	Profilo verticale dell'andamento della temperatura atmosferica	6
1.2	Profilo verticale della frazione di vapore acqueo	7
1.3	Zona abitabile 1D	8
1.4	S_{eff} in funzione del raggio del pianeta	9
1.5	Profilo della pressione di anidride carbonica	10
1.6	Temposcala per la sincronizzazione della rotazione di un pianeta su un'orbita circolare	13
1.7	Evoluzione del periodo orbitale con differenti eccentricità per un pianeta come Kepler-22b	14
1.8	Confronto tra il "tidal lock radius" ottenuto con il modello di Kasting et al., 1993 e quello di Barnes, 2017	14
1.9	Dipendenza del clima planetario dal periodo di rotazione del pianeta	16
1.10	Differenze tra la copertura nuvolosa e la circolazione atmosferica tra i pianeti "rapidly" e "slowly rotating"	16
1.11	Temperatura superficiale del pianeta in funzione del tipo di stella	17
1.12	T_s e $p\text{H}_2\text{O}$ in funzione di S_{eff}	18
1.13	Temposcala per la scomparsa degli oceani di acqua in funzione di S_{eff}	18
1.14	Modelli 1D e 3D per stima dell'IHZ	19
1.15	Zona abitabile galattica	21
2.1	Confronto tra flusso IR uscente e flusso solare incidente	25
2.2	S_{eff} in funzione della T_s	25
2.3	Confronto tra il modello di Kasting et al., 1993 ed il recente modello Kopparapu, 2013	26
2.4	Confronto tra F_{IR} e F_{SOL} in funzione della pressione parziale di CO_2	27
2.5	Andamento di A_p in funzione della pressione parziale di CO_2	28
2.6	Andamento di S_{eff} in funzione della pressione parziale di CO_2	28
2.7	Zona abitabile con presenza in atmosfera di H_2 a diverse concentrazioni	30
2.8	Dipendenza del CO_2 dall'aggiunta di H_2 in atmosfera	31
2.9	Confronto tra il SED del Sole, di una stella F0 ed M3	32
2.10	Bande di assorbimento CH_4 , CO_2 e H_2O	33
2.11	Bande di assorbimento CH_4 , CO_2 e H_2O	34
2.12	Andamento di S_{eff} con presenza di CH_4	34
2.13	Evoluzione della luminosità stellare per stelle con $M= 0.1\text{-}1 M_{\odot}$	35
2.14	Evoluzione del S_{eff} durante la fase di pre-MS	36
2.15	Zona abitabile con presenza di CO_2	38
3.1	Distribuzione dei pianeti per raggio	40
3.2	Numero di pianeti in funzione del raggio del pianeta per le stelle M	41
3.3	La funzione di risposta spettrale di TESS	42
3.4	Campo di vista osservato da TESS	43
3.5	Distribuzione spaziale di energia	45

3.6	Relazione tra attività e rotazione stellare per stelle parzialmente e totalmente convettive	46
3.7	Evoluzione in luminosità per stelle con massa compresa tra 0.1 e 1 M_{\odot}	47
3.8	Spettro di assorbimento, riflessione e trasmissione per tre diversi tipi di piante	49
4.1	Diagramma colore-magnitudine con la correzione per l'assorbimento interstellare	53
4.2	Confronto tra la luminosità osservata da GAIA e quella ottenuta teoricamente dalla relazione di Stefan-Boltzmann, con i relativi residui	54
4.3	Diagramma colore-magnitudine per lo studio dell'evoluzione stellare	55
4.4	Diagramma colore-magnitudine per lo studio dell'evoluzione stellare con la correzione per l'estinzione	56
4.5	Diagramma colore-magnitudine con isocrone	56
4.6	Diagramma colore-magnitudine con isocrone e la correzione per l'assorbimento	57
4.7	Diagramma colore-magnitudine per stelle M-K in funzione dell'assorbimento interstellare	57
4.8	Diagramma colore-magnitudine per stelle con e senza i dati relativi al raggio stellare	58
4.9	Confronto tra la luminosità osservata da GAIA e quella ottenuta teoricamente dalla relazione di Stefan-Boltzmann, con i relativi residui da TESS	59
4.10	Confronto tra la luminosità osservata da GAIA e quella ottenuta teoricamente dalla relazione di Stefan-Boltzmann, con i relativi residui	59
4.11	Confronto tra la luminosità osservata da GAIA e quella bolometrica, con i relativi residui	60
4.12	Diagramma colore-magnitudine per stelle con e senza i dati relativi al raggio stellare	61
4.13	Limiti della zona abitabile in funzione della temperatura efficace per il modello climatico unidimensionale 1D	62
4.14	Limiti della zona abitabile in funzione della temperatura efficace per il modello climatico unidimensionale 1D e 3D	64
4.15	Confronto per la posizione di TOI 793 nel grafico S_{eff} vs T_{eff}	64
5.1	Riassunto del processo di validazione degli eventi TCE	67
5.2	Test di verifica di TOI 256 b	72
5.3	Test di verifica di TOI 256 c	72
5.4	Limiti di abitabilità per il sistema LHS 1140	73
5.5	Limiti di abitabilità per la vita complessa nel caso di LHS 1140 b	74
5.6	Test di verifica di TOI 715 b	77
5.7	Limiti di abitabilità per il sistema TOI 715	78
5.8	Test di verifica di TOI 700 b	80
5.9	Test di verifica di TOI 700 c	80
5.10	Test di verifica di TOI 700 d	81
5.11	Limiti di abitabilità per il sistema TOI 700	82
5.12	Test di verifica di TOI 176 b	84
5.13	Limiti di abitabilità per il sistema TOI 176	85
5.14	Test di verifica di TOI 793 b	87
5.15	Limiti di abitabilità per il sistema TOI 793	88
5.16	Test di verifica di TOI 696 b	90
5.17	Test di verifica di TOI 696 c	91
5.18	Test di verifica di TOI 198 b	93
5.19	Test di verifica di TOI 203 b	95

5.20	Test di verifica di TOI 406 b	96
5.21	Test di verifica di TOI 233 b	98
5.22	Test di verifica di TOI 237 b	100
5.23	Test di verifica di TOI 698 b	103
5.24	Limiti di abitabilità per i pianeti vicini alla HZ	104
5.25	Limiti di abitabilità per i pianeti confermati vicini alla HZ	107

Elenco delle tabelle

1.1	Contributo dell'effetto serra sui pianeti del Sistema Solare	5
1.2	Dati relativi ai pianeti del nostro Sistema Solare	9
1.3	Coefficienti utilizzati per calcolare i flussi stellari ed i corrispondenti limiti di abitabilità, per stelle con temperatura tra $2600 \leq T_{\text{eff}} \leq 7200$ K [Kasting et al., 1993]	11
2.1	Confronto tra i limiti di abitabilità interni ed esterni per il modello classico 1D di Kasting et al., 1993 ed il recente modello climatico 1D di Kopparapu et al., 2013.	27
2.2	Coefficienti per il calcolo del S_{eff} da Kopparapu et al., 2013	29
2.3	Coefficienti per la stima della “vulcanic” IHZ	31
2.4	Coefficienti per la stima della “vulcanic” OHZ	32
2.5	Coefficienti per la stima della “methane” OHZ	33
2.6	Coefficienti per la stima della HZCL	37
3.1	Caratteristiche delle camere di TESS	42
3.2	Caratteristiche stellari per stelle con massa compresa tra 0.10 e 15 M_{\odot} nella fase di sequenza principale	45
3.3	Densità di flusso in superficie per una stella G2 ed una M5 per diversi intervalli di lunghezze d'onda	50
4.1	Dati relativi al catalogo GAIA DR2	54
4.2	Coefficienti bolometrici utilizzati per la correzione bolometrica	60
4.3	Risultati del confronto tra la luminosità fornita da GAIA DR2 e quelli ottenuti utilizzando dati di TESS, di Rabus et al. e quella bolometrica	61
5.1	Parametri stellari di LHS 1140	71
5.2	Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di LHS 1140 b-c	74
5.3	Parametri planetari di LHS 1140 b-c	75
5.4	Parametri stellari di TOI 715	76
5.5	Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 715	77
5.6	Parametri planetari di TOI 715 b	78
5.7	Parametri stellari di TOI 700	79
5.8	Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 700	81
5.9	Parametri planetari di TOI 700 b-c-d	82
5.10	Parametri stellari di TOI 176	83
5.11	Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 176	84
5.12	Parametri planetari di TOI 176 b	84
5.13	Parametri stellari di TOI 793	86

5.14 Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 793 b	87
5.15 Parametri planetari di TOI 793 b	87
5.16 Parametri stellari di TOI 696	90
5.17 Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 696	90
5.18 Parametri planetari di TOI 696 b-c	91
5.19 Parametri stellari di TOI 198	92
5.20 Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 198	93
5.21 Parametri planetari di TOI 198 b	93
5.22 Parametri stellari di TOI 203	94
5.23 Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 203	95
5.24 Parametri planetari di TOI 203 b	96
5.25 Parametri stellari di TOI 406	97
5.26 Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 406	97
5.27 Parametri planetari di TOI 406 b	97
5.28 Parametri stellari di TOI 233	99
5.29 Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 233	99
5.30 Parametri planetari di TOI 233 b	99
5.31 Parametri stellari di TOI 237	101
5.32 Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 237	101
5.33 Parametri planetari di TOI 237 b	101
5.34 Parametri stellari di TOI 698	102
5.35 Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 698	103
5.36 Parametri planetari di TOI 698 b	103
5.37 Lista dei pianeti confermati scoperti da TESS	106
5.38 Pianeti confermati che si trovano più vicino ad i limiti della zona abitabile. I dati sono stati ottenuti dal sito https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/	107
5.39 Temperatura efficace stellare e magnitudine bolometrica per ciascuna classe spettrale	109

Introduzione

La ricerca di vita su altri pianeti, oltre quelli del Sistema Solare, rappresenta attualmente uno degli ambiti più discussi nell'ambiente astronomico; questo grazie, anche, alle recenti scoperte compiute dal "Transit Exoplanet Survey Satellite" (TESS) ed alle prospettive di caratterizzazione da esso aperte.

Ad oggi sono più di 4000 i candidati esopianeti scoperti grazie alle osservazioni da spazio e da terra, e, secondo [Turbet et al., 2016](#), un numero consistente di essi può sviluppare le condizioni ideali per la formazione di una biosfera planetaria. Le stelle di tipo spettrale M rappresentano la più alta possibilità di trovare pianeti potenzialmente abitabili nei dintorni solari sia perchè sono le stelle più comuni sia perchè è più agevole la scoperta e la caratterizzazione di pianeti con dimensioni terrestri. Ne consegue come l'interesse nei confronti di questo tipo di stelle sia aumentato notevolmente negli ultimi decenni.

L'introduzione della "Teoria Climatica Astronomica" -unidimensionale e tridimensionale- diviene indispensabile per poter definire la zona abitabile (Habitable Zone, HZ), ovvero la regione intorno alla stella entro cui un pianeta con una atmosfera di $N_2+CO_2+H_2O$ è in grado di mantenere l'acqua nello stato liquido sulla sua superficie ([Kasting et al., 1993](#); [Kopparapu et al., 2013](#)). Il passo successivo sarà quello di estendere lo sguardo a livello galattico definendo una zona abitabile galattica (Galactic Habitable Zone, GHZ).

Nel capitolo 2 vengono presentati i recenti sviluppi della predetta teoria, considerando le estensioni spaziali e temporali al concetto di zona abitabile unidimensionale (1D). Dal punto di vista spaziale, l'estensione della HZ può essere dovuta alla presenza di metano (CH_4) o idrogeno molecolare (H_2); mentre l'evoluzione in luminosità della stella ospite può modificare i limiti di abitabilità su scale temporali di miliardi di anni. Per concludere il capitolo verrà presentato lo studio condotto da [Schwieterman et al., 2019](#) riguardo come la presenza di anidride carbonica CO_2 in atmosfera può compromettere lo sviluppo della vita, definendo una limitata zona di abitabilità per la vita complessa (Habitable Zone for Complex Life, HZCL).

Nel capitolo 3 si presentano le caratteristiche principali della missione portata avanti da TESS, focalizzando l'attenzione sulla strategia d'osservazione scelta. Quest'operazione risulta di notevole importanza perchè definisce il periodo di osservazione dei transiti planetari, permettendo di concentrarsi sulle stelle di tipo F-G-K ed, in particolare, sulle stelle M. Per quest'ultime la probabilità di trovare pianeti rocciosi è estremamente alta. Nella sezione 3.3 vengono illustrate le diverse proprietà che caratterizzano le stelle M, per poter trattare l'interazione radiativa che si instaura tra il pianeta e la propria stella.

L'analisi dati è strutturata come segue. Nella sezione 4 vengono riassunti i passaggi per la creazione di un catalogo comune per le stelle presenti nei cataloghi TOI e GAIA DR 2. In una prima fase vengono realizzati i diagrammi colore-magnitudine, per verificare che le stelle che si trovano in una fase evolutiva non siano di tipo M o "late K" e, successivamente, vengono applicate le curve isocrone per confrontare i risultati ottenuti con quelli teorici, ricavati dai modelli di evoluzione stellare. Nella sezione 4.1.3 viene illustrato un problema relativo ai dati di input. Nella figura

4.1.3 si evince come solamente 720 delle 1042 stelle (presenti nei cataloghi TOI e GAIA DR 2) abbiano il valore relativo al raggio stellare. Dal momento che il catalogo GAIA DR2 utilizza la relazione di Stefan-Boltzmann per stimare la luminosità stellare partendo dal raggio e dalla temperatura efficace si deve trovare un metodo differente per ricavare queste informazioni. Pertanto, vengono proposti tre metodi per il calcolo teorico delle luminosità ed attraverso i coefficienti di correlazione tra le luminosità calcolate e quelle presenti in GAIA DR2 viene individuato il metodo utilizzato per il resto della tesi.

A questo punto, considerando i valori relativi al periodo del pianeta viene utilizzata la terza legge di Keplero per derivare la distanza del pianeta dalla stella ospite e, conseguentemente, il “flusso stellare efficace”. I grafici 4.13 e 4.14 mostrano i limiti della zona abitabile in funzione della temperatura efficace per i modelli climatici unidimensionali e tridimensionali. I risultati evidenziano come cinque pianeti (LHS 1140 b, TOI 715, TOI 700, TOI 176, TOI 793) si trovano all’interno dei limiti della HZ ed, in particolare, due di essi si trovano all’interno del “tidal lock radius” (Kasting et al., 1993), il raggio che identifica i pianeti bloccati gravitazionalmente con la loro stella ospite in una risonanza mareale.

La sezione 5 riepiloga le conoscenze riguardo i cinque candidati pianeti potenzialmente abitabili. In una prima fase sono illustrati i metodi di validazione delle curve di luce relative ai candidati pianeti per poter la presenza di eventuali falsi positivi. Successivamente, viene mostrata la posizione del candidato pianeta in un diagramma in funzione del flusso stellare efficace e della temperatura stellare e vengono tabulati i corrispettivi parametri planetari per verificare, rispettivamente, se il pianeta si trovi all’interno del “tidal lock radius” e se la sua densità sia simile a quella terrestre. Nella sezione 5.7 sono presentati i 6 pianeti che si trovano ai limiti della HZ con una densità simile a quella terrestre. Il capitolo si conclude esplorando le prospettive future. Attraverso una attenta analisi dei dati di archivio sarà possibile richiedere il tempo telescopio per la conferma dei candidati pianeti, che saranno soggetti alle osservazioni e caratterizzazioni delle loro atmosfere da parte del satellite JWST che si presume verrà lanciato nel 2021.

Capitolo 1

Zona di abitabilità

Le recenti scoperte di pianeti sia da parte di missioni spaziali, come Kepler o TESS, sia attraverso osservazioni da Terra hanno mostrato che pianeti di tipo roccioso come la Terra sono più comuni di quanto si credesse un decennio fa. Per questo motivo si è fatta più pressante l'esigenza di definire il concetto di zona abitabile, per identificare quei pianeti su cui è possibile trovare acqua liquida sulla superficie per un periodo sufficientemente esteso di tempo.

In questo capitolo viene introdotta la “Teoria Climatica Astronomica” - unidimensionale e tridimensionale - per calcolare i limiti della CHZ, ovvero la regione intorno alla stella entro cui un pianeta con una atmosfera di $N_2+CO_2+H_2O$ è in grado di mantenere l'acqua nello stato liquido sulla sua superficie [Kasting et al., 1993].

Un'altra scala di abitabilità considerata è quella galattica, che richiede la definizione di una zona di abitabilità galattica (GHZ). Il lavoro compiuto, in questo senso, da Lineweaver et al., 2004 permette di restringere la regione all'interno della Via Lattea in cui ricercare le stelle in grado di ospitare i potenziali esopianeti abitabili.

1.1 Definizione di Zona Abitabile

La zona abitabile è definita come la regione circumstellare nella quale pianeti di tipo terrestre, con un atmosfera composta da CO_2 , H_2O e N_2 , sono in grado di mantenere acqua liquida sulla superficie [Kasting et al., 1993].

Questa definizione è il risultato ultimo di numerosi studi, che hanno visto in una prima fase il lavoro fondamentale svolto da Dole, 1964. Secondo le sue analisi, per definire la zona di abitabilità di un pianeta è necessario che $\sim 10\%$ della sua superficie abbia una temperatura media compresa tra i $0^\circ C$ ed i $30^\circ C$. In seguito, autori come Rasool and de Bergh, 1970 e Hart, 1978, hanno cominciato a mettere in relazione il concetto di abitabilità con la presenza di acqua liquida sulla superficie del pianeta, per arrivare agli studi finali di Kasting et al., 1993.

Storicamente la distanza del pianeta dalla stella ospite è considerato il parametro fondamentale per avere acqua liquida sulla superficie. Ad una distanza troppo vicina dalla stella ospite l'acqua potrebbe evaporare, mentre a distanze maggiori il flusso stellare ricevuto dal pianeta diminuirebbe, di conseguenza l'acqua raggiungerebbe temperature al di sotto del punto di congelamento, rendendo il pianeta completamente coperto di ghiaccio.

Diviene indispensabile definire i fattori che influenzano la posizione e l'estensione della HZ. Di seguito se ne elencano alcuni:

- il tipo spettrale di stella ospite. La HZ intorno ad una stella F ha uno spessore maggiore e la posizione dei limiti di abitabilità si trova a distanze superiori

rispetto a quelle di una stella come il Sole; intorno a stelle di tipo K e M la zona abitabile è meno spessa ed i limiti si trovano a distanze inferiori dalla stella. Un aspetto fondamentale da tenere in considerazione per il calcolo della posizione della HZ è l'evoluzione temporale su tempi-scala geologici ($>10^6$ anni) della luminosità stellare; in particolare, l'intera fase di pre sequenza principale (pre MS) dove la stella subisce una evoluzione molto marcata (vedi sezione 2.3).

- l'albedo del pianeta. Un aumento della temperatura superficiale aumenta la produzione di vapore acqueo, che limita l'emissione termica di radiazione verso lo spazio. Di conseguenza, si ottiene un aumento dell'effetto serra e la perdita delle riserve di acqua in superficie.
Contrariamente, una diminuzione della temperatura trasforma l'acqua in ghiaccio, l'albedo del pianeta aumenta e l'assorbimento dell'energia in superficie diminuisce.
- l'eccentricità dell'orbita, che può portare il pianeta ad alternare fasi in cui il pianeta si trova all'interno ed all'esterno della HZ, provocando una variazione consistente della temperatura.

1.2 Il Flusso Stellare Efficace

Per descrivere i modelli utilizzati per la stima della HZ, è necessario prima introdurre il “flusso stellare efficace” (S_{eff}), ovvero il flusso stellare richiesto per mantenere una data temperatura superficiale e normalizzato al flusso terrestre. Questa quantità è proporzionale al rapporto tra il flusso infrarosso uscente dal pianeta (F_{IR}) rispetto al flusso stellare netto incidente (F_{SOL}), entrambi calcolati prima di incontrare l'atmosfera [Ramirez and Kaltenegger, 2018].

Il “flusso stellare efficace” fornisce una indicazione sul bilancio energetico del pianeta. Assumendo che il flusso incidente sia uguale al valore attuale del flusso solare per un'orbita terrestre costante ($S_0 \sim 1361 \text{ W m}^{-2}$) nel caso di equilibrio radiativo questo deve eguagliare quello uscente infrarosso. Questo porta alla relazione introdotta da Kasting et al., 1993:

$$S_{\text{eff}} = \frac{F_{\text{IR}}}{F_{\text{SOL}}} = \frac{S}{S_0} \quad (1.1)$$

dove S è il flusso ricevuto dal pianeta.

Nei modelli elaborati da Kasting et al., 1993 il contributo da parte delle nuvole non è stato incluso, ma il loro effetto è stato parametrizzato assumendo un elevato valore dell'albedo planetario ($A_p = 0.22$), che permette di riprodurre la temperatura superficiale media della Terra, $T_s = 288 \text{ K}$. Mantenendo questo valore costante Kasting et al., 1993 hanno annullato ogni possibile contributo da parte delle nuvole¹. La stratosfera è stata assunta isoterma e la temperatura calcolata tramite la relazione:

$$T_{\text{strat}} = 167 \text{ K} \times \left[\frac{S_{\text{eff}} \times (1 - A_p)}{0.316} \right]^{0.25} \quad (1.2)$$

dove S_{eff} è il flusso solare efficace e A_p l'albedo planetario. Quest'ultimo è stato ottenuto dall'espressione:

$$A_p = 1 - \frac{4 \times F_{\text{SOL}}}{S_{\text{eff}}} \quad (1.3)$$

Nella tabella 1.1 vengono riportati i dati relativi ai pianeti di tipo roccioso presenti nel Sistema Solare.

Dall'espressione 1.1 si osserva come per valori di S_{eff} maggiori dell'unità, il pianeta

¹il motivo è legato alla totale assenza di informazioni relative all'effetto provocato dalla loro presenza all'epoca della stesura dell'articolo

si trova a distanze inferiori dalla stella rispetto alla Terra; mentre per valori di S_{eff} inferiori la distanza dalla stella aumenta. La relazione, presentata da [Kasting et al., 1993](#), che lega il flusso stellare alla distanza è la seguente:

$$d = \sqrt{\frac{\frac{L}{L_{\odot}}}{S_{\text{eff}}}} \quad (1.4)$$

dove $\frac{L}{L_{\odot}}$ è la luminosità stellare in unità solari e d la distanza orbitale in unità astronomiche (AU).

Nel caso del Sistema Solare, Marte si trova alla distanza di 1.524 AU e quindi ha un $S_{\text{eff}} = 0.431$, che corrisponde ad un flusso di $0.431 \times 1361 = 587 \frac{W}{m^2}$.

I modelli per il calcolo dei limiti di abitabilità di [Kasting et al., 1993](#) danno come risultato una relazione polinomiale tra il flusso efficace stellare S_{eff} , misurato alla sommità dell'atmosfera, e la temperatura effettiva della stella T_{eff} .

$$S_{\text{eff}} = S_{\text{eff}\odot} + a \times T_{\text{star}} + b \times T_{\text{star}}^2 + c \times T_{\text{star}}^3 + d \times T_{\text{star}}^4 \quad (1.5)$$

dove $T_{\text{star}} = T_{\text{eff}} - 5780$ K.

Pianeta	d (AU)	S ($W m^{-2}$)	A_p	T_e (K)	T_s (K)
Mercurio	0.387	9087	0.10	442	700 (g) 100 (n)
Venere	0.722	2610	0.65	229	740 (g) 240 (n)
Terra	1	1361	0.37	246	288
Marte	1.524	587	0.15	213	218

Tabella 1.1: Contributo dell'effetto serra sulla temperatura superficiale globale dei pianeti rocciosi: Mercurio, Venere, Terra e Marte. Il simbolo (g) indica il giorno, mentre (n) notte.

1.3 Il Modello Climatico 1D

I modelli climatici ed atmosferici sono stati sviluppati con l'intento di stimare i limiti della zona abitabile intorno a stelle di diverso tipo spettrale; in questo elaborato si prendono in considerazione sia quello più semplice, unidimensionale, sia quello tridimensionale che tiene conto della rotazione e dell'eventuale risonanza mareale che agisce sul pianeta.

In questa sezione viene discusso in dettaglio il modello climatico unidimensionale, il primo ad essere stato sviluppato da [Kasting et al., 1993](#) per stimare i limiti interni ed esterni della zona abitabile, intorno a stelle di diverso tipo spettrale. Il modello predice, per un pianeta di tipo terrestre, l'esistenza di tre diversi tipi di limiti interni (sezione 1.3.1): il "moist greenhouse limit", il "runaway greenhouse limit" ed il "recent Venus limit"; nel caso del limite esterno, è necessario prima introdurre il meccanismo che governa la presenza di anidride carbonica (CO_2) in atmosfera, permettendo il mantenimento dell'acqua in forma liquida sulla superficie, il ciclo carbonio-silicio (sezione 1.3.2). Successivamente vengono presentati i modelli relativi al limite esterno della zona abitabile ("Outer edge of Habitable Zone", OHZ), il "maximum greenhouse limit" ed l' "early Mars limit".

1.3.1 Limite Interno

Per stimare questo limite in letteratura si trovano due diversi approcci: un metodo teorico-conservativo, che si basa sui modelli climatici, ed uno empirico-osservativo, che si basa sui dati ottenuti su Venere dalla sonda Magellano.

Prendendo in considerazione i limiti teorici, il “moist greenhouse limit” si attiva quando la frazione di vapor acqueo per volume eccede $\sim 2 \times 10^{-3}$, che corrisponde ad una temperatura superficiale media di 340 K (nel caso della Terra). L’aria sopra la tropopausa (la figura 1.1 fornisce una schematizzazione dell’atmosfera terrestre) diventa troppo fredda per permettere al vapor acqueo di propagarsi negli strati superiori. Di conseguenza, per queste temperature superficiali, diventa efficiente la fotolisi, che dissocia le molecole di acqua in ioni H^- e OH^+ , rimuovendo le riserve di acqua sul pianeta in un tempo scala di 4.5 miliardi di anni [Ramirez and Kaltenegger, 2018]. In figura 1.2 si osserva come per temperature superficiali pari a T_s

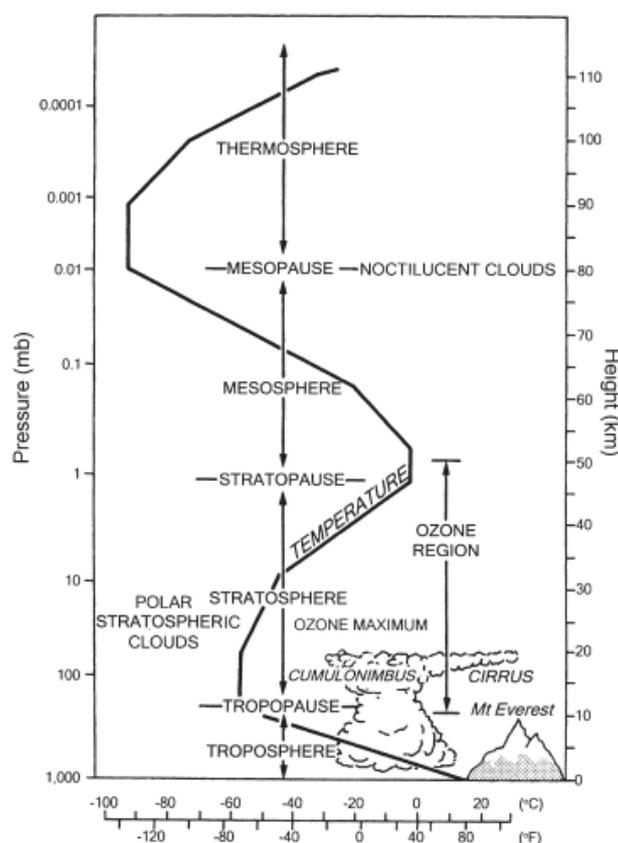


Figura 1.1: Profilo verticale dell’andamento della temperatura atmosferica in funzione dell’altezza e della pressione, nel caso della Terra. Basato sul lavoro compiuto da Barry and Chorley, 2004.

= 340 K la frazione di vapor acqueo per volume in atmosfera rimane costante tra un’altezza di 100 e 60 km, per subire successivamente una forte variazione di ~ 2 ordini di grandezza fino a terra. Per temperature superiori l’andamento si mantiene pressoché costante per tutta l’atmosfera.

Una stima più ottimistica, che posiziona il limite della HZ più vicino alla stella ospite, è quella relativa alla “runaway greenhouse limit”. In questo caso se la temperatura superficiale del pianeta è maggiore di ~ 360 K l’opacità IR del vapor d’acqua sarebbe così elevata che la radiazione termica IR uscente non sarebbe in grado di bilanciare la radiazione proveniente dalla stella, portando il pianeta a surriscaldarsi fino a $T_s \sim 1600$ K, dove si raggiungerebbe un nuovo equilibrio radiativo. Il risultato di tale processo prevede l’evaporazione degli oceani presenti (in un temposcala

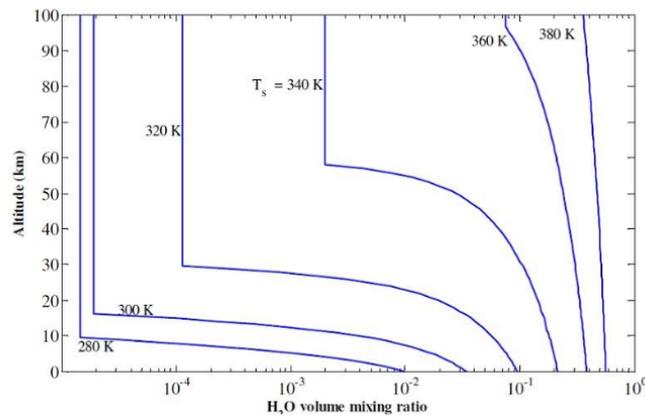


Figura 1.2: Profilo verticale della frazione di vapor acqueo per volume per la Terra. Sono considerate temperature superficiali comprese tra $T_s = 280$ K e $T_s = 380$ K. Il processo di “moist greenhouse” viene attivato per temperature superiori a 340 K. Il vapor acqueo viene intrappolato nella tropopausa, che separa la zona di alta atmosfera con le regioni convettive. Basato sul lavoro compiuto da [Kasting et al., 1993](#).

definito in figura 1.13), dovuto ad un progressivo e incontrollabile effetto serra. Nel caso in cui il pianeta avesse una riserva iniziale di acqua inferiore a quello della Terra, questo processo potrebbe attivarsi anche a temperature superficiali inferiori. Nel caso del nostro Sistema Solare il “moist greenhouse limit” ed il “runaway greenhouse limit” si trovano rispettivamente a 0.97 e 0.95 AU (figura 1.3).

Il “modello empirico” si basa sulle osservazioni radar fatte su Venere dalla sonda Magellano. I dati suggeriscono che l’acqua sulla sua superficie è assente da almeno 1 miliardo di anni ma, come evidenziano [Solomon and Head, 1991](#), questa stima è fortemente influenzata dai meccanismi di trasporto di calore che agiscono sulla litosfera di Venere. Questi sono i principali responsabili della scomparsa della crosta superficiale primaria in favore di quella secondaria.

Il modello osservativo, in primo luogo, utilizza questa stima di età, considerando la luminosità che il Sole aveva a quel tempo, ovvero $\sim 92\%$ di quella odierna [[Baraffe et al., 1998](#)]; successivamente, considera la distanza a cui si trova Venere (dove $S = 1.92 S_0$). Di conseguenza, si ottiene che il flusso che arrivava su Venere 1 miliardo di anni fa era $0.92 \times 1.92 = 1.76$ volte quello della Terra. Questa stima empirica permette di definire il “recent Venus limit”, che per il Sole corrisponde ad una distanza di 0.75 AU.

1.3.2 Il Ciclo Carbonio-Silicio

Per rimanere entro i limiti di abitabilità, un pianeta deve essere vulcanicamente attivo, in modo tale da rifornire l’atmosfera di anidride carbonica (CO_2). Quest’ultimo è il gas serra più importate e climaticamente rilevante, nel caso dell’atmosfera terrestre, perché come l’ozono O_3 , l’ossido di diazoto N_2O , il metano CH_4 ² ed i clorofluorocarburi, non condensa e precipita dall’atmosfera alle attuali temperature climatiche, a differenza del vapore acqueo. I gas serra non condensabili servono così a fornire la struttura stabile della temperatura che sostiene i livelli attuali di vapore acqueo atmosferico. Senza la forzante radiativa fornita dalla CO_2 ed altri gas serra non condensabili, la Terra si troverebbe imprigionata in un perenne stato di “snow-

²l’ozono O_3 , l’ossido di diazoto N_2O e il metano CH_4 rappresentano i gas serra secondari, dal momento che le concentrazioni in atmosfera sono inferiori rispetto a quelle relative all’anidride carbonica. Il livello attuale di CO_2 è intorno alle 410 parti per miliardo (410 ppm) mentre l’ossido di diazoto ed il metano, si assestano su valori pari a 3.32 ppm e 1.87 ppm

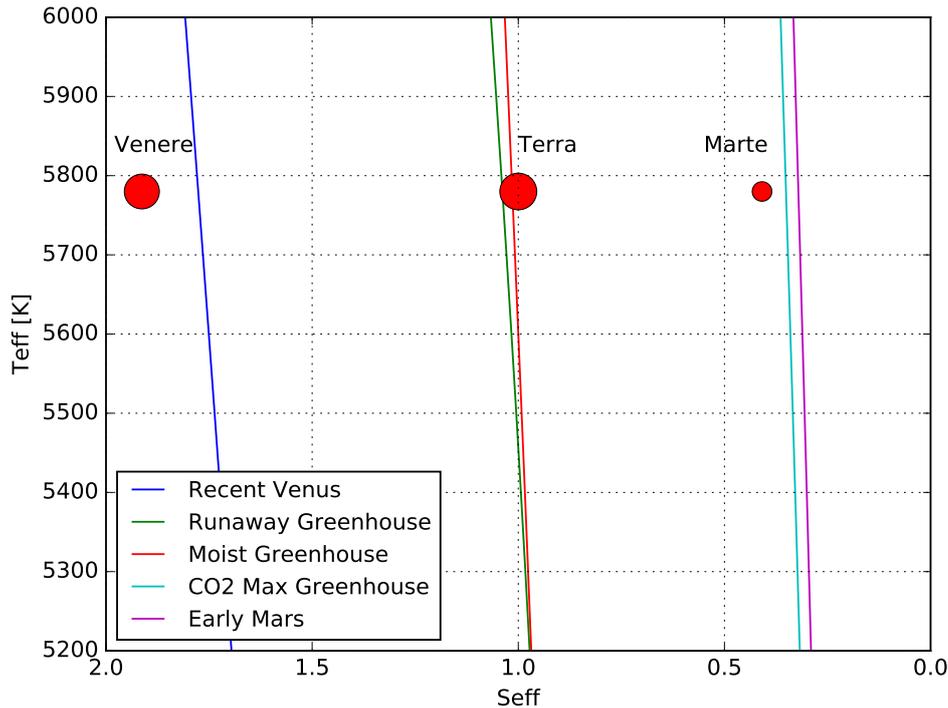


Figura 1.3: La Zona Abitabile classica ($\text{CO}_2\text{-H}_2\text{O-N}_2$). Sull’asse delle ordinate è posta la temperatura efficace della stella, mentre sull’asse delle ascisse viene riportato il flusso stellare efficace. Il “Recent Venus” ed il “Early Mars” rappresentano i limiti empirici mentre il “Runaway Greenhouse”, il “Moist Greenhouse” ed il “ CO_2 Max Greenhouse” rappresentano quelli teorici. Nel grafico sono presenti i pianeti del sistema solare.

ball planet”.

Il ciclo si struttura in quattro fasi: nella prima la pioggia cattura l’anidride carbonica producendo acido carbonico. Nella seconda, questa soluzione reagisce con le rocce silicee e libera nelle acque i carbonati e bicarbonati di calcio e magnesio. Nella terza, i fiumi riversano queste sostanze negli oceani dove gli organismi marini li utilizzano come parte integrante per il loro scheletro ed, in seguito, la depositano nei fondali. Infine, la crosta oceanica ricca di sedimenti, su tempi-scala geologici, sprofonda sotto la crosta terrestre dove le placche continentali collidono. Il calcare si riscalda e rilascia la CO_2 che viene espulsa in atmosfera tramite i vulcani.

Per comprendere i meccanismi che regolano le regioni interne dei pianeti è necessario conoscere la massa ed il raggio del pianeta. Infatti, questi due parametri permettono di ricavare la densità media del pianeta, fondamentale per capire la struttura del pianeta. Per densità basse ($\sim 1 \text{ g cm}^{-3}$) il pianeta è dominato da H ed He, per densità medie da H_2O e/o silicati ($\sim 2 \text{ g cm}^{-3}$), mentre per densità estreme il pianeta è composto principalmente di Fe ($\sim 5 \text{ g cm}^{-3}$) [Sotin et al., 2010].

L’attività vulcanica che rifornisce l’atmosfera di gas volatili è considerato un requisito fondamentale per mantenere abitabile un pianeta su larga scala temporale. Tuttavia, non è ancora chiaro se meccanismi come l’attività tettonica siano tipici di pianeti di tipo terrestre o se possano variare in base alle dimensioni del pianeta [Kite et al., 2009]. Secondo Rushby et al., 2018 gli episodi di vulcanismo dovrebbero caratterizzare tutti i pianeti rocciosi, a causa della fusione parziale del mantello. Un’ulteriore conferma a quest’ipotesi si basa sui meccanismi di convezione, per cui il calore generato internamente deve essere espulso in superficie.

Il processo di disgregazione delle rocce interviene, insieme alla temperatura superficiale del pianeta, sulla regolarizzazione della CO_2 su tempi-scala geologici ($>10^6$

Pianeta	Massa (10^{24} Kg)	Raggio (Km)	Densità (g cm^{-3})
Mercurio	0.33	2 440	5.43
Venere	4.87	6 052	5.24
Terra	5.97	6 371	5.51
Marte	0.67	3 390	3.92

Tabella 1.2: Informazioni riguardanti la massa, il raggio e la densità dei pianeti terrestri del Sistema Solare. Dati ottenuti da [Ivanov and Head, 2018](#).

anni). Difatti se la temperatura superficiale aumenta, aumenta il tasso con cui i processi di “weathering”³ trasformano la CO_2 in carbonati ed il rilascio di anidride carbonica in atmosfera tramite i vulcani avviene in tempi più lunghi; mentre, se la temperatura superficiale diminuisce, i processi di “weathering” avvengono più lentamente così da incrementare la presenza di anidride carbonica in atmosfera.

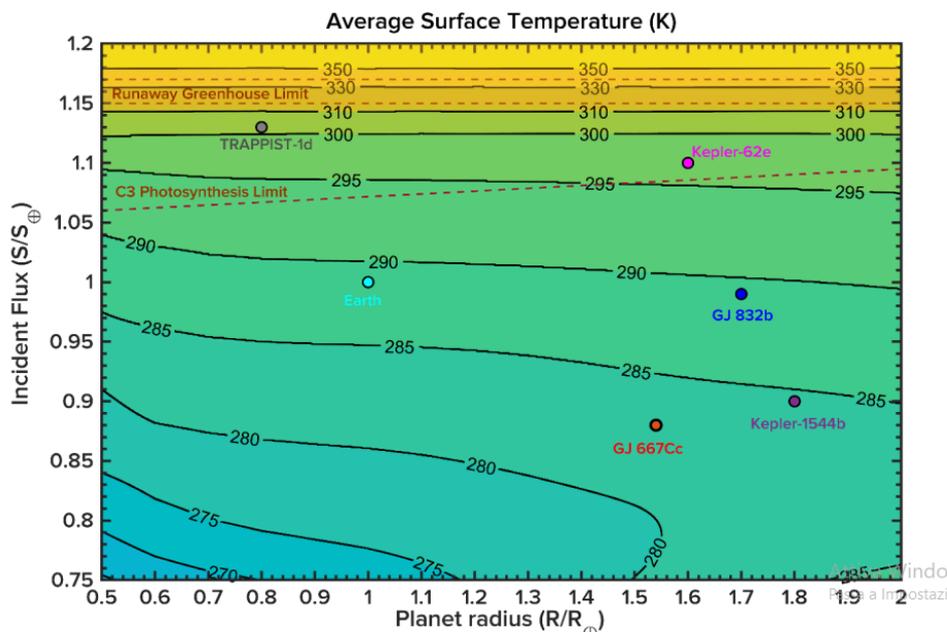


Figura 1.4: Andamento del flusso stellare efficace in funzione del raggio del pianeta. Dal grafico si può capire come pianeti che ricevono lo stesso flusso stellare ma con dimensioni diverse hanno una temperatura superficiale differente. Le linee tratteggiate rosse rappresentano il “runaway greenhouse limit” ed il “C3 Photosintesi limit”. Basato sul lavoro compiuto da [Rushby et al., 2018](#).

[Rushby et al., 2018](#) indicano come i pianeti con dimensioni maggiori hanno una temperatura superficiale ed una concentrazione di CO_2 maggiore a parità di radiazione stellare incidente. Dalla figura 1.4 si osserva come un pianeta con 2 raggi terrestri che riceve lo stesso flusso stellare di quello terrestre è ~ 2.5 K più caldo rispetto a pianeti come la Terra. Questo stesso tipo di pianeti manterrebbe le concentrazioni di CO_2 sopra i limiti di sopravvivenza delle piante, C3 e C4⁴, rispettivamente per ~ 5.5 Gyr e ~ 5.93 Gyr. Per quanto riguarda, invece, un pianeta con 0.5 raggi terrestri, esso è più freddo di ~ 2 K rispetto ad un pianeta come la Terra ad una distanza di 1 AU.

È interessante osservare come per flussi stellari inferiori a quello terrestre, la diffe-

³disgregazione delle rocce di granito e basalto

⁴in relazione alle reazioni che avvengono quando la CO_2 viene convertita in carboidrati, le piante si distinguono in piante C3 e C4, adatte a crescere in ambienti diversi. Le piante C4 sono caratterizzate da una più alta efficienza fotosintetica.

renza di temperatura tra pianeti con diverse dimensioni aumenta. In particolare a $0.75 S_0$ la differenza tra un pianeta con $0.5 R_{\oplus}$ e uno con $1 R_{\oplus}$ è ~ 8 K, mentre tra uno con $0.5 R_{\oplus}$ e uno con $2 R_{\oplus}$ è ~ 20 K.

1.3.3 Limite Esterno

Rushby et al., 2018 mostrano come il ciclo carbonio-silicio può essere attivato anche su pianeti che si trovano a distanze maggiori dalla stella, con un flusso solare incidente inferiore rispetto a quello terrestre. Come risposta alla diminuzione della temperatura superficiale i vulcani rilasciano anidride carbonica fino a raggiungere un nuovo equilibrio. Tuttavia, a distanze sempre maggiori la pressione atmosferica di CO_2 diventa talmente elevata da far sì che cominci a condensare fuori dall'atmosfera. Il risultato è una diminuzione dell'effetto serra. Oltre il “maximum greenhouse limit” la combinazione dell'effetto serra con la distanza del pianeta non sono più in grado di mantenere l'acqua liquida sul pianeta. Nel caso del nostro Sistema Solare, corrisponde ad una distanza di 1.67 AU ad una pressione di CO_2 pari a ~ 8 bar.

Il limite empirico si basa sulle osservazioni ottenute su Marte. Le stime suggerisco-

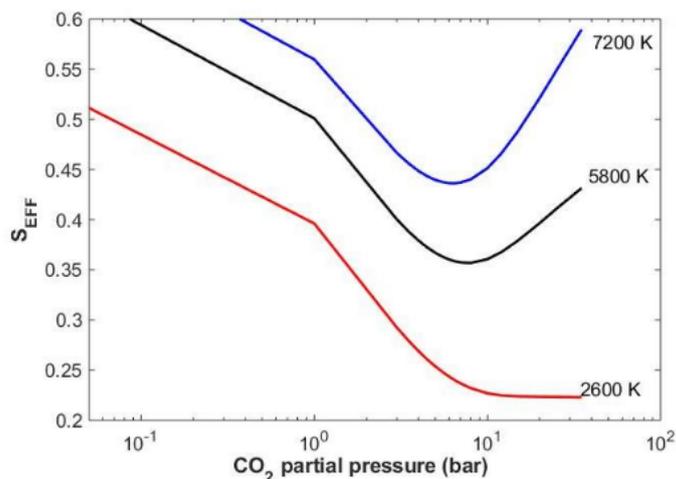


Figura 1.5: Flusso stellare efficace in funzione della pressione di CO_2 per una stella di temperatura pari a 7 200 K, 5 800 K e 2 600 K. Le curve relative ai flussi effettivi inizialmente hanno un andamento decrescente, andando a distanze sempre maggiori dalla stella, a causa della diminuzione della radiazione stellare. Come risultato i vulcani emettono una maggiore quantità di CO_2 in atmosfera fino a raggiungere un punto in cui la pressione della CO_2 è così elevata da far condensare l'anidride carbonica fuori dall'atmosfera, aumentando il flusso efficace. Si osserva come per diversi tipi di stelle l'effetto del “maximum greenhouse” avviene a pressioni differenti. Basato sul lavoro compiuto da Kasting et al., 1993.

no che Marte aveva acqua liquida sulla sua superficie circa 3.8 miliardi di anni fa, quando la luminosità del Sole era $\sim 75\%$ di quella odierna. Considerando che l'orbita di Marte è circa 0.43 volte quella della Terra, si trova che il flusso solare ricevuto da Marte 3.8 miliardi di anni fa era $0.75 \times 0.43 = 0.32$ volte quello della Terra. Questa stima empirica è chiamata “early Mars limit” e corrisponde ad una distanza di 1.77 AU. Questa stima corrisponde ad una orbita leggermente più lontana dalla stella rispetto a quella ottenuta tramite i limiti teorici.

Nella tabella 1.3 vengono riportati i coefficienti relativi ai modelli unidimensionali sviluppati da Kasting et al., 1993.

Coefficienti	Limite Abitabile Interno			Limite Abitabile Esterno	
	Moist	Runaway	Recent	Maximum	Early Mars
	Greenhouse	Greenhouse	Venus	Greenhouse	
$S_{\text{eff}\odot}$	/	1.0385	1.7763	0.3207	0.3507
a	/	1.2456×10^{-4}	1.4335×10^{-4}	5.4471×10^{-5}	5.9578×10^{-5}
b	/	1.4612×10^{-8}	3.3954×10^{-9}	1.6707×10^{-9}	1.9394×10^{-9}
c	/	-2.8895×10^{-12}	-7.6345×10^{-12}	-3.0058×10^{-12}	-4.3618×10^{-12}
d	/	-1.7511×10^{-15}	-1.1950×10^{-15}	-5.1925×10^{-16}	-6.8260×10^{-16}

Tabella 1.3: Coefficienti utilizzati per calcolare i flussi stellari ed i corrispondenti limiti di abitabilità, per stelle con temperatura tra $2600 \leq T_{\text{eff}} \leq 7200$ K [Kasting et al., 1993]

1.4 Modello Climatico 3D

Le recenti scoperte di pianeti all’interno della HZ sia da parte di missioni spaziali, come Kepler o TESS, sia attraverso osservazioni da Terra hanno portato ad uno sviluppo di modelli climatici sofisticati 3D, in grado di modellare atmosfere dinamiche [Kopparapu et al., 2017].

Le stelle di piccola massa (“late K” e nane M⁵) costituiscono la migliore opportunità di trovare pianeti di tipo terrestre all’interno della HZ. Tuttavia nel caso di questi pianeti si deve considerare un fattore fondamentale che influenza il clima, la risonanza mareale (sezione 1.4.1). Pianeti bloccati marealmente hanno un emisfero del pianeta che si trova perennemente illuminato ed uno, invece, perennemente al buio [Joshi et al., 1997].

Yang et al., 2014 nel loro studio mostrano come una lenta rotazione del pianeta indebolisca l’effetto Coriolis⁶, portando il pianeta da un regime “rapidly rotating”, caratterizzato da una uniformità e simmetria intorno all’equatore, ad uno “slow rotating” caratterizzato dal trasporto di calore dalla parte diurna a quella notturna. In questo stato il trasporto dell’energia è completamente alterato. Di conseguenza, le nuvole diventano più spesse, raffreddano il pianeta e aumentano l’albedo.

L’introduzione dei modelli tridimensionali diviene fondamentale per poter superare i limiti dei modelli climatici 1D, che trascurano il contributo da parte della rotazione del pianeta e della risonanza mareale con la stella.

L’obiettivo delle successive sezioni di questo capitolo è fornire una stima della posizione dei limiti interni ed esterni della HZ attraverso i recenti modelli climatici 3D, dopo aver studiato in dettaglio il caso della risonanza mareale.

1.4.1 La Risonanza Mareale

Il primo a suggerire la possibilità che un pianeta possa rimanere bloccato marealmente a causa dell’interazione gravitazionale con la stella ospite è stato Stephen Dole nel suo libro “Habitable planets for man” del 1964 [Barnes, 2017]. In particolare, Dole identifica due limiti legati al tasso di rotazione di un pianeta. Per i pianeti

⁵i termini “Early” e ”Late” vengono utilizzati per definire, rispettivamente, una stella calda o fredda. In base al contesto, questi termini possono essere utilizzati in modo assoluto o relativo. Indicando una stella come “Early”, in termini assoluto, ci si riferisce a stelle calde di tipo O-B-A; mentre, contestualmente ad un tipo spettrale, ad esempio K, si può definire con “Early” una stella più calda rispetto alle altre, di classe K0-K1-K2. Conseguentemente, il termine ”Late” viene utilizzato allo stesso modo o per far riferimento in modo assoluto ad una stella fredda, di tipo K-M, oppure per definire una stella più fredda rispetto alle altre dello stesso tipo spettrale (K7-K8-K9). In appendice (5.9) si possono trovare i valori della temperatura efficace e della magnitudine bolometrica tabulati per tipo spettrale, ottenuti da Eric Mamajek.

⁶questo effetto ha un ruolo fondamentale nella dinamica atmosferica e sulla meteorologia, poiché influisce sui venti, sulla formazione e rotazione delle tempeste, così come sulla direzione delle correnti oceaniche

con una una “slow rotation rates”, il limite viene raggiunto quando le temperature diurne e notturne a basse latitudini diventano, rispettivamente, eccessivamente elevate o eccessivamente basse, oppure quando il ciclo che coinvolge i periodi di luce a quelli di buio diventa troppo lento per permettere alle piante di sopravvivere. Per quanto riguarda il limite dei pianeti con “high rotation rates”, secondo [Dole, 1964](#), viene raggiunto quando la gravità superficiale si annulla. [Dole, 1964](#) stima nel primo caso un limite di 96 ore, mentre per i pianeti rapidamente rotanti un limite di 3-4 ore. Analizzando il caso dei pianeti sincroni, Dole suggerisce come quest’ultimi sono soggetti alla “photo-decomposition”, dovuta alla perdita nello spazio dell’idrogeno e, di conseguenza, non possono supportare sulla loro superficie un oceano di acqua liquida, rendendo il pianeta inabitabile.

In questo stesso libro, [Dole, 1964](#) cerca di stimare la probabilità legata alla presenza di pianeti potenzialmente abitabili nei dintorni solari stabilendo una regione intorno alla stella ospite, la “econosphere”⁷, comparabile alla definizione di zona abitabile.

[Kasting et al., 1993](#), trent’anni dopo, descrivendo e stimando la posizione dei limiti della HZ introduce il raggio orbitale entro cui la rotazione di un pianeta come la Terra potrebbe trovarsi in sincronia intorno ad una stella di sequenza principale. La distanza entro cui è attivo questo effetto è chiamata “tidal lock radius” (r_τ).

Lo sviluppo di modelli climatici complessi come quelli tridimensionali hanno permesso di investigare anche la rotazione che caratterizza il pianeta. In particolare, questi modelli suggeriscono come il limite interno della HZ, per pianeti con rotazione sincrona, si avvicini alla stella ospite maggiormente rispetto a quanto predetto dai modelli 1D [[Yang et al., 2013](#)]. Pianeti con questo tipo di rotazione possono sviluppare condizioni atmosferiche tali da mantenere l’acqua liquida sulla loro superficie e, quindi, essere considerati potenzialmente abitabili [[Joshi et al., 1997](#)].

Nell’ottica dello studio dell’evoluzione orbitale e rotazionale di un pianeta roccioso, il lavoro compiuto da [Barnes, 2017](#) è rappresentativo. La figura 1.6 mostra come per stelle come le nane M o “late K”, la possibilità che un pianeta con una rotazione sincrona possa essere abitabile dipende dalle condizioni iniziali. Mentre le figure a sinistra utilizzano il “constant phase-lag model”⁸ (CPL), per quelle a destra è stato utilizzato il “constant time-lag model”⁹ (CTL). Le figure in alto rappresentano un pianeta con un periodo di rotazione di 8 h ed una obliquità di 60° mentre quelle in basso pianeti con rotazione di 10 giorni ed obliquità di 0°. Le figure dimostrano come, per stelle di tipo M-K-G, la possibilità di una sincronizzazione rotazionale in una orbita circolare dipenda dalle condizioni iniziali [[Barnes, 2017](#)]. In particolare, secondo il modello CPL, nel caso di un pianeta come la Terra -ad una distanza di 1 AU intorno ad una stella come il Sole, con un lento periodo di rotazione (10 giorni) ed una obliquità di 0°- impiegherebbe ~ 1 miliardo di anni per rimanere “bloccato” marealmente intorno alla sua stella. Differentemente, con una rotazione di 8 h ed una obliquità di 60°, impiegherebbe un tempo superiore ai 10 miliardi di anni.

In queste considerazioni l’eccentricità viene trascurata per semplificare il modello. Come dimostra la figura 1.7 i pianeti che si trovano su orbite molto eccentriche possono rimanere bloccati su orbite in risonanza¹⁰ 3:2 o 2:1. L’evoluzione combinata del periodo orbitale e dell’eccentricità orbitale e è una funzione complessa del tasso di dissipazione e della distribuzione del momento angolare tra pianeta e stella ospi-

⁷si tratta di una regione intorno alla stella ospite, nella quale i pianeti possono avere le condizioni superficiali idonee per lo sviluppo della vita complessa. La “ecosphere” si trova tra due shell sferiche centrate sulla stella. Internamente i livelli di radiazione stellare sono eccessivamente elevati, a differenza delle regioni al di fuori della shell esterna dove sono oltremodo bassi

⁸questo modello si basa sull’assunzione che l’angolo tra la linea congiungente il centro di massa dei due corpi ed il rigonfiamento mareale è costante.

⁹questo modello assume che l’intervallo di tempo tra il passaggio dell’oggetto perturbante ed il rigonfiamento mareale è costante.

¹⁰ovvero il rapporto tra il periodo che il pianeta impiega per orbitare attorno al stella e quello necessario a ruotare su se stesso

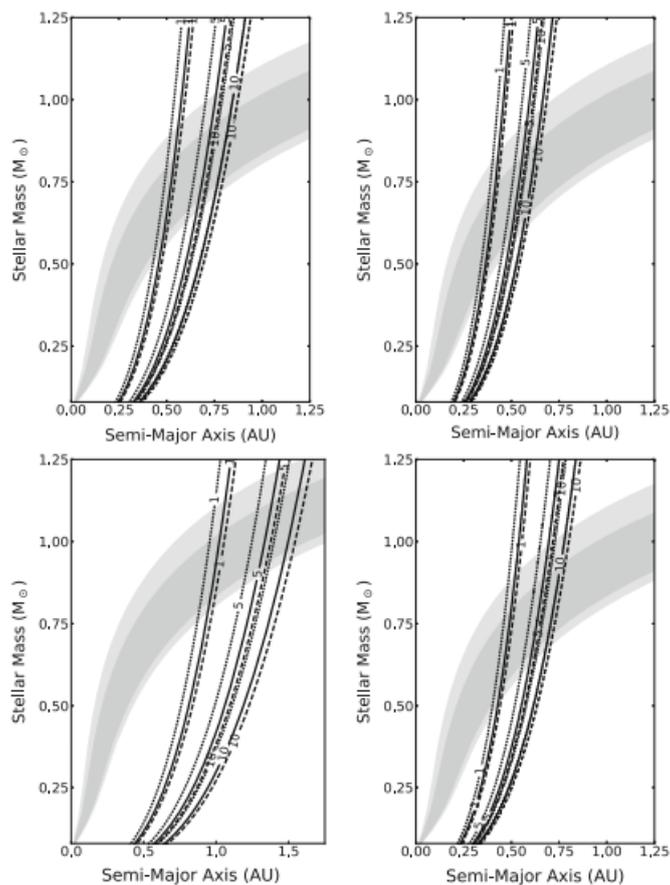


Figura 1.6: Temposcala per la sincronizzazione della rotazione di un pianeta su un’orbita circolare. In alto: si assume una rotazione iniziale di 8 ore ed una obliquità (i) di 60° . In basso: si assume una rotazione iniziale di 10 giorni ed una obliquità di 0° . Per le figure a sinistra è stato utilizzato il “CPL model” mentre per quelle a destra il “CTL model”.

Le regioni in grigio scuro evidenziano la HZ più conservativa, mentre quelle in grigio chiaro la zona abitabile più ottimistica (utilizzando i dati ottenuti da [Kopparapu et al., 2013](#)). Basato sul lavoro compiuto da [Barnes, 2017](#).

te [[Barnes, 2017](#)].

I recenti studi sull’abitabilità degli esopianeti hanno individuato in quelli orbitanti le stelle M i migliori candidati per avere una rotazione sincrona. In figura 1.8 i risultati ottenuti da [Kasting et al., 1993](#) vengono messi a confronto con quelli recentemente derivati da [Barnes, 2017](#), evidenziando una compatibilità tra i due modelli. Il modello di [Kasting et al., 1993](#) assume un pianeta con $1 M_\oplus$, $1 R_\oplus$, $e = 0$, $i = 0^\circ$, un’età t di 4.5 Gyr ed un periodo di rotazione iniziale P_0 di 13.5 ore:

$$r_\tau = 0.027 \times \left(\frac{P_0 \times t}{Q} \right)^{1/6} \times M^{1/3} \quad (1.6)$$

dove M è la massa della stella e Q la funzione di dissipazione per un corpo solido con il contributo da parte degli oceani, il cui valore è stato assunto pari a 100.

Dalla figura si evidenzia come il modello di [Kasting et al., 1993](#) sia ben approssimato dal “tidal lock radius” trovato da [Barnes, 2017](#) con il modello CTL per un pianeta con $1 M_\oplus$, $i = 60^\circ$, un’età di 1 Gyr ed un periodo di rotazione iniziale di 8 ore. La linea continua, invece, caratterizza un pianeta con $1 M_\oplus$, $i = 0^\circ$, un’età di 10 Gyr ed un periodo di rotazione iniziale di 10 giorni.

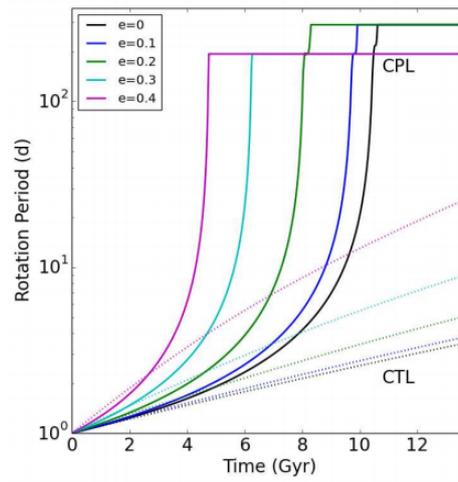


Figura 1.7: Evoluzione del periodo di rotazione di un pianeta come Kepler-22b utilizzando diverse eccentricità. Le linee continue indicano i risultati ottenuti con il modello CPL, mentre quelle tratteggiate con il modello CTL. Basato sul lavoro compiuto da [Barnes, 2017](#).

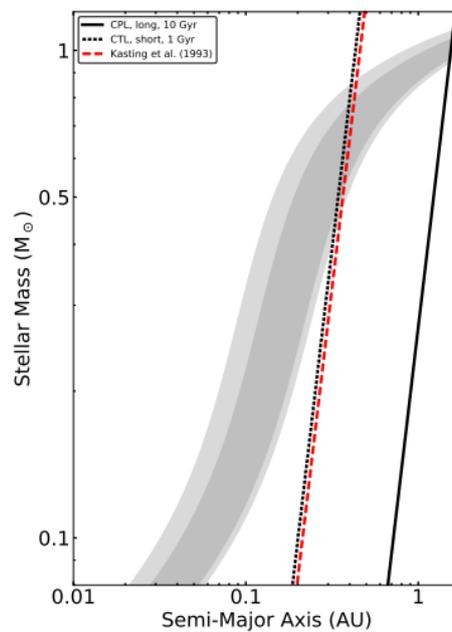


Figura 1.8: Confronto tra il “tidal lock radius” ottenuto con il modello di [Kasting et al., 1993](#) (in rosso) e quello di [Barnes, 2017](#). La linea tratteggiata indica il modello CTL (1 Gyr), mentre quella continua il modello CPL (10 Gyr). Le regioni in grigio scuro evidenziano la HZ più conservativa, mentre quelle in grigio chiaro la zona abitabile più ottimistica (utilizzando i dati ottenuti da [Kopparapu et al., 2013](#)). Basato sul lavoro compiuto da [Barnes, 2017](#).

1.4.2 Limite interno per stelle K ed M

La rotazione planetaria è un parametro chiave per determinare la circolazione atmosferica e la distribuzione spaziale delle nuvole. [Yang et al., 2014](#) sottolineano come le nuvole sono un fattore critico per il bilancio energetico del pianeta, dal momento che la riflessione della radiazione stellare è responsabile di gran parte dell'albedo planetario, oltre ad aumentare significativamente l'effetto serra assorbendo l'emissione infrarossa del pianeta. La circolazione atmosferica su larga scala è, di conseguenza, controllata dalla distribuzione delle nuvole e dipende da numerosi fattori tra cui il flusso stellare, i parametri orbitali e la rotazione del pianeta.

All'aumentare del flusso stellare, la copertura nuvolosa e lo spessore delle nuvole aumentano, aumentando l'albedo planetario. I parametri orbitali, come l'obliquità e l'eccentricità, possono portare a cicli, che influenzano la circolazione atmosferica e la temperatura superficiale del pianeta stagionalmente¹¹ [[Yang et al., 2014](#)]. La risposta da parte dell'albedo planetario, all'incrementare del flusso stellare, cambia nel caso di pianeti “rapidly” e/o “slowly rotating”. Nel caso di pianeti rapidamente rotanti, la circolazione atmosferica è localizzata in una fascia intorno all'equatore ed è simile a quella terrestre. Questo provoca un aumento della copertura nuvolosa sia nelle zone tropicali dove avviene l'ascensione delle “Hadley cells”¹², sia a latitudini superiori. Le nuvole presenti nelle regioni tropicali giocano un ruolo di notevole importanza perchè in quelle regioni i livelli di radiazione sono massimi. Una volta che il flusso stellare aumenta, il gradiente di temperatura tra l'equatore ed i poli diminuisce (vedi 1.10 c), indebolendo le “Hadley cells”, riducendo la copertura nuvolosa ai tropici e diminuendo l'albedo planetario (vedi 1.9 b). Nel caso di pianeti con un lento periodo di rotazione, la circolazione atmosferica globale che si instaura avvicinandosi alla stella, risulta simile a quella che caratterizza i pianeti bloccati marzialmente. La circolazione rafforza i moti convettivi e rende le nuvole otticamente più spesse (vedi 1.10 b). Aumentando il flusso stellare, la circolazione si indebolisce, ma la regione dove si instaurano i moti convettivi aumenta, così come l'area in cui sono distribuite le nuvole (vedi 1.10 d). Inoltre, aumenta la quantità di acqua nelle nuvole, rendendo ciascuna nuvola più spessa. Di conseguenza, l'albedo planetario aumenta con il flusso stellare (vedi 1.9 b).

[Yang et al., 2014](#) hanno utilizzato il “Community Atmosphere Model version 3.1”¹³ per simulare il clima di pianeti di tipo terrestre con un periodo di rotazione lento e veloce. Le simulazioni ottenute indicano come il limite interno della zona abitabile sia strettamente dipendente dal periodo di rotazione del pianeta. In particolare le espressioni utilizzate per ottenere i limiti della zona abitabile per i pianeti “rapidly” e “slowly rotating” sono approssimate dalle curve:

$$S_{rap} = 1.2138 + (9.8344 \times 10^{-5}) \times T_{star} + (8.8000 \times 10^{-9}) \times T_{star}^2 \quad (1.7)$$

$$S_{slow} = 2.2296 + (2.8056 \times 10^{-4}) \times T_{star} + (1.1308 \times 10^{-8}) \times T_{star}^2 \quad (1.8)$$

dove $T_{star} = T_{eff} - 5780$, S_{rap} e S_{slow} sono i flussi stellari (normalizzati al flusso stellare terrestre, $S_0 = 1360 \text{ W m}^{-2}$) e T_{eff} è la temperatura efficace della stella.

La rotazione del pianeta impone stretti vincoli sul clima del pianeta. Secondo [Yang et al., 2014](#) la transizione da un regime di rotazione veloce ad uno lento, per un

¹¹l'impatto di questi cicli su scala annuale è molto basso

¹²la cella di Hadley è un tipo di circolazione, tipicamente convettiva, che coinvolge l'atmosfera tropicale generando un'ascesa di aria calda nei pressi dell'equatore che, dopo essere risalita fino ad un'altezza di circa 10–15 km, si sposta verso i tropici dove ridiscende verso la superficie e si dirige nuovamente verso l'equatore. Questa circolazione è strettamente collegata alla presenza degli alisei, delle piogge tropicali e dei deserti subtropicali

¹³un modello atmosferico generale di circolazione (“General Circulation Model”, GCM) 3D sviluppato dal “National Center for Atmospheric Research” (NCAR)

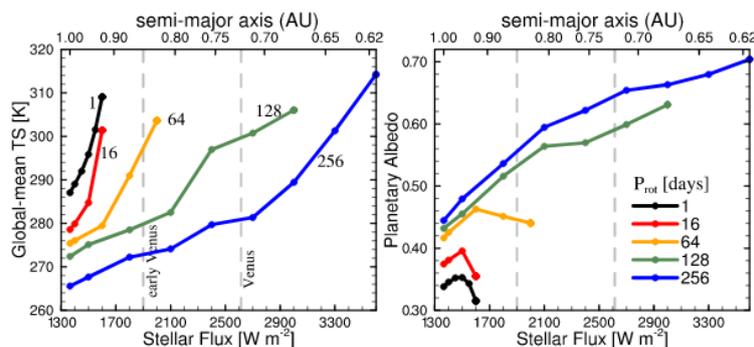


Figura 1.9: Dipendenza del clima planetario dal periodo di rotazione del pianeta. Grafici (a) e (b): temperatura superficiale globale e albedo planetario in funzione del flusso stellare per un dato periodo rotazionale e del “surface heat capacity” D posta pari a 50 m. Le linee tratteggiate verticali indicano il flusso stellare nel caso dell’ “early” e “modern Venus”. Gli assi orizzontali in alto rappresentano il semi-asse maggiore tra la stella ed il pianeta in unità astronomiche (AU). In tutte le simulazioni il periodo orbitale è di 365 giorni e non è presente un oceano di ghiaccio. Basato sul lavoro compiuto da [Yang et al., 2014](#).

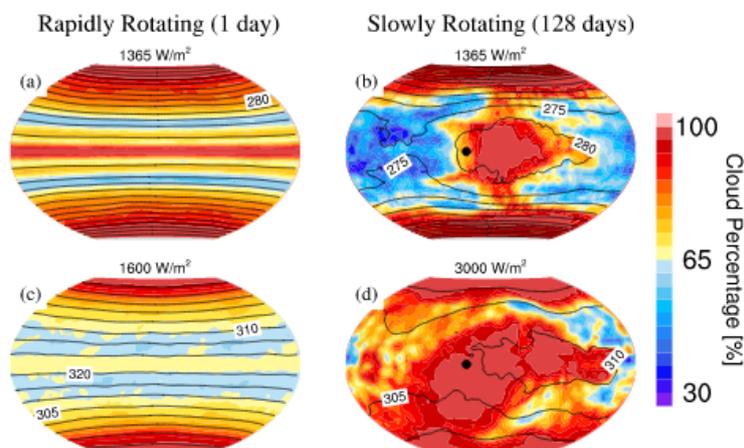


Figura 1.10: Differenze tra la copertura nuvolosa e la circolazione atmosferica tra i pianeti ‘rapidly’ e ‘slowly rotating’, con un periodo di 365 giorni. E’ stato assunto un periodo di rotazione P_{rot} di 1 giorno nel caso di pianeti rapidamente rotanti ed un flusso stellare di 1365 W m^{-2} e 1600 W m^{-2} . Nel caso dei pianeti con lento periodo di rotazione $P_{rot} = 128$ giorni ed un flusso stellare di 1365 W m^{-2} e 3000 W m^{-2} . Grafici (a) - (d): copertura nuvolosa totale percentile e temperatura superficiale (in Kelvin, K). Basato sul lavoro compiuto da [Yang et al., 2014](#).

pianeta con $1 R_{\oplus}$, avviene quando il periodo di rotazione eccede di ~ 5 giorni. Dalla figura 1.11 (seconda riga di modelli dall’alto) si osserva come solo i pianeti con una rotazione di ~ 5 giorni, che orbitano intorno a stelle con $T_{eff} = 2600 \text{ K}$, sono in un regime veloce. Invece, i pianeti che orbitano intorno a stelle con temperature superiori sono nel regime di rotazione lenta.

Recentemente, [Kopparapu et al., 2017](#) hanno condotto delle simulazioni su pianeti, coperti completamente di acqua e bloccati marealmente, intorno a stelle di diverso tipo spettrale ($T_{eff} = 4500, 4000, 3700, 3300, 3000$ e 2600 K) con l’obiettivo determinare i limiti relativi alla “runaway greenhouse” ed alla “moist greenhouse”.

La figura 1.12 mostra l’andamento della temperatura superficiale e della concentrazione di H_2O in funzione del flusso stellare efficace. Si osserva come per stelle di tipo “early M” il “runaway greenhouse” viene attivato a concentrazioni di H_2O nella stratosfera inferiori rispetto a stelle “late M” e K. In particolare, per stelle a 3000 K e 2600 K il “runaway greenhouse” viene attivato prima del “moist greenhouse”. Secondo [Kopparapu et al., 2017](#) il risultato più interessante è relativo al fatto che i

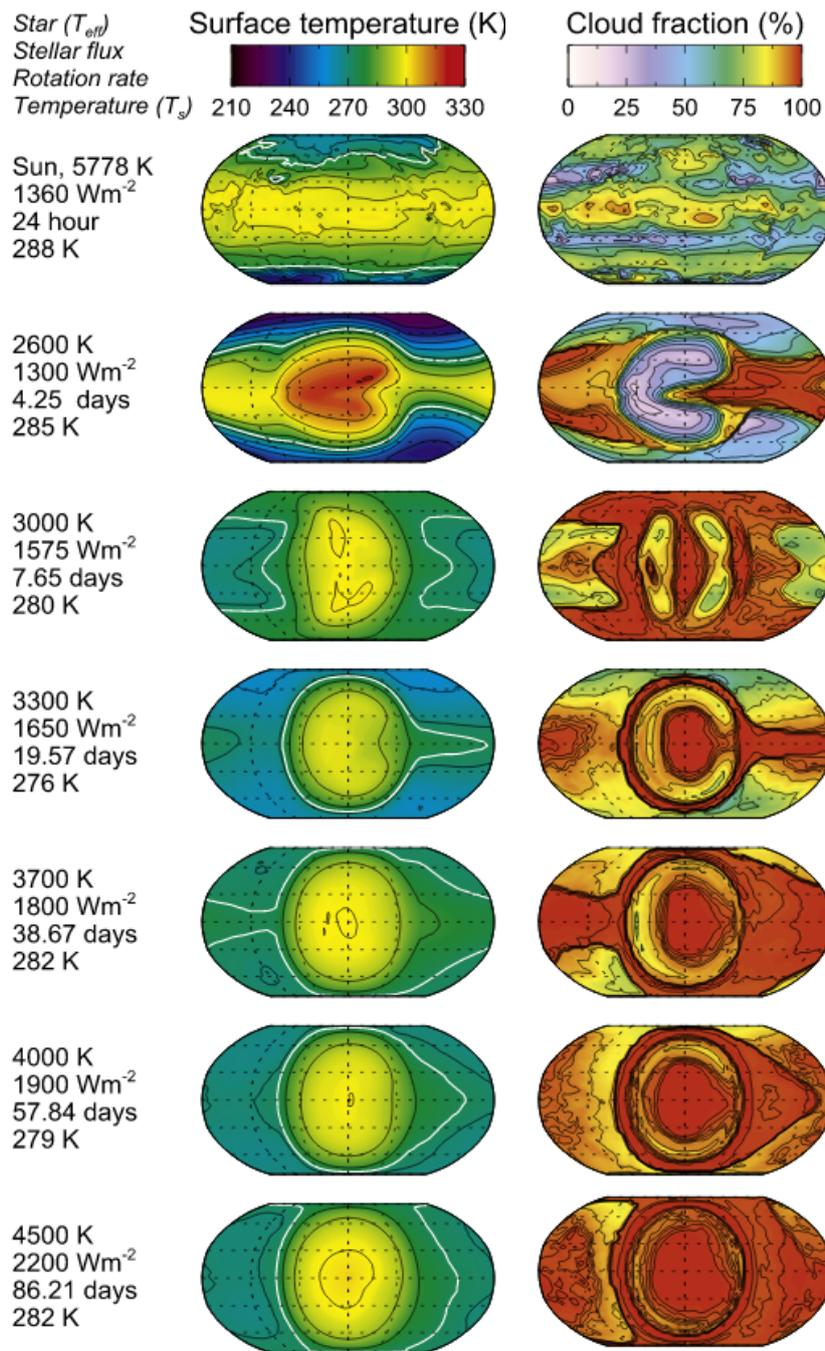


Figura 1.11: Rappresentazione della temperatura superficiale del pianeta in funzione del tipo di stella. Dalla seconda riga di modelli dall'alto si evince come i pianeti con periodo di rotazione di ~ 5 giorni, che orbitano intorno a stelle con $T_{\text{eff}} = 2600$ K, costituiscono uno spartiacque tra il regime di rotazione veloce e quello lento.

Basato sul lavoro compiuto da [Kopparapu et al., 2017](#).

pianeti intorno a stelle fredde, dove il “moist greenhouse” è attivo, possono rimanere abitabili per miliardi di anni prima che il processo elimini tutte le riserve di acqua sul pianeta (figura 1.13).

Dalla figura si evince come per stelle con temperatura pari a 4500 K, 4000 K, 3700 K e 3300 K i tempiscala per l'estinzione degli oceani superano 1 miliardo di anni dove i pianeti passano da uno stato in cui la superficie è completamente coperta da oceani d'acqua ad uno in cui sono completamente scomparsi mentre la temperatura superficiale si mantiene all'interno dell'intervallo di abitabilità.

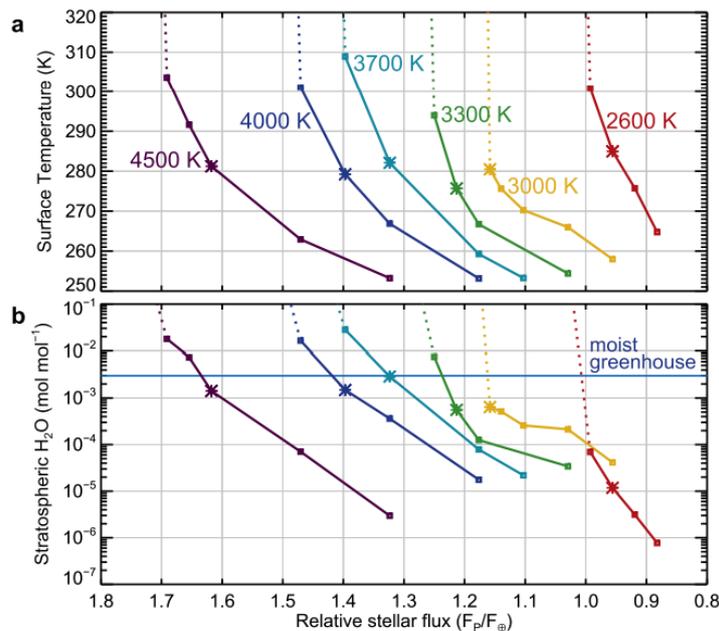


Figura 1.12: In alto: temperatura superficiale del pianeta in funzione del flusso stellare efficace. Le linee continue rappresentano le simulazioni con clima stabile, mentre quelle tratteggiate rappresentano la transizione verso il regime della “runaway greenhouse”. I diversi colori delle linee indicano le temperature effettive delle stelle considerate. In basso: la concentrazione di H_2O nella stratosfera in funzione del flusso stellare efficace. La linea orizzontale blu rappresenta il limite oltre il quale viene attivata il “moist greenhouse effect”. Basato sul lavoro compiuto da [Kopparapu et al., 2017](#).

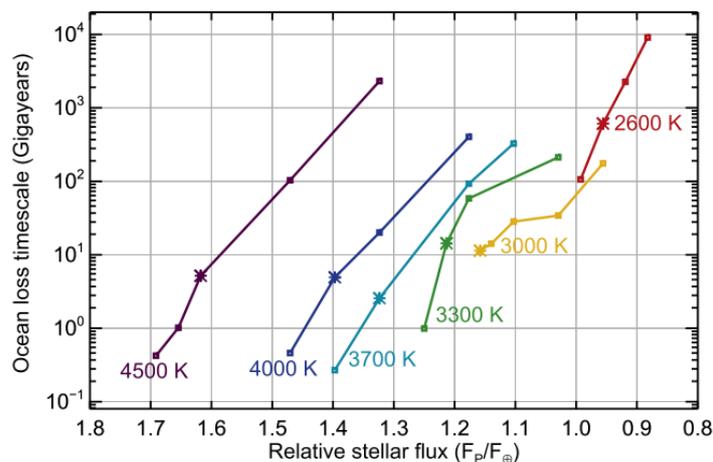


Figura 1.13: Temposcala per la scomparsa degli oceani di acqua in funzione del flusso stellare efficace. Basato sul lavoro compiuto da [Kopparapu et al., 2017](#).

La figura 1.14 mostra un riassunto di tutti i modelli 3D utilizzati per stimare il limite interno della HZ per pianeti bloccati marealmente e rapidamente rotanti.

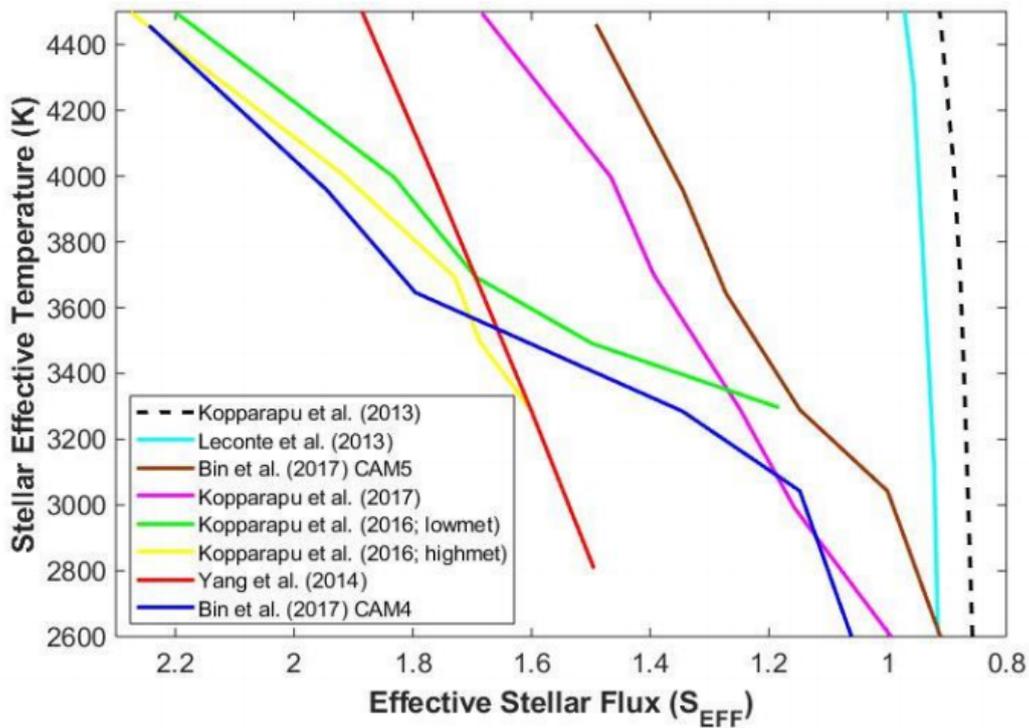


Figura 1.14: Riassunto dei recenti modelli 1D e 3D model per la stima della posizione del limite interno di abitabilità per stelle “late K” ed M. Il limite unidimensionale, “runaway greenhouse limit”, è rappresentato dalla linea tratteggiata [Kopparapu et al., 2013] e dalla linea continua viola [Kopparapu et al., 2017]. La linea continua blu rappresenta il limite interno tridimensionale per i pianeti rapidamente rotanti [Leconte et al., 2013] mentre le restanti linee sono le stime ottenute da altri modelli 3D per pianeti bloccati marealmente e rapidamente rotanti. Basato sul lavoro compiuto da Ramirez and Kaltenegger, 2018.

1.4.3 Limite esterno per stelle K ed M

Per quanto riguarda il limite esterno le simulazioni 3D indicano che i pianeti che si trovano intorno a stelle di tipo M sono meno soggetti a fenomeni di glaciazione. Questo è dovuto, in primo luogo, al basso albedo del ghiaccio e della neve nelle lunghezze d'onda del vicino-IR ed, inoltre, all'assorbimento nel vicino-IR da parte dell'atmosfera di CO₂ e vapor acqueo [Kopparapu, 2018]. Di conseguenza, il clima del pianeta si stabilizza e il flusso stellare incidente permette, entro limiti più ampi, al pianeta di non attraversare periodi di glaciazione. Il limite esterno, dunque, viene spinto più esternamente rispetto ai modelli 1D. Turbet et al., 2017 hanno stimato una ad una distanza di ~ 1.27 AU a causa della formazione di calotte di ghiaccio di CO₂ che limitano la quantità di CO₂ in atmosfera.

Nello studio relativo al sistema planetario TRAPPIST-1, Turbet et al., 2018 mostrano come nonostante l'intero sistema si trovi bloccato marelamente in rotazione sincrona con la stella fredda TRAPPIST-1 ($T_{\text{eff}} = 2550$ K, $M = 0.09 M_{\odot}$), pianeti come TRAPPIST-1e possono mantenere, in presenza di una sufficiente riserva di H₂O, acqua liquida sulla loro superficie. Il motivo è dovuto alla relazione tra la rotazione sincrona del pianeta ed un livello di radiazione stellare ideale, il cui legame risulta indipendente dal tipo di atmosfera presente (a partire da una spessa atmosfera di centinaia di bars fino alla sua totale assenza). Inoltre, Turbet et al., 2018 asseriscono che se TRAPPIST-1e avesse una atmosfera dominata dalla CO₂, questa sarebbe molto spessa sia perché viene considerata più stabile rispetto ad un'atmosfera sottile, grazie alla redistribuzione del calore ed all'efficace riscaldamento da parte dell'effetto serra, sia d'altro lato perché una atmosfera sottile di CO₂ collasserebbe permanentemente sul lato "notturno" del pianeta.

1.5 La Zona di Abitabilità Galattica

Partendo dalle considerazioni iniziali fatte su scala planetaria, si estende il concetto di zona abitabile anche a livello galattico, definendo la zona di abitabilità galattica ("Galactic Habitable Zone", GHZ).

L'origine della sua definizione è analoga a quella della "Zona Abitabile Circumstellare", ovvero la regione del disco galattico che possiede la quantità di elementi pesanti necessaria per la formazione di pianeti terrestri ed il tempo per permettere l'evoluzione biologica di vita multicellulare [Lineweaver et al., 2004]. Nel loro studio, Lineweaver et al., 2004, definiscono i limiti della GHZ considerando, inizialmente, l'andamento spaziale e temporale del tasso di formazione stellare ("Star Formation Rate", SFR) all'interno del disco galattico. Successivamente, tengono conto della distribuzione della metallicità nella Galassia, alla quale associano una probabilità P_{metals} ¹⁴, il tempo necessario per consentire l'evoluzione biologica, alla quale associano una probabilità P_{evol} ed infine l'effetto prodotto dalle supernovae¹⁵, eventi che possono essere fatali per lo sviluppo della vita. La probabilità legata alla sopravvivenza in seguito ad un'esplosione di SN è definita come P_{SN} .

La probabilità totale di ottenere un'evoluzione della vita biologica è espressa come:

$$P_{\text{GHZ}} = \text{SFR} \times P_{\text{metals}} \times P_{\text{evol}} \times P_{\text{SN}} \quad (1.9)$$

Nella figura 1.15, le regioni entro le linee bianche, che corrispondono al 68 (internamente) ed al 95 (esternamente) percentile, comprendono la percentuale di stelle

¹⁴la "Goldlock Zone" definisce il limite entro cui è presente o un numero eccessivo di metalli, per cui si sviluppa un ambiente dove i pianeti giganti distruggono i pianeti terrestri, oppure un numero insufficiente, per cui i pianeti terrestri non possono formarsi.

¹⁵eventi catastrofici in grado di sprigionare nello spazio radiazioni ad alta energia, come i raggi gamma ed i raggi X.

con più alto potenziale per ospitare la vita complessa. Dalla figura si osserva come

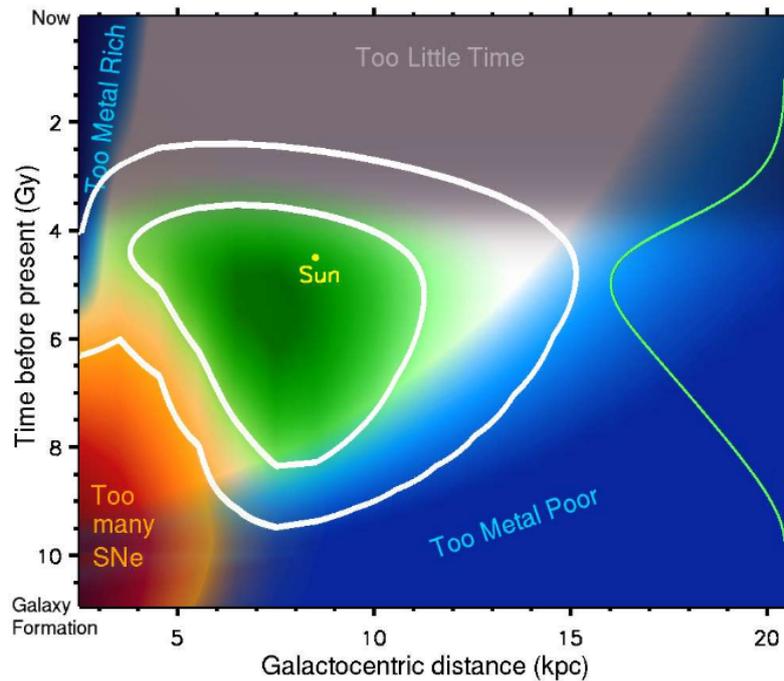


Figura 1.15: La Zona Abitabile Galattica ottenuta dalle simulazioni di [Lineweaver et al., 2004](#).

Nel loro modello gli autori hanno considerato tre diversi fattori: le esplosioni di SN, la metallicità ed il tempo necessario per l'evoluzione biologica.

La regione evidenziata in rosso evidenzia una frequenza di esplosioni di SN elevata, mentre le due regioni in blu indicano una eccessiva o scarsa presenza di metalli nello spazio. Infine la regione in grigio indica un tempo insufficiente per l'evoluzione biologica. La linea evidenziata in verde rappresenta la distribuzione in età della vita complessa. Le due linee bianche racchiudono, invece, le regioni in grado di contenere stelle potenzialmente abitabili; rappresentano il 68% la linea interna, mentre il 95% la linea esterna. Basato sul lavoro compiuto da [Lineweaver et al., 2004](#).

all'epoca iniziale di formazione della nostra Galassia, nelle regioni interne, l'intensa attività legata alla formazione stellare e l'ingente serbatoio iniziale di elementi pesanti, hanno contribuito alla formazione di pianeti di tipo terrestre. D'altro canto, però, l'intenso SFR ha prodotto un numero consistente di SN da non consentire l'evoluzione della vita.

La linea verde del grafico mostra l'andamento temporale della probabilità, ottenuta integrando la P_{GHZ} sulla distanza dal centro galattico. Inoltre, [Lineweaver et al., 2004](#) mostrano che $\sim 75\%$ delle stelle, che soddisfano le caratteristiche per sviluppare la vita complessa nella Galassia, sono più vecchie del Sole, con un'età media ~ 1 Gyr più vecchia del Sole.

Recentemente sono stati posti dubbi riguardanti la possibilità di definire la GHZ. [Prantzos, 2008](#), nel suo studio, riconsidera la probabilità di sopravvivenza alle esplosioni di SN. In particolare, mostra come gli effetti legati all'esplosione avrebbero conseguenze solo per distanze inferiori ad 8 pc e con una frequenza di 1 evento ogni miliardo di anni.

Capitolo 2

Estensioni al concetto di abitabilità

La definizione originaria fornita da [Kasting et al., 1993](#) si limita a considerare solo il caso di atmosfere composte da CO_2 , N_2 e H_2O , per stelle di diverso tipo spettrale. Nella prima parte di questo capitolo viene analizzato lo studio condotto da [Kopparapu et al., 2013](#). Includendo nei modelli le stelle M, escluse da parte di [Kasting et al., 1993](#), ed utilizzando i nuovi coefficienti di assorbimento per le transizioni molecolari di CO_2 e di H_2O , ottenuti tramite i database HITRAN 2008 ed HITEMP 2010, si ottiene un miglioramento del modello climatico 1D (sezione 2.1).

I recenti studi condotti da [Pierrehumbert and Gaidos, 2011](#) e [Ramirez and Kaltenegger, 2018](#) evidenziano come la presenza in atmosfera di un gas come l'idrogeno molecolare H_2 (sezione 2.2.1), accumulato durante la fase di accrescimento, oppure di un gas come il metano CH_4 (sezione 2.2.2) può modificare la posizione dei limiti della HZ.

Per quanto riguarda l'evoluzione temporale della HZ si analizza l'intera fase stellare a partire dalle fasi di pre-sequenza per poi considerare la variazione della luminosità nelle fasi successive (sezione 2.3).

Per concludere il capitolo viene presentato lo studio condotto da [Schwieterman et al., 2019](#). La presenza eccessiva di anidride carbonica CO_2 in atmosfera può compromettere lo sviluppo della vita viene quindi definita una limitata zona di abitabilità per la vita complessa (Habitable Zone for Complex Life, HZCL).

2.1 Recenti sviluppi della HZ

I recenti studi compiuti da [Kopparapu et al., 2013](#) hanno fornito nuove stime riguardo la posizione dei limiti interni ed esterni della zona abitabile. Il modello climatico 1D, privo della presenza di nuvole, è basato sui calcoli compiuti precedentemente da [Kasting et al., 1993](#); in particolare, è stato preso in considerazione un pianeta di massa terrestre con una atmosfera dominata da CO_2 e di H_2O . Come nei modelli di [Kasting et al., 1993](#), sebbene la presenza di nuvole di CO_2 e di H_2O sia stata esclusa il loro effetto è stato tenuto in conto aumentando l'albedo superficiale. Infatti, se da una parte questa metodologia tende a sovrastimare l'effetto serra delle dense atmosfere di CO_2 , dall'altra, trascurandola si avrebbe una sottostima dell'effetto serra prodotto da queste atmosfere.

Secondo [Kopparapu et al., 2013](#) ci sono alcuni aspetti fondamentali che conducono ad una stima inaccurata dei limiti di abitabilità da parte di [Kasting et al., 1993](#):

- l'utilizzo di tabelle per le transizioni molecolari di CO₂ e di H₂O, valide per $T_s = 700$ K, che, rispettivamente, sovrastimano e sottostimano l'assorbimento termico IR per la stima del limite interno ed esterno della zona di abitabilità. [Kopparapu et al., 2013](#) derivano i nuovi coefficienti utilizzando uno strumento chiamato KSPECTRUM. Si tratta di un programma in grado di produrre spettri ad alta risoluzione di qualsiasi tipo di gas, a partire da database come HITRAN 2008 (disponibile dal sito <https://hitran.org/>) ed HITEMP 2010 (disponibile dal sito <https://www.cfa.harvard.edu/hitran/HITEMP.html>). Questi set di dati sono utilizzati per l'analisi del trasferimento radiativo. Utilizzando il database di HITRAN 2008 sono stati ottenuti i coefficienti sia per CO₂ che per H₂O, nell'intervallo di pressioni e temperature: p (bar) = $[10^{-5}, 10^{-4}, 10^{-3}, 10^{-2}, 10^{-1}, 1, 10^1, 10^2]$ e T (K) = $[100, 150, 200, 250, 300, 350, 400, 600]$. Nel caso di HITEMP, invece, i coefficienti sono stati derivati solo per H₂O dal momento che, secondo [Kopparapu et al., 2013](#), il limite interno della HZ è dominato da H₂O per temperature superiori a 300 K, con solo delle tracce di CO₂ (330 ppm). I coefficienti sono stati ottenuti nell'intervallo di pressioni e temperature: p (bar) = $[10^{-1}, 1, 10^1, 10^2]$ e T (K) = $[350, 400, 600]$;
- l'utilizzo di coefficienti per l'aria nel calcolo relativo al contributo da parte dello scattering Rayleigh, dal momento che quelli per H₂O non erano ancora conosciuti. [Kopparapu et al., 2013](#) includono lo scattering Rayleigh da parte del vapor acqueo, come il contributo diventa importante per lunghezze d'onda superiori ad 1 μm ;
- l'assenza delle stelle di tipo M nei risultati per la stima della HZ. [Kasting et al., 1993](#) considerano solo stelle con temperature efficaci comprese tra i 3700 K ed i 7200 K. [Kopparapu et al., 2013](#) estendono il calcolo includendo anche le stelle M, fino a 2600 K.

Di seguito vengono riportate le considerazioni relative alle stime per la posizione del limite interno (IHZ) ed esterno (OHZ) della zona abitabile.

2.1.1 Limite interno

Il limite interno viene calcolato da [Kopparapu et al., 2013](#) tramite un modello in cui la temperatura superficiale del pianeta viene fatta variare da 220 K fino a 2200 K. Nel capitolo 1 è stato definito il flusso efficace stellare S_{eff} tramite il rapporto tra il flusso IR uscente dal pianeta F_{IR} ed il flusso stellare incidente F_{SOL} , entrambi calcolati all'estremità superiore dell'atmosfera¹.

[Kopparapu et al., 2013](#) utilizzano i dati relativi ai coefficienti di assorbimento ottenuti grazie al database HITEMP 2010 per ottenere i risultati mostrati in figura 2.1. Qui si osserva come il flusso IR uscente inizialmente aumenta con la temperatura superficiale del pianeta fino a raggiungere un valore stabile di 291 W m^{-2} , dove l'atmosfera diventa opaca rispetto alla radiazione IR a tutte le lunghezze d'onda. Inoltre, evidenziano un ulteriore aumento del flusso quando la bassa atmosfera e la superficie cominciano ad irradiare nel visibile e nel vicino IR, a temperature superiori i 2000 K.

Per quanto riguarda il flusso incidente F_{SOL} , inizialmente si osserva un aumento come conseguenza dell'assorbimento da parte del vapor acqueo della radiazione nel vicino IR. Successivamente, invece, decresce e si stabilizza su un valore di 264 W m^{-2} una volta che lo scattering Rayleigh diventa importante.

La posizione dei limiti interni della HZ è mostrata in figura 2.2. Dal rapporto dei

¹nel caso della Terra corrisponde a 1361 W m^{-2} (detta "costante solare")

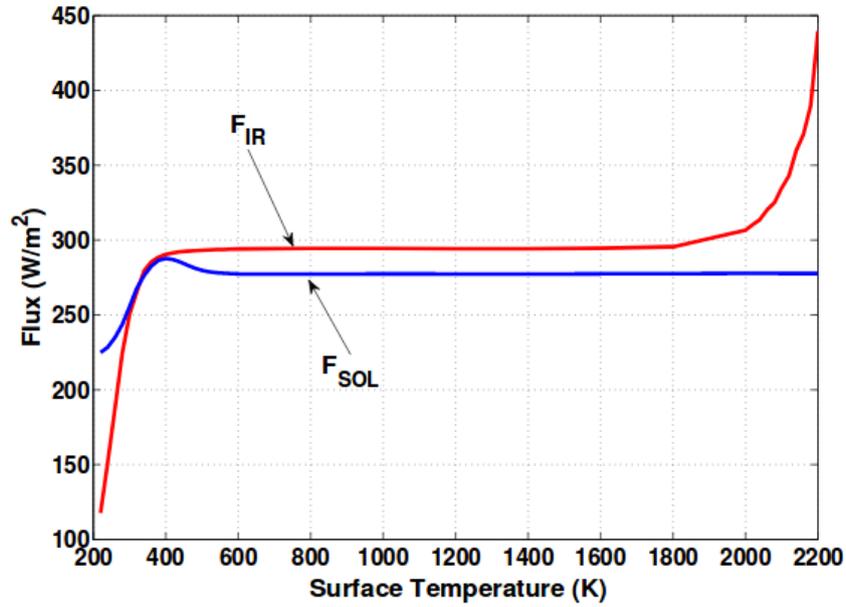


Figura 2.1: Confronto tra il flusso IR uscente F_{IR} (in rosso) ed il flusso solare incidente F_{SOL} (in blu). Basato sul lavoro compiuto da [Kopparapu et al., 2013](#).

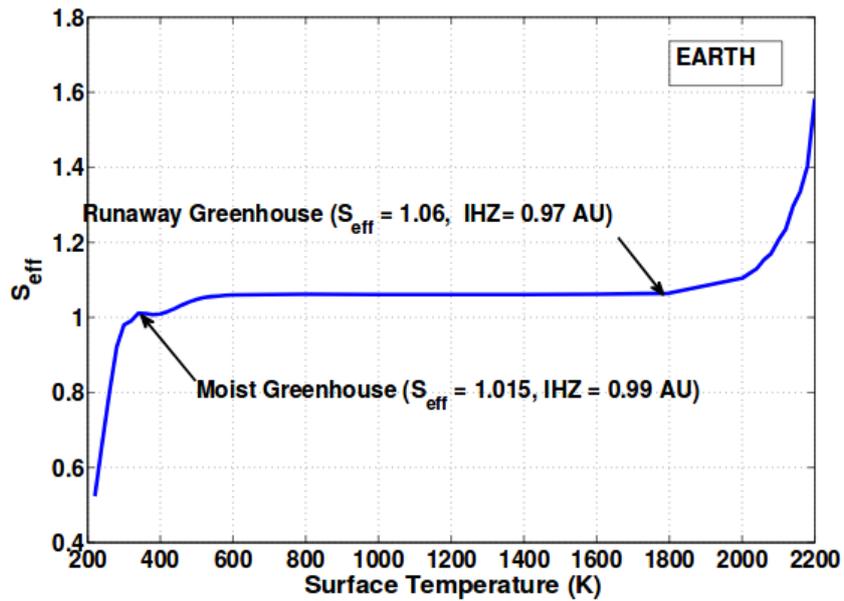


Figura 2.2: Flusso stellare efficace, S_{eff} . Questi calcoli sono stati ottenuti tramite il database HITEMP 2010. Il “moist greenhouse limit” si trova a 0.99 AU, mentre il “runaway greenhouse limit” si trova a 0.97 AU, per la Terra. Basato sul lavoro compiuto da [Kopparapu et al., 2013](#).

flussi discussi precedentemente si ottiene il flusso stellare efficace. Questo inizialmente aumenta fino a raggiungere un valore stabile ad alte temperature. Il processo che porta al “moist greenhouse limit”, prende luogo a temperature di 340 K, quando $S_{\text{eff}} = 1.015$. Per questo valore la frazione di vapor acqueo nella stratosfera aumenta significativamente, favorendo il processo di dissociazione della molecola d’acqua e la dispersione dell’idrogeno nello spazio. La distanza orbitale che corrisponde a tale limite è $d = 1/S_{\text{eff}}^2 = 0.99$ AU, per un pianeta come la Terra che orbita intorno al Sole. Il secondo limite interno, legato al “runaway greenhouse effect”, si trova a $S_{\text{eff}} = 1.06$, che corrisponde ad una distanza di $d = 1/S_{\text{eff}}^2 = 0.97$ AU. La terza stima del limite interno della HZ è ottenuta tramite le osservazioni radar di Venere da parte della sonda Magellano. I calcoli per la stima di questo limite sono gli stessi utilizzati da [Kasting et al., 1993](#). Entrambe le due stime teoriche si differenziano dai valori ottenuti da [Kasting et al., 1993](#) a causa dell’aumento dell’assorbimento della radiazione solare incidente da parte del vapor acqueo. Nella figura 2.3 si evidenzia la differenza tra i due modelli; in particolare, per il calcolo della stima del “runaway greenhouse limit”, il modello descritto da [Kopparapu et al., 2013](#) si trova ad una distanza superiore dalla stella rispetto al modello di [Kasting et al., 1993](#).

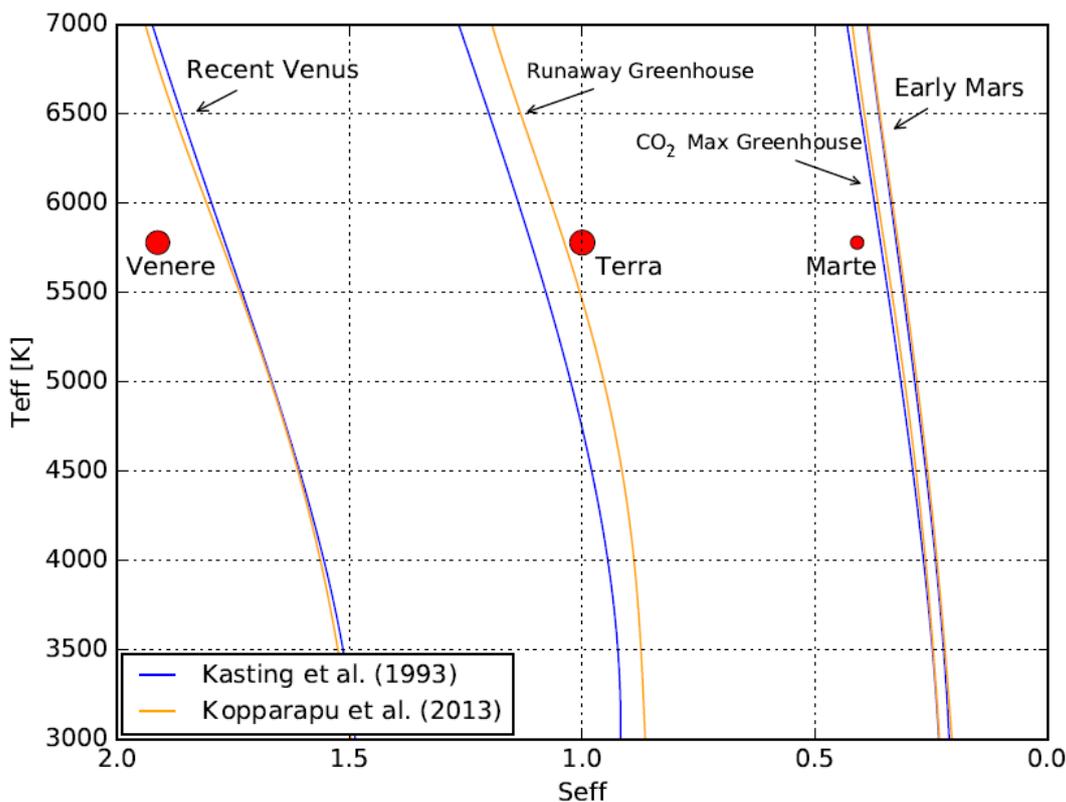


Figura 2.3: Confronto tra il modello di [Kasting et al., 1993](#) (in blu) ed il modello di [Kopparapu et al., 2013](#) (in arancione).

2.1.2 Limite esterno

Per quanto riguarda la stima del limite esterno della zona abitabile, [Kopparapu et al., 2013](#) in un primo momento hanno fissato la temperatura superficiale del pianeta a $T_s = 273$ K e, successivamente, mantenendo fissa la pressione dell’ N_2 in atmosfera (1 bar), hanno variato la pressione parziale del CO_2 , per valori compresi tra 1 bar e 35 bar. La temperatura stratosferica sopra questi pianeti viene mantenuta costante a valori di 154 K. Questo fa sì che l’anidride carbonica si venga ad accumulare in atmosfera una volta che il pianeta si raffredda a causa del ciclo carbonio-silicio

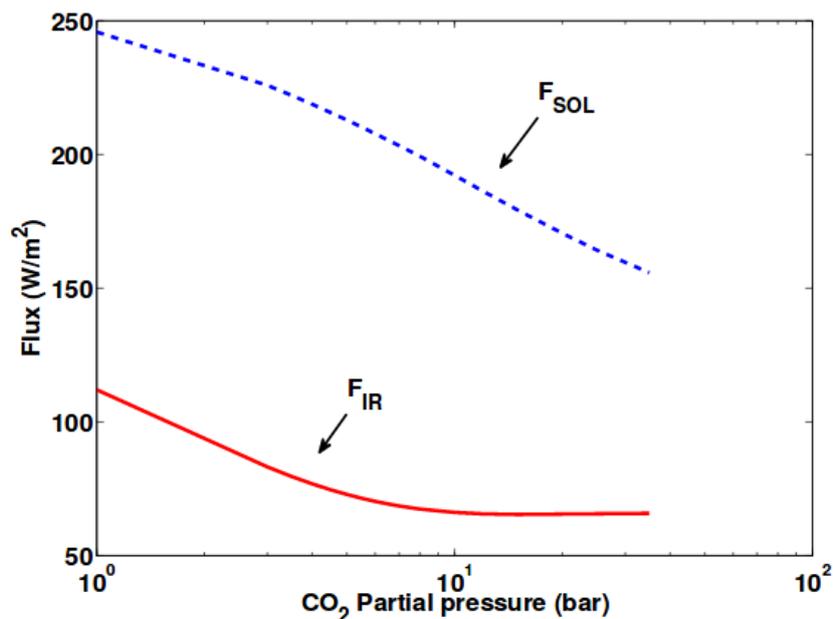


Figura 2.4: Confronto tra il flusso stellare uscente F_{IR} e quelle incidenti F_{SOL} in funzione della pressione parziale di anidride carbonica CO_2 . Basato sul lavoro compiuto da [Kopparapu et al., 2013](#).

(sezione 1.3.2). Nella figura 2.4 il flusso IR uscente inizialmente decresce, mentre la CO_2 aumenta, dal momento che entra in gioco l'effetto serra fino a che l'atmosfera non diventa otticamente spessa nell'IR. Quest'effetto si osserva a 10 bar di pressione, dove il F_{IR} raggiunge un valore costante. Per quanto riguarda il flusso incidente F_{SOL} , esso decresce all'aumentare della CO_2 a causa dello scattering Reyleigh.

All'aumentare della pressione della CO_2 aumenta anche l'albedo, come si osserva in figura 2.5.

Nella figura 2.6 si osserva, invece, come varia il flusso efficace con la CO_2 . Si osserva un minimo a ~ 8 bar, che corrisponde ad un distanza $d = 1.70$ AU, per una stella come il Sole. Questa stima definisce il “maximum greenhouse limit”. Come si osserva dalla figura 2.1 la posizione di questo limite è confrontabile con quello trovato da [Kasting et al., 1993](#) ($d = 1.67$ AU). Per quanto riguarda la stima empirica, basata sui dati radar di Marte, il modello si basa sulle stesse considerazioni compiute da [Kasting et al., 1993](#).

In tabella 2.1 viene riportato il confronto tra i due modelli con i relativi valori dei limiti interni ed esterni della HZ, per una stella come il Sole; mentre in tabella 2.2 sono riportati i coefficienti utilizzati per calcolare i limiti interni ed esterni della HZ, per stelle di diverso tipo spettrale, da [Kopparapu et al., 2013](#).

Modello	Limite Abitabile Interno			Limite Abitabile Esterno	
	Moist Greenhouse	Runaway Greenhouse	Recent Venus	Maximum Greenhouse	Early Mars
Kasting et al. (1993)	0.95 AU	0.84 AU	0.75 AU	1.67 AU	1.77 AU
Kopparapu et al. (2013)	0.99 AU	0.97 AU	0.75 AU	1.67 AU	1.77 AU

Tabella 2.1: Confronto tra i limiti di abitabilità interni ed esterni per il modello classico 1D di [Kasting et al., 1993](#) ed il recente modello climatico 1D di [Kopparapu et al., 2013](#).

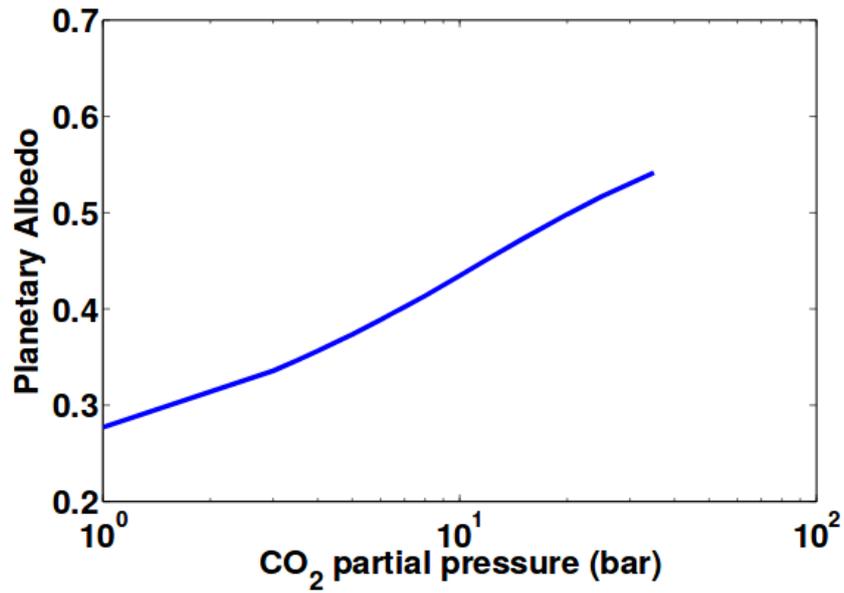


Figura 2.5: Andamento dell'albedo A_p in funzione della pressione parziale di anidride carbonica CO₂. Basato sul lavoro compiuto da [Kopparapu et al., 2013](#).

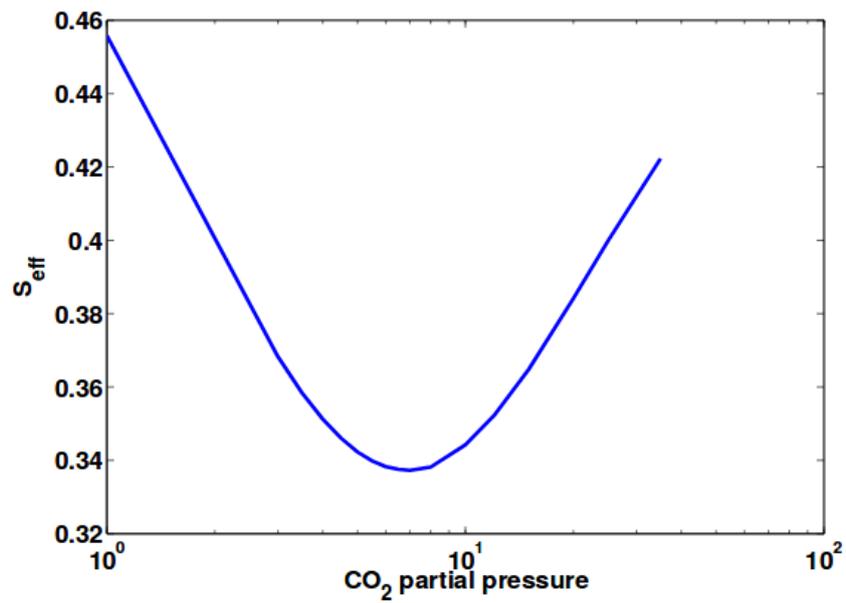


Figura 2.6: Andamento del flusso stellare efficace S_{eff} in funzione della pressione parziale di anidride carbonica CO₂. Basato sul lavoro compiuto da [Kopparapu et al., 2013](#).

Coefficienti	Limite Abitabile Interno			Limite Abitabile Esterno	
	Moist Greenhouse	Runaway Greenhouse	Recent Venus	Maximum Greenhouse	Early Mars
$S_{\text{eff}\odot}$	1.0146	1.0385	1.7763	0.3507	0.3207
a	8.1884×10^{-5}	1.2456×10^{-4}	1.4335×10^{-4}	5.9578×10^{-5}	5.4471×10^{-5}
b	1.9394×10^{-9}	1.2456×10^{-4}	3.3954×10^{-9}	1.6707×10^{-9}	1.5275×10^{-9}
c	-4.3618×10^{-12}	-7.6345×10^{-12}	-7.6364×10^{-12}	-3.0058×10^{-12}	-2.1709×10^{-12}
d	-6.8260×10^{-15}	-1.7511×10^{-15}	-1.1950×10^{-15}	-5.1925×10^{-15}	-3.8282×10^{-15}

Tabella 2.2: Coefficienti utilizzati per calcolare i flussi stellari ed i corrispondenti limiti di abitabilità, per stelle con $2600 \leq T_{\text{eff}} \leq 7200$ K (Kopparapu et al., 2013).

2.2 Estensione nello spazio

Recenti studi hanno adottato una visione più generale del concetto di zona abitabile, con l'intento di espandere la definizione classica ed includere atmosfere contenenti gas come il metano (CH_4) ed l'idrogeno molecolare (H_2).

2.2.1 Estensione con l'idrogeno

Pierrehumbert and Gaidos, 2011 mostrano come un pianeta, durante la sua fase iniziale, può acquisire una atmosfera primordiale di H_2 ed He. Secondo questi autori, nel caso di un pianeta che si trova ad una distanza di 3 AU, e che possiede un tasso di accrescimento alto o intermedio², la fase di accrescimento dura, rispettivamente, 10^6 e 10^7 anni. L'impatto di asteroidi di grandi dimensioni, durante il periodo di intenso bombardamento iniziale, può erodere l'atmosfera del proto-pianeta senza, tuttavia, rimuoverla completamente. A causa del suo basso peso molecolare l'idrogeno atomico è suscettibile ad episodi di perdita nello spazio in seguito all'interazione della radiazione EUV ("extreme ultraviolet") stellare con l'alta atmosfera. Pierrehumbert and Gaidos, 2011 calcolano che l'intera atmosfera primordiale di un pianeta intorno ad una stella di tipo G o M, viene persa in ~ 4.5 Gyrs. In quest'ottica i modelli climatici formulati da Pierrehumbert and Gaidos, 2011 indicano come, per un pianeta di tipo terrestre con una massa pari a $3 M_{\oplus}$, l'assorbimento atmosferico della radiazione stellare incidente nel caso delle stelle G decresce più rapidamente con la pressione superficiale rispetto a quelle M. Questo perché le stelle come il Sole presentano il picco della radiazione a basse lunghezze d'onda, il che aumenta l'effetto dello scattering Rayleigh. Per $L = 40 \text{ W m}^{-2}$ una pressione superficiale pari a 10 bar è sufficiente per mantenere una temperatura superficiale di 280 K, nel caso di una stella G; mentre, intorno ad una stella M basta una $p_s = 7$ bar. In termini di distanze orbitali, 40 bar di H_2 su un pianeta di $3 M_{\oplus}$ possono mantenere la temperatura superficiale di 280 K fino a 1.5 AU, intorno a stelle M, e 10 AU intorno a stelle di tipo G.

I pianeti con atmosfere di idrogeno molecolare possono sostenere la vita di alcuni cianobatteri fino a distanze di 10 AU per le stelle G o fino ad 1 AU nel caso di stelle M.

Il recente lavoro compiuto da Ramirez and Kaltenegger, 2017 mette in evidenza come mantenere passivamente grandi quantità di idrogeno primordiale in atmosfera su tempi-scala geologici risulterebbe implausibile. L'introduzione del "volcanic outgassing" garantirebbe un rifornimento continuo di idrogeno in atmosfera. In que-

²dagli studi condotti da Bate et al., 2003 si evince come il tasso di accrescimento è massimo ($\sim 10^{-4} M_J \text{ yr}^{-1}$) per pianeti con $30 M_{\oplus}$, mentre nel caso di pianeti con $3 M_{\oplus}$ scende a $\sim 2 \times 10^{-5} M_J \text{ yr}^{-1}$.

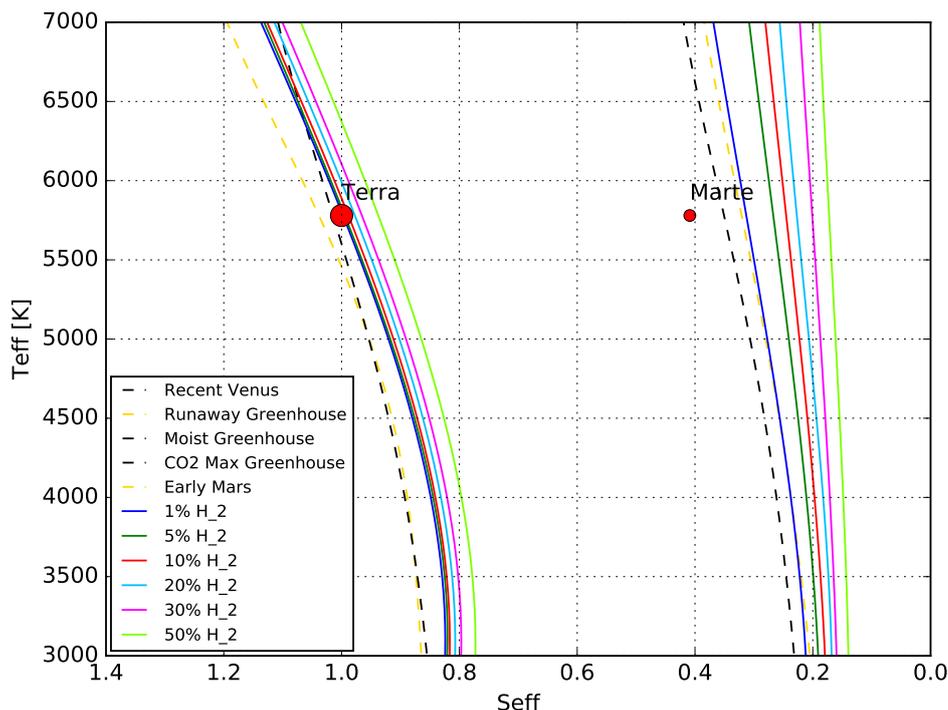


Figura 2.7: Limiti della HZ con la presenza in atmosfera di H_2 a diverse concentrazioni. Le linee tratteggiate rappresentano i limiti esterni unidimensionali ottenuti dai modelli di [Kopparapu et al., 2013](#). Le linee continue, invece, rappresentano le diverse concentrazioni di H_2 in atmosfera. Dalla figura si osserva come la Terra esce dal limite interno di abitabilità per valori superiori all'1%; mentre il limite esterno si sposta gradualmente verso l'esterno e Marte continua a far parte della HZ per tutte le concentrazioni di H_2 .

sto senso, gli studi paleoclimatici³ condotti sulle meteoriti ALH84001 e NWA Black Beauty, provenienti dal suolo marziano, mostrano come il mantello sia rimasto privo di ossigeno per almeno 0.5 Gyrs [[Kerber et al., 2013](#)]. Questa condizione (pianeta di tipo terrestre con un mantello privo di ossigeno) è di fondamentale importanza per garantire la fuoriuscita di idrogeno su lunghi tempiscala.

[Ramirez and Kaltenecker, 2017](#) mostrano come la presenza di idrogeno in atmosfera sposta entrambi i limiti classici di abitabilità verso flussi inferiori. Per il calcolo del limite interno della HZ, [Ramirez and Kaltenecker, 2017](#) hanno fissato una temperatura stratosferica a 200 K e la temperatura superficiale è stata gradualmente aumentata a partire da 200 K fino al limite in cui si attiva il “runaway greenhouse effect”. Per quanto riguarda il limite esterno, invece, sia la temperatura superficiale che quella stratosferica sono rimaste invariate su valori di, rispettivamente, 273 K e 254 K (valore rappresentativo per un pianeta vicino al limite esterno). Il modello atmosferico $N_2+CO_2+H_2$ contiene 1 bar di N_2 e la concentrazione di H_2 ha valori di 1%, 5%, 10%, 20%, 30%, 50%.

Dalla figura 2.7 si osserva come aggiungendo l'idrogeno all'atmosfera, sia il limite interno che quello esterno si spostano verso l'esterno. Per quanto riguarda il limite interno, il “runaway greenhouse limit”, definito da [Kasting et al., 1993](#), si sposta verso l'esterno di $\sim 0.1\%$ fino a $\sim 4\%$ per concentrazioni di H_2 dall'1% fino al 50%. Inoltre, la figura mostra come il flusso stellare S_{eff} , necessario per mantenere l'acqua liquida, decresce gradualmente da valori pari a 0.3575 (“CO₂ Maximum Greenhou-

³questi studi permettono di ricostruire l'andamento del clima nelle epoche passate. I dati su cui si basano fanno uso di fonti come i carotaggi (ottenuti dai ghiacciai), i fossili, lo studio dei sedimenti geologici e le variazioni del rapporto degli isotopi stabili.

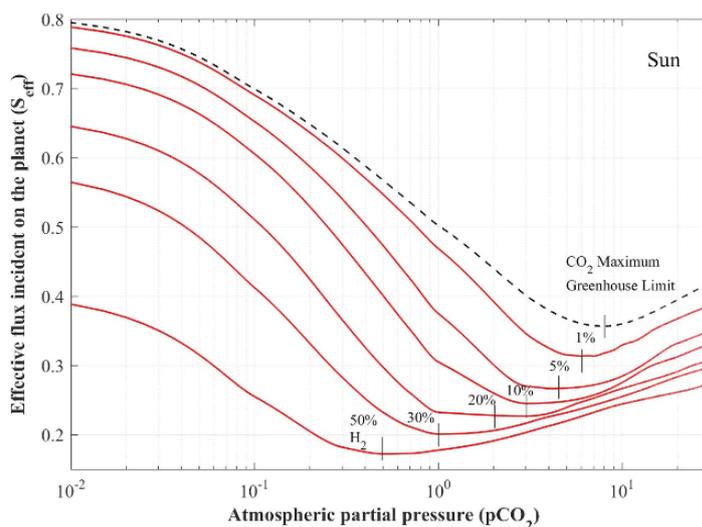


Figura 2.8: Dipendenza della pressione parziale di CO_2 , nel caso “ CO_2 maximum greenhouse limit”, dalle diverse concentrazioni di H_2 in atmosfera. Si osserva come il minimo, all’aumentare dell’ H_2 , si sposta verso valori inferiori della pressione, per una stella come il Sole. Basato sul lavoro compiuto da [Ramirez and Kaltenecker, 2017](#).

se”) fino a 0.267 (5% H_2) o 0.201 (30% H_2), per un pianeta intorno ad una stella come il Sole.

Un aumento della concentrazione di CO_2 si ripercuote sull’effetto serra. Di fatto, all’aumentare dell’ H_2 , la pressione parziale di CO_2 , associata al limite esterno, ha valori di S_{eff} sempre inferiori. Nella sezione 1.3.3 è stato mostrato come la pressione parziale di CO_2 abbia un minimo per valori di ~ 8 bar, che corrisponde al “ CO_2 maximum greenhouse limit”, oltre il quale l’anidride carbonica si condensa fuori atmosfera, con la conseguente diminuzione dell’effetto serra. Aggiungendo l’idrogeno all’atmosfera il minimo corrispondente alla pressione parziale di CO_2 decresce fino a 6 bar per valori dell’ H_2 dell’1%, mentre raggiunge la pressione di 1 bar nel caso del 30% di H_2 [[Ramirez and Kaltenecker, 2017](#)].

Tuttavia, a determinare la concentrazione massima di CO_2 è il tipo di stella che si prende in considerazione, a causa della diversa distribuzione di energia spettrale. Per le stelle fredde, il picco della distribuzione è centrato nell’IR e di conseguenza si abbassa la concentrazione di CO_2 . [Ramirez and Kaltenecker, 2017](#) mostrano il caso particolare delle stelle fredde di tipo spettrale M6 ($T_{\text{eff}} \sim 3000$ K) dove la pressione parziale di CO_2 , nel limite esterno della HZ, è di ~ 15 bar. Aggiungendo l’idrogeno nell’atmosfera del pianeta, la pressione parziale di CO_2 diminuisce fino a ~ 9 bar considerando l’1% di H_2 oppure 1 bar considerando il 30% di H_2 . Le corrispondenti pressioni parziali di H_2 sono, rispettivamente, 0.1 bar e 0.857 bar (figura 2.8).

In tabella 2.3 e 2.4 sono presentati i coefficienti per il calcolo dei limiti interni ed esterni della HZ, con la presenza di diverse concentrazioni di H_2 in atmosfera.

Coeff.	1% H_2	5% H_2	10% H_2	20% H_2	30% H_2	50% H_2
S_{eff}	0.9975	0.9946	0.9884	0.9775	0.9655	0.9377
A	1.0708×10^{-04}	1.06441×10^{-04}	1.0613×10^{-04}	1.0501×10^{-04}	1.0383×10^{-04}	1.0123×10^{-04}
B	8.5594×10^{-09}	7.4458×10^{-09}	8.4633×10^{-09}	8.3633×10^{-09}	8.2456×10^{-09}	7.9833×10^{-09}
C	-2.3600×10^{-12}	-2.4365×10^{-12}	-2.3376×10^{-12}	-2.3106×10^{-12}	-2.2837×10^{-12}	-2.2204×10^{-12}
D	1.2683×10^{-16}	2.02849×10^{-16}	1.2619×10^{-16}	1.2447×10^{-16}	1.2364×10^{-16}	1.2098×10^{-16}

Tabella 2.3: Coefficienti per la stima del limite interno della zona abitabile con contributo dell’ H_2 in atmosfera.

Coeff.	1% H ₂	5% H ₂	10% H ₂	20% H ₂	30% H ₂	50% H ₂
S _{eff}	0.3129	0.2671	0.2452	0.2271	0.2009	0.1723
A	4.6597 x 10 ⁻⁰⁵	3.4301 x 10 ⁻⁰⁵	2.9373 x 10 ⁻⁰⁵	2.5976 x 10 ⁻⁰⁵	1.7821 x 10 ⁻⁰⁵	1.4029 x 10 ⁻⁰⁵
B	3.7621 x 10 ⁻¹⁰	1.2999 x 10 ⁻¹⁰	2.3132 x 10 ⁻¹⁰	-1.0703 x 10 ⁻⁰⁹	-6.9474 x 10 ⁻¹¹	-3.2318 x 10 ⁻¹⁰
C	-9.332 x 10 ⁻¹³	-6.6514 x 10 ⁻¹³	-5.1625 x 10 ⁻¹³	-6.8630 x 10 ⁻¹³	-3.1860 x 10 ⁻¹³	-2.8689 x 10 ⁻¹³
D	9.4571 x 10 ⁻¹⁷	6.3759 x 10 ⁻¹⁷	4.91191 x 10 ⁻¹⁷	1.1099 x 10 ⁻¹⁶	3.3181 x 10 ⁻¹⁷	4.2926 x 10 ⁻¹⁷

Tabella 2.4: Coefficienti per la stima del limite esterno della zona abitabile con contributo dell'H₂ in atmosfera.

2.2.2 Estensione con il metano

I lavori effettuati da [Ramirez and Kaltenecker, 2017](#), e [Ramirez and Kaltenecker, 2018](#) evidenziano come l'aggiunta di gas secondari, all'interno dell'atmosfera planetaria, sia fondamentale per il calcolo della HZ.

In questa sezione si considera come gas secondario il metano (CH₄), la cui aggiunta in atmosfera può contribuire al riscaldamento o al raffreddamento del pianeta, in base al tipo di stella ospite. Aggiungendolo alle classiche atmosfere N₂+CO₂+H₂O dei pianeti di tipo terrestre, contribuisce all'effetto serra per riscaldare il pianeta nel caso di stelle più calde di 4500 K, mentre per stelle più fredde si ha un effetto contrario a causa del suo assorbimento della radiazione. Per risalire ai motivi per cui si manifesta questo doppio fenomeno si introduce la distribuzione energetica della stella (SED). Essa influenza l'intensità del riscaldamento atmosferico.

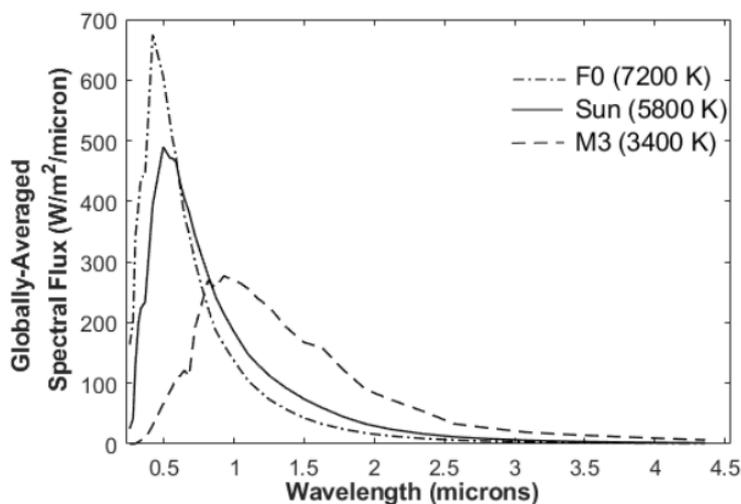


Figura 2.9: Distribuzione energetica a parità di irraggiamento bolometrico per tre diversi tipi di stelle: F0, M3 ed il Sole. Basato sul lavoro compiuto da [Ramirez and Kaltenecker, 2018](#).

Dalla figura 2.9 si osserva come i pianeti che orbitano intorno a stelle di tipo M assorbono una energia stellare superiore a parità di flusso integrato rispetto a quelle di tipo A, F e G (figura 2.9) a causa della diminuzione dello scattering Reyleigh a grandi lunghezze d'onda ed a causa dell'aumento dell'assorbimento nel vicino IR da parte del CO₂ e dell'H₂O [[Ramirez and Kaltenecker, 2018](#)].

L'aggiunta di metano nell'atmosfera di pianeti che orbitano intorno a stelle fredde, porta ad una riduzione dell'effetto serra. Questo è dovuto alla natura del metano, la cui bande di assorbimento sono numerose nella regione del vicino IR (figura 2.10).

Nei loro modelli per la stima dei limiti della HZ, [Ramirez and Kaltenecker, 2018](#) utilizzano tre diverse concentrazioni di CH₄: 10 ppm, 10000 ppm (1% CH₄) ed il limite relativo al 10% dell'abbondanza di CO₂.

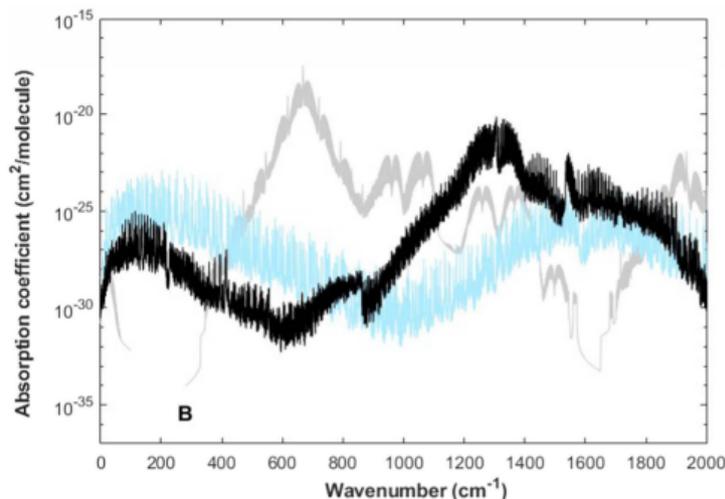


Figura 2.10: Sezioni d’urto dell’assorbimento per il metano (nero), l’anidride carbonica (grigio) ed il vapor acqueo (azzurro) in funzione della lunghezza d’onda. Nel primo caso l’atmosfera è costituita solamente da anidride carbonica ($f_{CO_2}=1$), mentre negli altri due casi i gas secondari contenenti metano ($f_{CH_4}=1\times 10^{-2}$) e vapor acqueo ($f_{H_2O}=1\times 10^{-6}$) sono inseriti all’interno di una atmosfera di tipo terrestre. Basato sul lavoro compiuto da [Ramirez and Kaltenegger, 2018](#).

Tabella 2.5: Coefficienti per la stima del limite esterno della zona abitabile con la presenza del CH_4 in atmosfera

Coefficienti	10 ppm CH_4	1% CH_4	0.10 CH_4/H_2
S_{eff}	0.3541	0.3248	0.3050
A	5.5923×10^{-05}	3.4781×10^{-05}	2.2160×10^{-05}
B	1.8197×10^{-09}	3.2218×10^{-09}	4.1913×10^{-09}
C	-1.0257×10^{-12}	-1.2967×10^{-12}	-1.3177×10^{-12}
D	2.0424×10^{-17}	1.2453×10^{-16}	1.1796×10^{-16}

I modelli ottenuti per le stelle di tipo M3 (3400 K), confermano che l’aggiunta di metano (1% CH_4) nell’atmosfera comporta una diminuzione della temperatura superficiale del pianeta (figura 2.11), 201 K contro i 279 K per un pianeta “ CH_4 -free”. Questo meccanismo è un risultato diretto dello spostamento del picco della radiazione verso lunghezze d’onda superiori.

Dalla figura 2.12 si evince come nelle stelle fredde (“late K” ed M) l’aggiunta di metano comporta un netto abbassamento della temperatura superficiale del pianeta. Il flusso efficace per una stella di tipo M8, con una $T_{eff} = 2600$ K, aumenta del $\sim 3\%$ per concentrazioni di ~ 10 ppm, mentre nel caso del 1% di CH_4 si ha un aumento del 46% (0.2265-0.3305) [[Ramirez and Kaltenegger, 2018](#)].

Nel caso di una stella come il Sole, dalla figura 2.12 si osserva una diminuzione del flusso efficace da ~ 0.357 , corrispondente al “maximum greenhouse limit”, a ~ 0.305 per una concentrazione del CH_4 pari al 10% della CO_2 ; mentre per stelle di tipo A ($T_{eff} = 10000$ K) l’aggiunta di 10 ppm di CH_4 provoca la diminuzione del S_{eff} da 0.598 a 0.552.

Il modello utilizzato da [Ramirez and Kaltenegger, 2018](#) si basa sui lavori fatti da [Kasting et al., 1993](#) e [Kopparapu et al., 2013](#) ed utilizza l’espressione 1.1, dove i coefficienti a , b , c , d sono riportati in tabella 2.5.

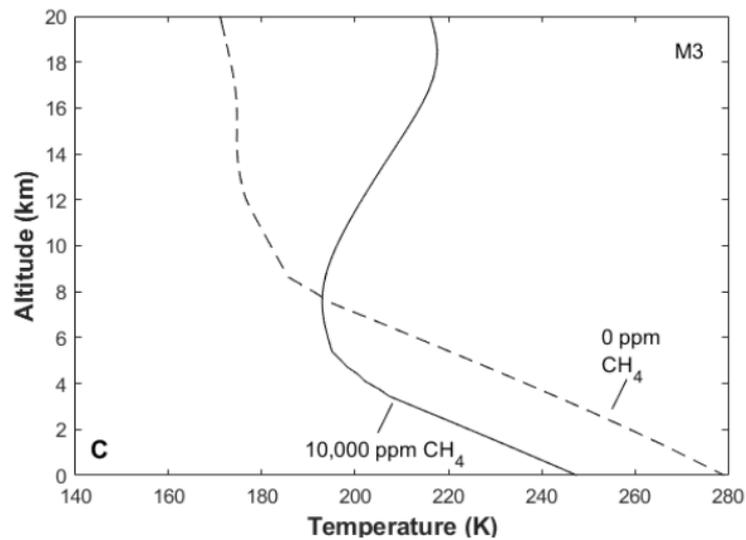


Figura 2.11: Profili di temperatura per una atmosfera di 3 bar di CO₂ nel caso di una stella M3. La linea tratteggiata rappresenta il modello senza la presenza di metano in atmosfera, mentre la linea continua considera la presenza di 10 000 ppm di CH₄. La temperatura superficiale decresce, per un pianeta orbitante una stella di tipo M3, di ~ 31 K. Basato sul lavoro compiuto da [Ramirez and Kaltenecker, 2018](#).

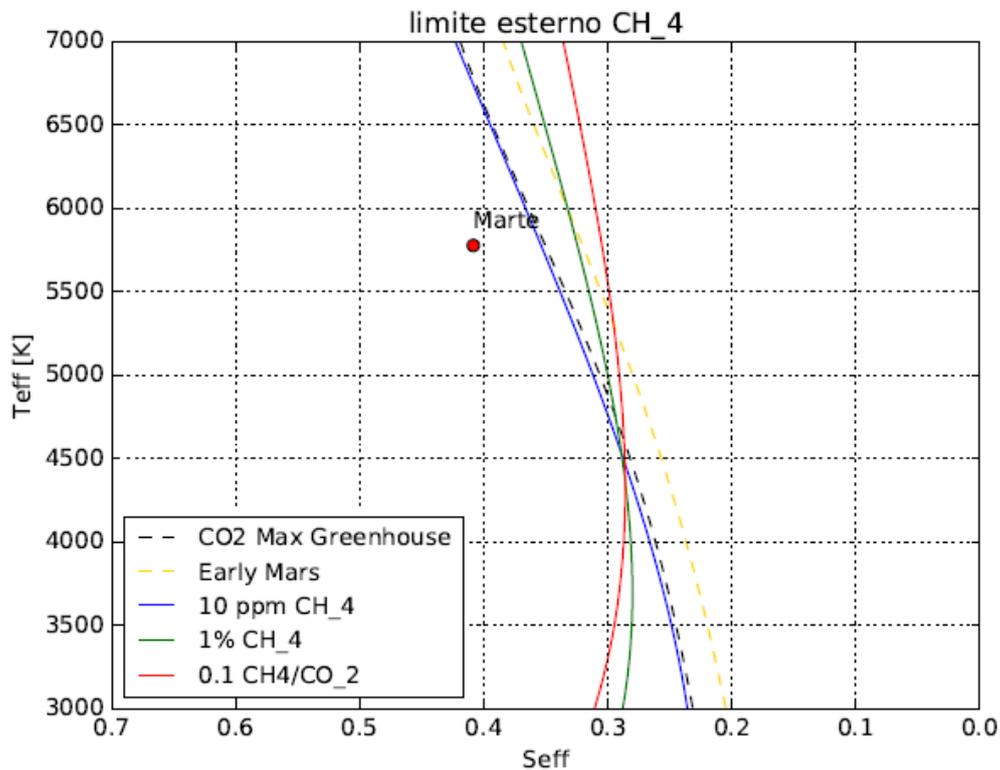


Figura 2.12: Effetto dell'aggiunta del metano, in una atmosfera planetaria, sui limiti esterni della HZ. Le due linee tratteggiate rappresentano i due limiti classici definiti da [Kasting et al., 1993](#), mentre le linee continue indicano le diverse concentrazioni di metano in atmosfera: 10 ppm (in blu), 10 000 ppm (in verde) ed il 10% di CO₂ (in rosso). Nel grafico sono presenti i pianeti del sistema solare. Basato sul lavoro compiuto da [Ramirez and Kaltenecker, 2018](#).

2.3 Estensione nel tempo

Nella definizione di zona abitabile è insito il concetto secondo cui l'abitabilità di un pianeta si deve mantenere su tempi scala geologici per essere efficace. Lo studio condotto da [Ramirez and Kaltenegger, 2014](#) prende in considerazione la fase di pre-MS delle stelle di tipo M, che dura oltre 2.5 miliardi di anni. Questo periodo rappresenta un nodo fondamentale, dal momento che possono prendere piede processi che portano alla perdita delle riserve di acqua in superficie.

Secondo [Ramirez and Kaltenegger, 2014](#) il problema principale delle stelle di tipo M è legato alla loro luminosità durante la fase di pre-MS, molto maggiore rispetto a quella relativa alla “zero age main sequence” (ZAMS).

Tramite i modelli sviluppati da [Baraffe et al., 1998](#) si osserva come una stella di tipo M8 può essere ~ 200 volte più luminosa durante la sua fase di pre-MS rispetto alla fase di ZAMS (figura 2.13). Questi elevati valori dei flussi stellari iniziali, durante la fase di accrescimento dei pianeti, possono provocare la perdita di elementi volatili, in particolare quando i livelli di insolazione superano i limiti fissati dalla “runaway greenhouse” [[Kopparapu et al., 2013](#)].

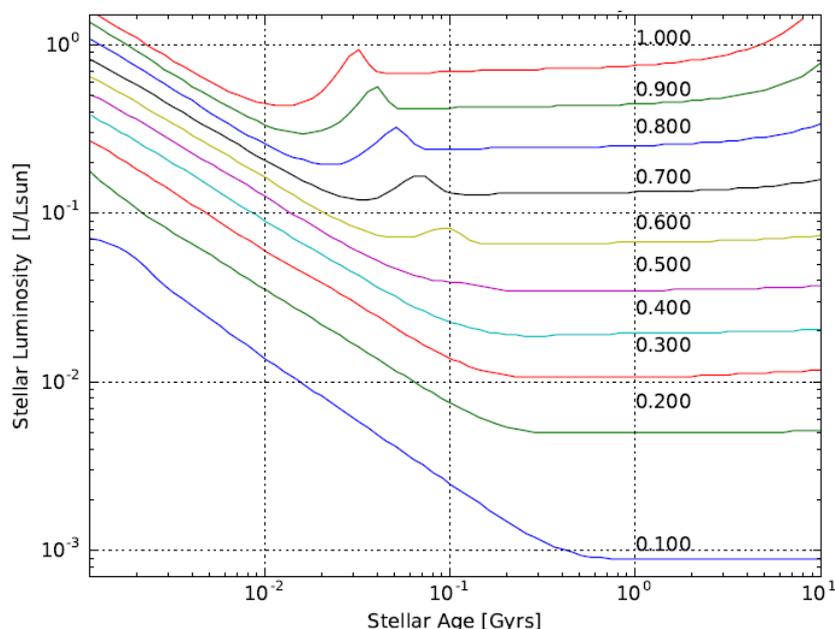


Figura 2.13: Evoluzione della luminosità stellare per stelle con masse comprese tra 0.1 e 1 M_{\odot} . Si osserva come per stelle “late M” la luminosità subisca una variazione pari a 2 ordini di grandezza. Basato sui modelli di evoluzione sviluppati da [Baraffe et al., 1998](#).

L'evoluzione della luminosità comporta una variazione nella temperatura effettiva della stella, che si manifesta come un cambiamento nella distribuzione dell'energia della stella (SED). Questo ha un impatto sul flusso stellare S_{eff} e, dunque, sulla posizione dei limiti della HZ.

[Ramirez and Kaltenegger, 2014](#) per esplorare gli effetti dell'elevata luminosità stellare iniziale sulle riserve di acqua nei planetesimi, introducono la linea dei ghiacci (“snow line”), utilizzando la relazione formulata da [Hansen, 2015](#):

$$d \sim \left(\frac{T_{\text{star}}}{5800K} \right)^2 \times 2,5 \times \frac{M_{\text{star}}}{M_{\odot}} \quad (2.1)$$

Utilizzando il modello del “recent Venus limit”, per una stella con 1 M_{\odot} (stella di tipo G2), durante la fase di pre-MS, si osserva come esso subisca una evoluzione

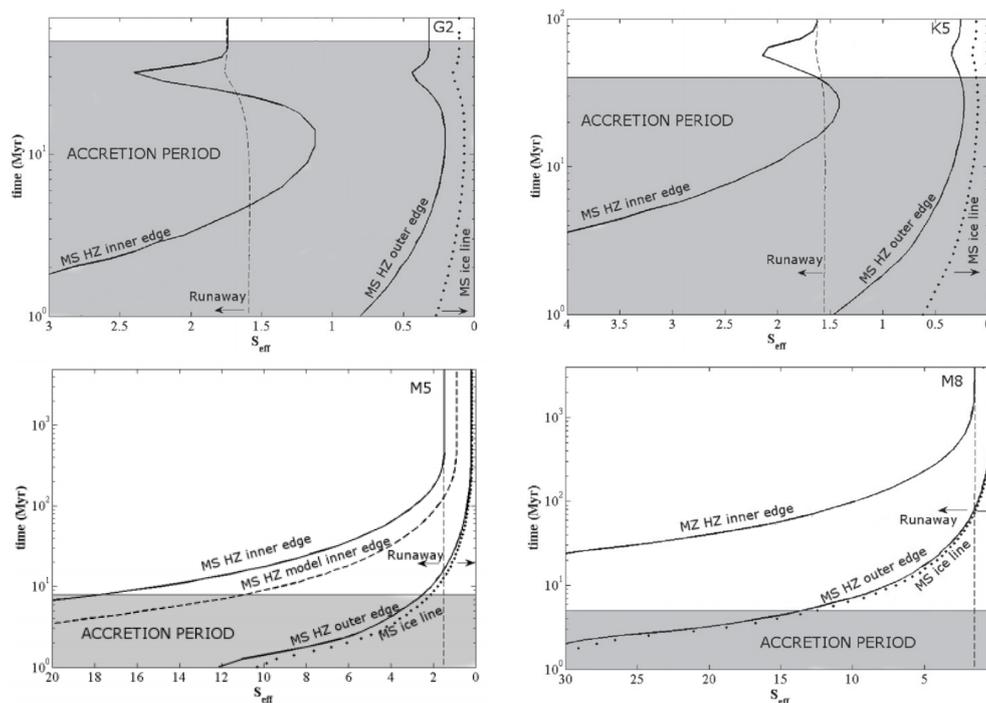


Figura 2.14: Evoluzione del flusso efficace ricevuto dalla stella durante la fase di pre-MS con i limiti empirici della HZ (linee solide). La linea dei ghiacci è rappresentata tramite la linea tratteggiata. Le stelle considerate sono di tipo G, K e M5 ed M8. Le regioni evidenziato in grigio rappresentano il periodo di accrescimento del pianeta. Basato sul lavoro compiuto da [Ramirez and Kaltenegger, 2014](#).

molto marcata, passando da valori pari a $\sim 3 S_{\text{eff}}$ a $\sim 1 S_{\text{eff}}$ in 8 milioni di anni. Per il calcolo della posizione del limite esterno è stato utilizzato l' "early Mars limit". In questo caso, nello stesso arco temporale, il limite subisce un'evoluzione inferiore passando da $\sim 0,7 S_{\text{eff}}$ a $\sim 0,3 S_{\text{eff}}$ (figura 2.14).

Per quanto riguarda le stelle di tipo M5, l'evoluzione in luminosità della stella influenza significativamente la posizione dei limiti interni ed esterni della HZ, che si stabilizzano su valori costanti solo dopo ~ 100 Myrs. In questo caso la linea dei ghiacci si trova, durante la fase di pre-MS, più vicino al limite esterno rispetto a quanto accade per stelle come il Sole.

I risultati ottenuti da [Ramirez and Kaltenegger, 2014](#) mostrano come i pianeti intorno a stelle di tipo K, che si sono formati vicino al limite esterno della pre-MS HZ possono mantenere le condizioni di abitabilità anche durante la fase di sequenza principale. Lo stesso discorso non si può fare per le stelle di tipo M; l'evoluzione che subiscono i limiti di abitabilità è talmente intensa da far sì che un pianeta che si trova inizialmente all'interno della HZ, in un secondo momento perderà completamente le riserve di acqua sulla sua superficie. Tuttavia, per pianeti che si formano oltre il limite esterno vi è la possibilità di acquisire durante il periodo di accrescimento una quantità superiore di acqua, attraverso l'intenso bombardamento iniziale.

2.4 La Zona Abitabile per la vita complessa

Nello studio per la stima del limite esterno della HZ [Kasting et al., 1993](#), l'anidride costituisce un elemento fondamentale per mantenere attivo l'effetto serra a grandi distanze dalla stella ospite e quindi mantenere l'acqua liquida sulla superficie del pianeta. Tuttavia, gran parte della vita complessa aerobica sulla Terra è limitata dalle concentrazioni di CO₂ in atmosfera [[Schwieterman et al., 2019](#)]. Questo problema colpisce particolarmente i pianeti che orbitano intorno alle stelle di tipo M, dal momento che si stima che accumulano grandi abbondanze di gas in atmosfera come il monossido di carbonio (CO).

[Schwieterman et al., 2019](#) utilizzano un modello climatico 1D per definire, in questo senso, la zona abitabile per la vita complessa⁴ (“Habitabile zone complex life”, HZ-CL).

Vicino il limite interno della HZ le temperature superficiali mantengono basse le concentrazioni di CO₂, con valori simili a quelli sulla Terra. Nella zona centrale ed esterna della HZ, invece, le concentrazioni di CO₂ devono essere sufficienti per mantenere l'acqua liquida in superficie. Questi grandi livelli di CO₂ possono imporre un forte stress fisiologico sulla vita aerobica complessa [[Cicerone et al., 2004](#)], oltre a modificare la chimica degli oceani.

[Knoll et al., 2007](#) hanno proposto uno scenario secondo cui l'aumento della CO₂ in atmosfera avrebbe causato l'estinzione di massa sulla Terra; in particolare, alla fine del Permiano, avrebbe causato la morte della maggior parte degli organismi marini. [Schwieterman et al., 2019](#) confrontando i livelli di anidride carbonica, utilizzati per la stima dei limiti esterni da [Kopparapu et al., 2013](#), con i valori di letalità, evidenziano come i valori della CO₂ utilizzati nei modelli superano il valore massimo raggiunto negli ultimi 500 milioni di anni di ~ 3 ordini di grandezza. Pertanto, le richieste biologiche suggeriscono che lo sviluppo per la vita complessa può limitarsi ad una zona ristretta della HZ. Queste limitazioni possono fornire una risposta alla domanda per cui la Terra si trova così vicino al limite interno della HZ.

Per stimare la HZCL [Schwieterman et al., 2019](#) assumono un'atmosfera di 1 bar composta del 78% di N₂, 21% di O₂ e l'1% di Ar, con la presenza aggiuntiva in CO₂ di 0.01, 0.1 e 1 bar. Inoltre, l'albedo planetario è imposto pari ad $A_p = 0.316$, simile a quello medio terrestre. Assumendo questi parametri, il calcolo del flusso stellare efficace segue quello definito da [Kopparapu et al., 2013](#):

$$S_{eff} = S_{eff\odot} + a \times T_{star} + b \times T_{star}^2 + c \times T_{star}^3 + d \times T_{star}^4 \quad (2.2)$$

dove i coefficienti a , b , c , d sono riportati in tabella 2.6.

I risultati sono mostrati in figura 2.15.

Coefficienti	0.01 bar CO ₂	0.1 bar CO ₂	1 bar CO ₂
S_{eff}	0.7658	0.6743	0.5478
A	2.9282×10^{-05}	2.9876×10^{-05}	3.7339×10^{-05}
B	-4.9812×10^{-09}	-4.6788×10^{-09}	-4.6185×10^{-09}
C	-1.9943×10^{-12}	-1.9425×10^{-12}	-2.3907×10^{-12}
D	-3.2974×10^{-17}	-1.0263×10^{-16}	-8.7570×10^{-17}

Tabella 2.6: Coefficienti per la stima del limite della zona abitabile per la vita complessa (HZCL) ottenuti tramite [Schwieterman et al., 2019](#).

⁴questo termine include una grande varietà di organismi, come le piante ed i funghi

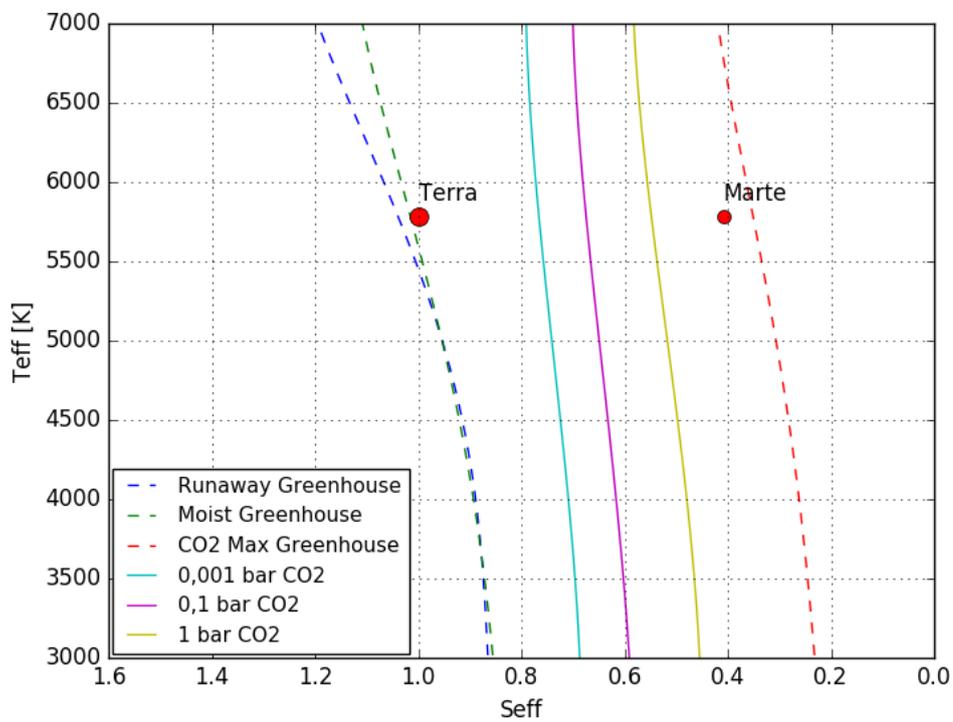


Figura 2.15: Limiti della HZ con la presenza in atmosfera di CO_2 . Le linee tratteggiate rappresentano i limiti interni ed esterni unidimensionali ottenuti dai modelli di [Kopparapu et al., 2013](#). Le linee continue, invece, rappresentano le diverse concentrazioni di CO_2 in atmosfera. Nel grafico sono presenti i pianeti del sistema solare.

Capitolo 3

Le nane rosse

I risultati forniti dalla sonda NASA Kepler hanno aperto gli occhi sulla diversità di pianeti che esistono nella Via Lattea; in particolare, hanno evidenziato come statisticamente gran parte delle stelle nei dintorni solari possiedono pianeti di tipo terrestre, rocciosi, anche situati all'interno della zona abitabile delle loro stelle progenitrici.

Il passo successivo per la ricerca di candidati pianeti abitabili è stato compiuto il 18 Aprile 2018 quando la NASA ha lanciato il “Transit Exoplanet Survey Satellite” (TESS). Le novità di questo satellite, rispetto a Kepler, risiedono nella capacità di osservare stelle da 30 a 100 volte più brillanti su un campo di vista che copre una frazione significativa del cielo, in modo tale da rilevare anche i pianeti rocciosi anche su stelle vicine di tipo solare ed, al contempo, facilitare i follow-up spettroscopici da terra. Terminata la missione TESS sarà stata in grado di monitorare un area ~ 400 volte più grande di quella osservata da Kepler, ricoprendo la quasi totalità della volta celeste in un periodo di due anni.

L'obiettivo di questo capitolo è fornire una breve descrizione delle caratteristiche principali della sonda TESS, focalizzando l'attenzione sulla scelta della strategia di osservazione adottata, che risulta essere di notevole importanza dal momento che definisce il periodo orbitale massimo dei transiti planetari rivelabili.

Successivamente, nella sezione 3.3 vengono esaminate le stelle scelte come target per la missione, le nane M. L'interesse nei confronti di queste stelle è notevolmente aumentato negli ultimi anni nel campo della ricerca di esopianeti potenzialmente abitabili. Il motivo è da ricondursi principalmente sia al fatto di essere le stelle più comuni nei dintorni solari sia alla loro caratteristica di essere poco luminose e massicce, il che rende più agevole la scoperta e la caratterizzazione di pianeti con dimensioni simili a quelle terrestri.

La descrizione iniziale permette di esplorare le caratteristiche fondamentali di questo tipo di stelle -come la distribuzione spettrale di energia, l'attività stellare e l'evoluzione temporale in luminosità- per poter analizzare, con maggior dettaglio, l'interazione radiativa e gravitazionale che si instaura tra il pianeta e la stella procreatrice. Difatti proprietà fondamentali di una stella, quali massa e composizione chimica, non condizionano solamente la formazione, l'evoluzione ed il destino di essa ma anche come i pianeti si formano intorno ad essa. [Shields et al., 2016].

3.1 L'esperienza di Kepler

La sonda Kepler, lanciata il 6 marzo 2009, è stata la prima missione dedicata alla ricerca di pianeti di tipo terrestre all'interno della zona abitabile. Per raggiungere questo obiettivo e stilare una lista di candidati pianeti, Kepler ha monitorato le variazioni di luce di oltre 170 000 stelle di tipo solare in una regione di cielo tra le

costellazioni di Cigno e Lira, alla ricerca di transiti planetari. Quando un pianeta transita davanti alla propria stella e la sua orbita è, approssimativamente, allineata con la linea di vista dell'osservatore, una frazione di luce stellare viene bloccata. Questa tecnica è nota come “metodo dei transiti” ed è stato utilizzato dalla sonda Kepler per individuare potenziali pianeti simili alla Terra. Dalla misura di due o più transiti nella stessa stella è possibile ricavare importanti quantità tra cui il periodo orbitale del pianeta, oltre al suo raggio¹ e l'inclinazione orbitale

I risultati ottenuti dalla sonda, durante i 9 anni di attività², mostrano come la frequenza di pianeti simili alla Terra sia più alta intorno alle stelle di tipo M; in particolare, evidenziano come per periodi inferiori a 50 giorni, i pianeti con raggio compreso tra i 2 ed i 4 R_{\oplus} sono il doppio rispetto a stelle di tipo G, come il Sole [Howard et al., 2012]. In seguito, questi risultati sono stati supportati da numerosi studi come quelli compiuti da Mulders et al., 2015, dove nel loro articolo stimano una probabilità 3.5 volte superiore di trovare un pianeta con $R = 1.0 - 2.8 R_{\oplus}$ orbitare intorno a stelle di tipo M rispetto a stelle di tipo F-G-K; mentre, come si osserva nel grafico 3.1, nel caso di pianeti nettuniani con $R > 2.8 R_{\oplus}$ questo andamento decresce. Inoltre, focalizzando l'attenzione sulle 3897 stelle con temperatura < 4000 K individuate da Kepler, gli studi compiuti da Dressing and Charbonneau, 2013 evidenziano come il $51 \pm 5\%$ dei pianeti rocciosi possiede un raggio R compreso tra $0.5 - 1.4 R_{\oplus}$ (grafico 3.2).

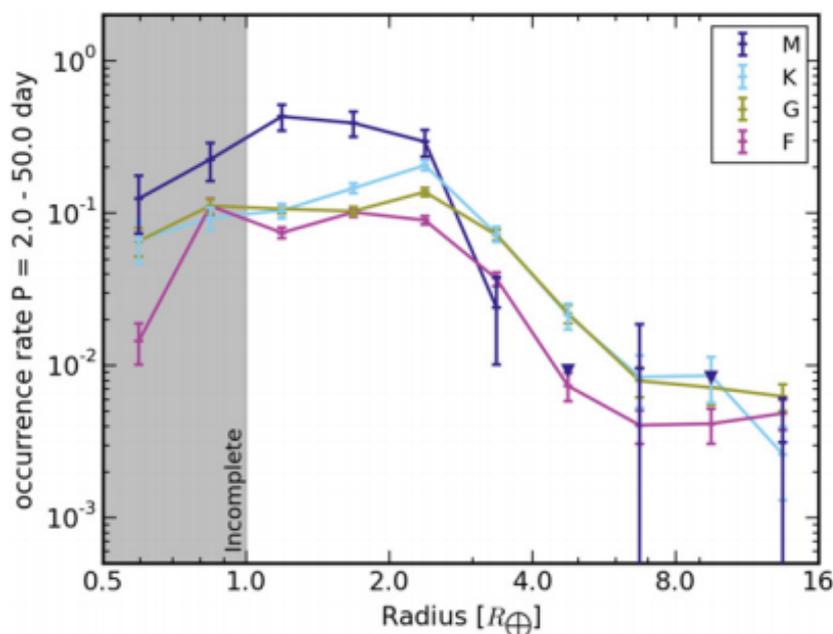


Figura 3.1: Distribuzione dei pianeti per raggio per le stelle M, K, G, F con un periodo orbitale compreso tra 2-50 giorni, corretto per effetti di selezione. Basato sul lavoro compiuto da Mulders et al., 2015.

¹il raggio di un pianeta R_p si ottiene dalla profondità del transito secondo la relazione:

$$\frac{\Delta F}{F} \cong \left(\frac{R_p}{R_{\star}}\right)^2 \quad (3.1)$$

dove F è il flusso osservato quando il pianeta è fuori dal transito, F_{tr} è il flusso osservato nel transito (minimo della curva di luce), mentre R_{\star} è il raggio della stella (ottenuto da misure indipendenti e modelli teorici)

²inclusa la missione nominale (o primaria) di circa 4 anni ed una fase estesa, nota come “K2”

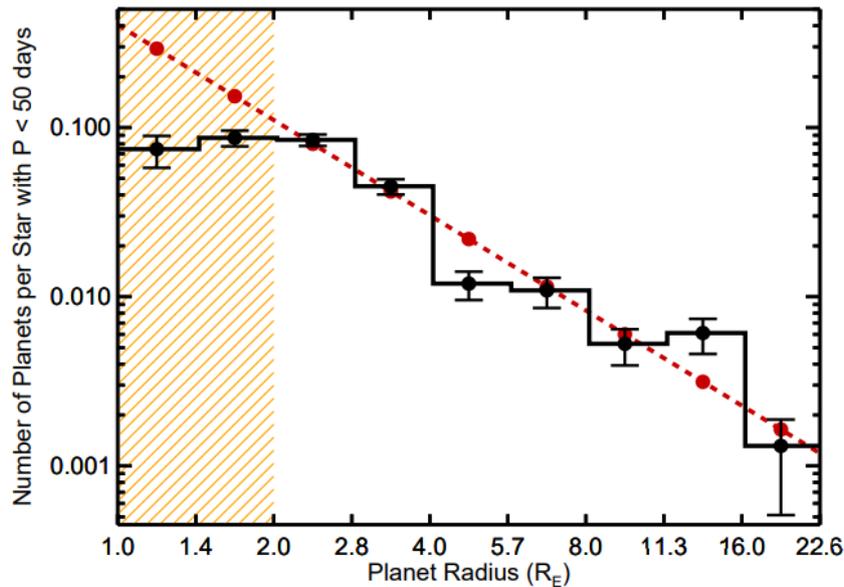


Figura 3.2: La frequenza dei pianeti rivelati (punti pieni in nero) in funzione del raggio del pianeta, per pianeti con un periodo $P < 50$ giorni, sovrapposta con il modello di miglior fit (linea continua). La frequenza dei pianeti rivelati è misurata in scala logaritmica. Le barre di errore indicano le incertezze statistiche e non includono gli effetti sistematici, che sono particolarmente importanti per $R_p < 2 R_\oplus$. Non sono stati rivelati pianeti con un raggio compreso tra $22.6\text{--}32 R_\oplus$. Basato sul lavoro compiuto da [Howard et al., 2012](#).

3.2 TESS

Sulla base dei successi ottenuti dalla sonda Kepler, un notevole passo in avanti nella strada della ricerca di pianeti simili alla Terra è stato compiuto il 18 aprile 2018 quando, a bordo del razzo Falcon 9, è stato lanciato il satellite TESS [[Ricker et al., 2015](#)]. A differenza della limitata regione di cielo monitorata da Kepler (105 deg^2), TESS ambisce ad osservare la quasi totalità della volta celeste, ovvero un'area 400 volte più grande, nei suoi due anni di attività.

Una seconda differenza rispetto alla missione precedente è relativa al campo stellare osservato. TESS ha il vantaggio che è in grado di monitorare un gran numero di stelle di sequenza principale che sono brillanti e vicine. Di conseguenza, permettono di trovare le masse e studiare le atmosfere planetarie. Basandosi sui risultati ottenuti da Kepler, TESS si concentra sulle stelle di tipo F-G-K ed, in particolare, sulle stelle M, dove la probabilità di trovare pianeti rocciosi è estremamente alta e le prospettive per il follow-up molto più abbordabili con gli strumenti attuali.

A conferma di questa tesi, le simulazioni compiute prima del lancio della sonda in orbita dimostrano come su 1700 pianeti transitanti rivelati intorno a nane M, 500 possiedono un raggio di $2 R_\oplus$ o inferiore.

3.2.1 Ottiche del telescopio

TESS è costituito da quattro camere identiche ed una unità di “data handling” (DHU). Ogni camera è assemblata da sette elementi ottici, mentre il detector è costituito da quattro CCD e dalle elettroniche associate. Ogni obiettivo ha una focale $f/1.4$ ed è rivestita da uno strato anti-riflessivo. Le camere formano nel piano focale

una immagine di $24^\circ \times 24^\circ$ sui quattro CCD³.

Per quanto concerne le misurazioni, ogni 2 minuti vengono scaricate solo delle immagini a dimensione ridotta attorno ad una lista predeterminata di stelle, mentre le immagini a campo intero sono inviate a terra ogni 30 minuti.

La tabella 3.1 riassume le caratteristiche degli obiettivi montate nelle camere di TESS.

Campo di vista	$24^\circ \times 24^\circ$
Campo di vista combinato	2300 deg^2
Diametro pupilla di entrata	10.5 cm
Rapporto focale	f/1.4
Passabanda	600 nm - 1 000 nm

Tabella 3.1: Caratteristiche delle camere di TESS.

Un secondo aspetto fondamentale riguarda la scelta dei filtri fotometrici da utilizzare. Dal momento che l'obiettivo della missione non si riduce ad osservare i transiti di pianeti che si trovano all'interno della HZ ma ambisce ad identificare i pianeti -con dimensioni simili a quelle della Terra- orbitanti intorno a stelle fredde e rosse, diviene fondamentale scegliere una regione spettrale sensibile alle lunghezze d'onda del rosso e del vicino IR dove le stelle di tipo spettrale M (con $T_{\text{eff}} < 4000 \text{ K}$) emettono la maggior parte del loro flusso. Queste considerazioni hanno portato alla scelta di un filtro passa banda con un intervallo da 600 a 1 000 nm [Ricker et al., 2015].

La figura 3.3 mostra un confronto tra i filtri V , R_c e I_c (del sistema Johnson-Cousins) e z (del sistema Sloan Digital Sky Survey) con il passabanda scelto per le osservazioni di TESS.

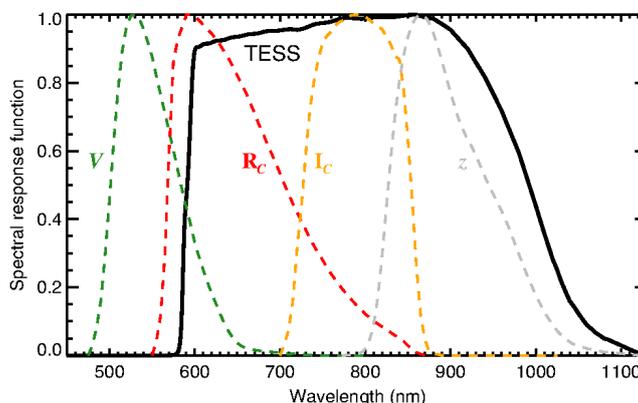


Figura 3.3: Funzione di risposta spettrale di TESS, ottenuta dal prodotto del filtro passabanda con la curva di efficienza quantica del CCD. Le linee tratteggiate sono le curve dei filtri V , R_c e I_c del sistema Johnson-Cousins oltre alla curva z dello Sloan Digital Sky Survey. Le funzioni sono state normalizzate. Basato sul lavoro compiuto da Ricker et al., 2015.

3.2.2 Strategia d'osservazione

Le quattro camere di cui è equipaggiato TESS permettono l'osservazione di un campo di vista di 2300° "quadrati", dove i due emisferi nord e sud sono divisi da 13 settori, che si sovrappongono tra loro nel polo dell'eclittica.

Essendo l'orbita di TESS eclittica, con un periodo di 13.7 giorni e in risonanza 2:1 con l'orbita della Luna, ogni settore è osservato in modo continuo per due orbite,

³per minimizzare la corrente di buio i CCD sono raffreddati a -75 C , mentre per ridurre il rumore di lettura sotto i 10 e^- si opera a 625 kHz di frequenza di campionamento

ovvero per 27.4 giorni. Alla fine della seconda orbita il satellite si sposta di 27° circa per osservare il settore successivo. Nel primo anno viene mappato l'emisfero sud mentre nel secondo l'emisfero nord. Nella figura 3.4 è apprezzabile la sovrapposizione dei diversi settori nel polo dell'eclittica. In particolare, si evidenziano i diversi tempi di osservazione nelle regioni del campo di vista: $\sim 30\,000$ "quadrati" sono osservati per 27.4 giorni, vicino al polo $\sim 2\,800$ "quadrati" sono osservati per più di 80 giorni, mentre solo ~ 900 "quadrati" sono osservati per più di 300 giorni. Tuttavia, come si evince dalla figura 3.4 (regioni in grigio intorno all'equatore eclittico), almeno nei primi due anni di attività, TESS non sarà in grado di osservare l'intera volta celeste ma la fascia compresa tra -6 e $+6$ di latitudine eclittica non verrà osservata.

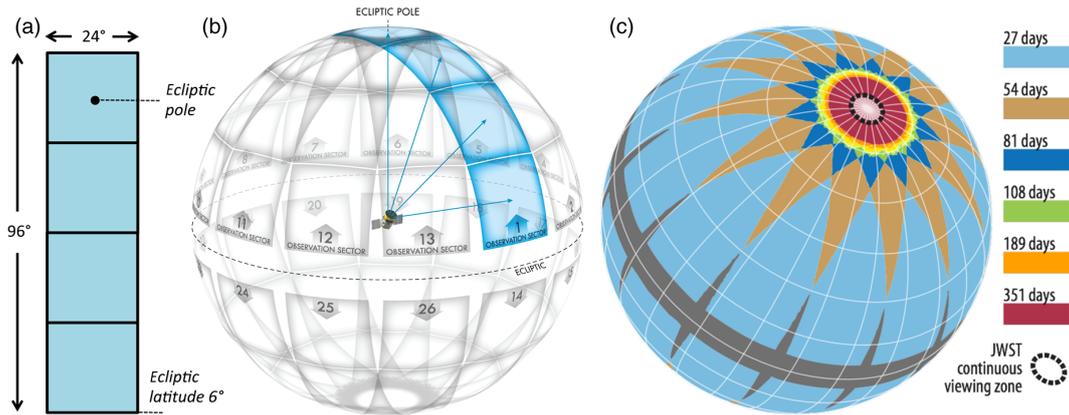


Figura 3.4: (a) campo di vista combinato osservato dalle quattro camere di TESS. (b) campo di vista osservato suddiviso nei 26 settori di osservazione (13 per emisfero) (c) tempo totale dedicato alle osservazioni. Nelle intersezioni tra due diverse osservazioni è possibile osservare candidati pianeti con periodi relativamente lunghi. Le regioni in nero presenti nell'equatore celeste non sono osservate. Il cerchio nero tratteggiato che racchiude il polo dell'eclittica mostra la regione che il JWST potrà osservare ininterrottamente. Basato sul lavoro compiuto da [Ricker et al., 2015](#).

3.2.3 Stelle selezionate

Si stima che saranno esaminate $\sim 200\,000$ stelle di sequenza principale di classe spettrale F-G-K-M, sufficientemente brillanti e piccole da poter permettere l'osservazione di pianeti più piccoli di Nettuno [[Ricker et al., 2015](#)]. Le stelle esaminate di classe F-G-K hanno una magnitudine apparente $I_c < 12$, mentre per stelle M $I_c < 13$. Le stelle di sequenza di tipo K e M possono essere distinte da quelle giganti sia tramite l'analisi dei colori infrarossi sia tramite i moti propri. Inoltre, sono state incorporate nel catalogo le parallassi -e dunque le distanze- tramite i dati ottenuti dalla missione GAIA.

Come suggerito dai risultati ottenuti da Kepler, le stelle di tipo M rappresentano un target ideale per la ricerca di pianeti di tipo terrestre. In aggiunta, l'interesse nei confronti di questo tipo di stelle è aumentato notevolmente negli ultimi due decenni per molteplici motivi. In primo luogo, costituendo circa tre quarti delle stelle presenti nelle vicinanze solari, rappresentano una grossa opportunità a livello numerico di trovare pianeti potenzialmente abitabili. Inoltre, il segnale di un pianeta di tipo terrestre sia di tipo fotometrico che spettroscopico è più facile da misurarsi intorno a stelle di tipo M piuttosto che su stelle di dimensione maggiore, facilitando la scoperta e l'eventuale follow-up successivo. Come ultimo aspetto, si considera la durata della fase di sequenza principale, durante la quale l'idrogeno viene convertito in elio all'interno del nucleo stellare. Nel caso delle nane M, a causa della loro piccola massa, questa fase è significativamente più lunga rispetto alle stelle di tipo solare

(da 20 a 2000 miliardi di anni), il che le rende un ambiente ideale per lo sviluppo e l'evoluzione biologica di forme di vita complesse.

3.3 Le nane M

Le proprietà della stella ospite hanno una influenza cruciale sull'abitabilità del candidato pianeta. Un esempio emblematico sono la massa, il raggio e la temperatura efficace, che determinano la temperatura superficiale del pianeta e definiscono l'arco temporale entro cui il pianeta può rimanere abitabile [Meadows and Barnes, 2018]. L'obiettivo di questa sezione è quello di indicare le diverse proprietà fondamentali che caratterizzano le stelle M -come la distribuzione spettrale di energia, l'attività stellare e l'evoluzione temporale della luminosità- per poter trattare l'interazione radiativa e gravitazionale che si instaura tra il pianeta e la propria stella.

3.3.1 La distribuzione spettrale di energia

La distribuzione spettrale di energia o SED (“Spectral Energy Distribution”) è la quantità di energia radiante che emette la stella nell'unità di tempo in funzione della lunghezza d'onda. Come si osserva dalla figura 3.5 le stelle di tipo G, come il Sole, emettono maggiormente nella regione dello spettro associata alle lunghezze d'onda del visibile, a differenza delle nane M che emettono prevalentemente a lunghezze d'onda corrispondenti al vicino IR. Dunque, dal confronto tra i due tipi di stelle, si evidenzia come le stelle M abbiano una luminosità⁴ inferiore e sviluppano un meccanismo interno di trasporto del calore di tipo convettivo, permettendo di bruciare l'idrogeno H ad un tasso inferiore, per una durata temporale superiore [Meadows and Barnes, 2018].

Dalla tabella 3.2 si osserva come una nana M con una massa pari a $\sim 0.10 M_{\odot}$ continua a bruciare idrogeno nel nucleo per ~ 2000 Gyrs, all'opposto delle stelle di tipo O-B-A, che emettono livelli di radiazione elevatissimi; per supportare questo meccanismo la fase di sequenza principale nelle stelle più calde ha una durata estremamente breve, di alcuni ordini di grandezza inferiore rispetto alle stelle di bassa sequenza.

3.3.2 L'attività stellare

Proprietà stellari come la massa e l'età giocano un ruolo fondamentale nei processi che caratterizzano l'attività di una stella, in grado di produrre radiazioni nella regione ultravioletta ed X⁵ tali da danneggiare o impedire la formazione della vita sulla superficie di un pianeta. I campi magnetici stellari, che dipendono dalla convezione interna e dalla rotazione della stella, sono responsabili dei fenomeni connessi all'attività stellare, come le macchie solari ed i flares.

Wright and Drake, 2016 analizzano come, per stelle di tipo solare, l'effetto dinamo, che dipende dalla diversa rotazione nella regione tra il nucleo radiativo e l'involuppo convettivo -nota come “tachocline”-, sia responsabile della formazione del campo magnetico. Una volta formatosi, questo campo si innalza violentemente attraverso

⁴la luminosità di una stella è la misura dell'energia radiante emessa per unità di tempo, integrata su tutto lo spettro elettromagnetico

⁵le stelle di tipo solare e “late-type” emettono raggi X da una regione magneticamente attiva, nota come “corona”

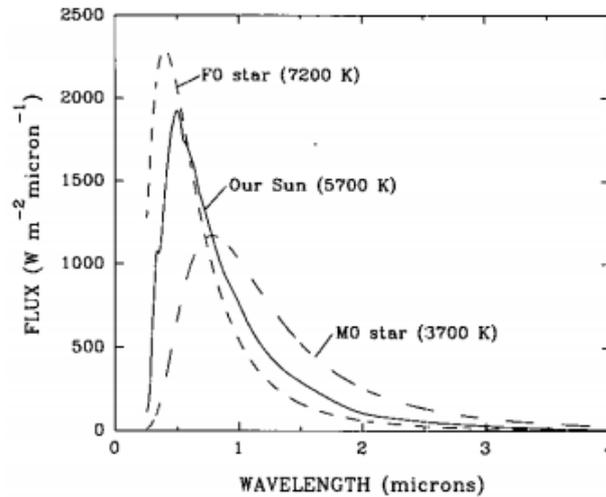


Figura 3.5: Distribuzione di energia spettrale per stelle di diverso tipo spettrale. Le stelle di tipo F e G hanno il picco della radiazione nel visibile mentre le nane M nel vicino IR. Basato sul lavoro compiuto da [Kasting et al., 1993](#).

Massa (M_{\odot})	Temperatura efficace (K)	Luminosità (L_{\odot})	Tempo di vita sulla MS (<i>Gyrs</i>)
0.10	2900	0.003	2000
0.50	3800	0.03	200
0.75	5000	0.3	30
1.0	6000	1	10
1.5	7000	5	2
3.0	11000	60	0.2
5.0	17000	600	0.07
10.0	22000	10000	0.02
15.0	28000	17000	0.01

Tabella 3.2: Temperatura efficace, luminosità e tempo-scala della fase di sequenza principale per stelle comprese tra una massa di $0.10 M_{\odot}$ e $15 M_{\odot}$. Basato sul lavoro della “Australia Telescope National Facility”

la zona convettiva per emergere sulla superficie della stella, rilasciando energia magnetica sottoforma di flares.

Le stelle con massa $M < 0.3 M_{\odot}$ si presume siano totalmente convettive ([Chabrier and Baraffe, 1997](#)), e non possiedano la “tachocline”. Ma se essa è fondamentale nel meccanismo che governa l’effetto dinamo delle stelle di tipo solare, le stelle totalmente convettive non dovrebbero mostrare effetti di attività. Nonostante ciò, le osservazioni indicano che le stelle di tipo M hanno un campo magnetico molto forte e valori elevati di luminosità frazionaria, nei raggi X.

Per spiegare come agisce il campo magnetico in questo tipo di stelle, [Wright and Drake, 2016](#) hanno raccolto i dati provenienti dalle luminosità -nei raggi X- di quattro diverse stelle completamente convettive, con una rotazione molto lenta, mostrando una correlazione tra l’emissione dei raggi X con il periodo di rotazione, simile a quello delle stelle di tipo solare (figura 3.6). Quest’ipotesi è stata successivamente confermata dalle osservazioni condotte da [Astudillo-Defru et al., 2017](#).

Dal momento che le stelle perdono momento angolare durante la loro evoluzione temporale, le stelle più giovani sono quelle magneticamente più attive. Secondo [Meadows and Barnes, 2018](#) le “early M” diventano inattive già dopo 1 Gyr mentre le nane M più fredde, essendo totalmente convettive, impiegano fino a 8 Gyrs per ridurre sensibilmente la loro attività stellare.

Queste stime di età sono fondamentali perchè determinano l'abitabilità di un pianeta. Difatti, un pianeta che si trova all'interno della HZ ed orbita intorno ad una stella M può ricevere un livello di radiazioni, nella regione ultravioletta ed X, tali da eliminare l'atmosfera primaria.

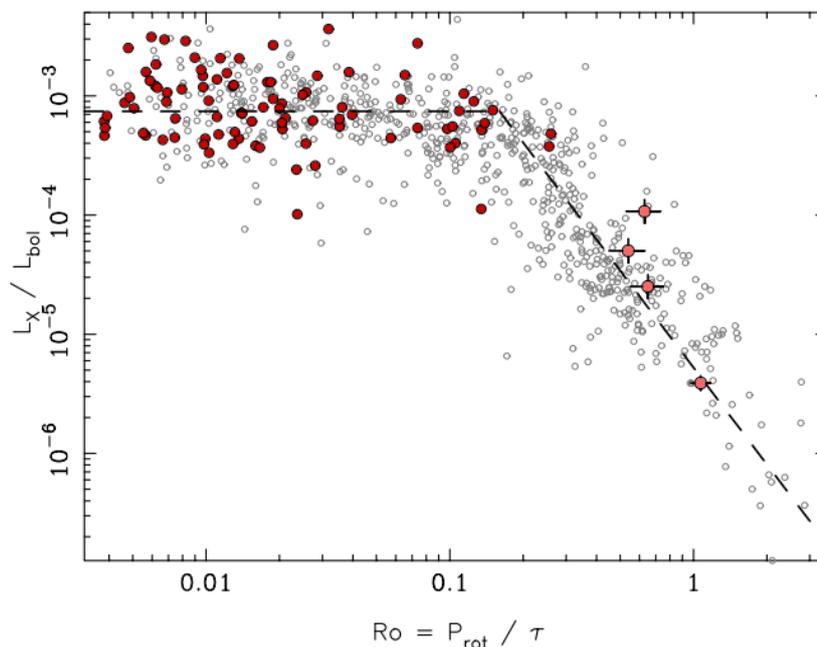


Figura 3.6: Luminosità nella banda X relativa a quella bolometrica, L_X/L_{bol} , in funzione del numero di Rossby, $R_0 = P_{rot}/\tau$, per 824 stelle parzialmente (in grigio) e totalmente (in rosso) convettive. P_{rot} rappresenta il periodo di rotazione, mentre τ il tempo caratteristico per il “convective turnover”, come definito da [Gilman, 1980](#). La linea tratteggiata in nero rappresenta il best-fit della relazione attività-rotazione della regione satura (in orizzontale) e di quella diagonale. Le quattro stelle M, con lenta rotazione, studiate da [Wright and Drake, 2016](#) sono indicate in rosso e le barre di errore indicano una incertezza di una deviazione standard.

Il grafico mostra come per le stelle con un periodo di rotazione molto veloce, la relazione tra attività e rotazione si rompe, con la luminosità nei raggi X che raggiunge un livello di saturazione a $L_X/L_{bol} \approx 10^{-3}$, indipendentemente dal tipo spettrale. Basato sul lavoro compiuto da [Wright and Drake, 2016](#).

3.3.3 L'evoluzione in luminosità

Come visto nel capitolo 2.3 le stelle subiscono una evoluzione in luminosità durante l'intera fase di bruciamento dell'idrogeno H in elio He, all'interno del nucleo della stella. Durante questo processo la temperatura del nucleo aumenta.

E', tuttavia, nella fase di pre-sequenza principale (pre-MS) che una quantità molto maggiore di radiazione viene emessa, con il rischio di portare il pianeta a perdere sia l'atmosfera che le riserve di acqua presenti sulla sua superficie [[Meadows and Barnes, 2018](#)]. Per stelle di piccola massa, questa fase dura 2.5 miliardi di anni rispetto ad i soli 10 Myrs delle stelle di tipo G, come il Sole.

Dalla figura 3.7 si osserva come una volta superata la fase di pre-MS, le nane M mantengono costante la loro luminosità su una scala di miliardi di anni.

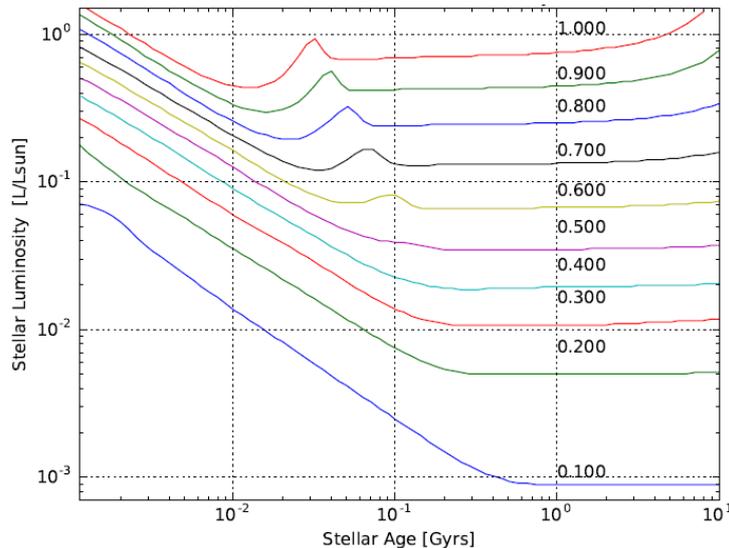


Figura 3.7: Evoluzione in luminosità per stelle con massa compresa tra 0.1 e 1 M_{\odot} . Dal grafico si osserva come le stelle con piccola massa mostrino una maggiore escursione di luminosità, ~ 2 ordini di grandezza nel caso di stelle con 0.1 M_{\odot} . Ottenuta grazie al lavoro di [Baraffe et al., 1998](#).

3.4 L'interazione tra la stella ed il sistema planetario

I pianeti che orbitano intorno alle stelle M sono sottoposti ad ambienti totalmente differenti rispetto a quelli che si trovano intorno a stelle più calde e brillanti; questo è dovuto alle proprietà radiative delle stelle fredde [[Shields et al., 2016](#)].

La radiazione emessa da questo tipo di stelle può avere effetti sull'atmosfera planetaria. I processi fotochimici, come verrà descritto nella prossima sezione, possono modificare la composizione chimica dell'atmosfera o, in alcuni casi, eliminarla totalmente.

Il secondo aspetto da tenere in considerazione, l'interazione gravitazionale, può modificare i livelli di insolazione del pianeta. Infatti, dal momento che i limiti della HZ si trovano estremamente vicino alla stella ospite, un pianeta abitabile potrebbe rimanere bloccato marealmente e mostrare sempre lo stesso emisfero, che sarà perennemente illuminato a dispetto di quello opposto, che rimane in uno stato di buio perenne. Quest'interazione tra la stella ospite ed il pianeta può provocare un attrito che riscalda gli strati interni di quest'ultimo, contribuendo alla rimozione del campo magnetico del pianeta.

3.4.1 L'interazione radiativa

L'ambiente radiativo intorno ad una stella M differisce notevolmente da quelli intorno a stelle di tipo solare. Il motivo principale è da ricondursi al tasso con cui questo tipo di stelle brucia il combustibile nel suo nucleo, molto più lento rispetto alle stelle più calde (tabella 3.2). Di conseguenza, le stelle M offrono tutto il tempo necessario per l'evoluzione planetaria e biologica [[Shields et al., 2016](#)].

Durante le fasi iniziali dell'evoluzione stellare la radiazione X ed UV, rispettivamente a 2-3 nm e 20-30 nm di lunghezza d'onda, è particolarmente intensa e può compromettere totalmente l'eventuale formazione di una atmosfera planetaria oltre alle riserve di acqua in superficie. [Hawley et al., 1996](#) hanno trovato una relazione tra l'attività magnetica stellare ed il tipo spettrale della stella. Il picco di attività

si raggiunge per stelle M7 e si manifesta tramite i flares⁶.

Per quanto riguarda i pianeti rocciosi del Sistema Solare, ciascuno di essi possiede una atmosfera secondaria, generata in seguito alla perdita di quella primaria, dominata da idrogeno ed elio. Questa seconda atmosfera è costituita in gran parte dal gas espulso dai vulcani presenti in superficie. Di conseguenza, si può pensare come la perdita dell'atmosfera primordiale non costituisca un punto di non ritorno ma, al contrario, una valida possibilità per rendere un pianeta abitabile. D'altro canto l'eventuale perdita dell'atmosfera secondaria precluderebbe ogni possibilità di sviluppo biologico.

Un altro aspetto da tenere in considerazione è l'interazione tra la distribuzione spettrale di energia (SED) delle nane M con l'atmosfera e la superficie dei pianeti che le orbitano attorno.

Recenti studi hanno mostrato come la differenza nella distribuzione energetica dei vari tipi di stelle possa influenzare la risposta dell'albedo su un pianeta. Nel caso delle stelle "late M" oltre il $\sim 90\%$ della radiazione è emessa oltre 1 micron, mentre nel caso del Sole solo il $\sim 50\%$. Questo implica che mentre l'albedo del ghiaccio o della neve è alto nel visibile e nel vicino UV, dove le stelle di tipo solare emettono principalmente, nel vicino IR la riflessione diminuisce sensibilmente. [Shields et al., 2016](#) affermano come il motivo sia da ricercare nelle vibrazioni molecolari⁷, che portano ad un incremento dei coefficienti di assorbimento del ghiaccio e della neve a grandi lunghezze d'onda. Di conseguenza, per le stelle M, gran parte della radiazione che raggiunge la superficie viene anche assorbita, invece di esser riflessa dal ghiaccio o dalla neve presenti in superficie. Questa differenza ha un grande impatto dal momento che rende le stelle M meno suscettibili agli episodi di glaciazione e quindi con un clima più stabile su tempi-scala maggiori, il che li rende più gradevoli per lo sviluppo della vita [[Shields et al., 2016](#)]. D'altro canto però i processi di fotosintesi che agiscono sulle piante non sono favoriti [[Shields et al., 2016](#)]. Le piante durante la fotosintesi, con la mediazione della clorofilla, utilizzano la luce solare o artificiale per convertire sei molecole di CO₂ e sei molecole di H₂O in una molecola di glucosio (C₆H₁₂O₆), zucchero fondamentale per la vita della pianta. Come sottoprodotto della reazione si producono sei molecole di ossigeno, che la pianta libera nell'atmosfera. La presenza e lo sviluppo delle piante sulla Terra, che si riconduce al "Grande Evento Ossidativo" ($\sim 2.4-2.0$ miliardi di anni fa), ha contribuito all'aumento progressivo dei livelli di O₂ in atmosfera.

Il pigmento responsabile della scelta della radiazione solare assorbita è la chlorophyll a (Chl a). La porzione di spettro elettromagnetico utilizzato per promuovere i processi di sviluppo delle piante è compresa tra i 400 e i 700 nm ed è definito dalla curva di sensibilità alla fotosintesi. Questo range viene definito radiazione fotosintetica attiva o PAR (Photosynthetically Active Radiation). La figura 3.8 mostra l'andamento dell'assorbimento in funzione della lunghezza d'onda per tre diverse piante. Si osserva, in particolare, un calo nella regione del vicino infrarosso tra i 700 ed i 2000 nm. L'alta riflessione in questo range spettrale è funzione della forma e della dimensione delle cellule della foglia, che riduce lo spazio intercellulare [[David M. Gates and Weidner, 1965](#)].

L'intervallo in cui agisce la fotosintesi costituisce solamente il $\sim 48\%$ della radiazione solare totale mentre $\sim 50\%$ della radiazione viene emessa a lunghezze d'onda superiori di 700 nm.

⁶si tratta di brillamenti particolarmente intensi nelle lunghezze d'onda dell'ultravioletto (UV), nel caso delle nane rosse. Si ritiene che questi fenomeni siano alimentati da intensi campi magnetici che si intrecciano nell'atmosfera stellare. Per elevati livelli di intensità, i campi si spezzano e si riconnettono, liberando enormi quantità di energia.

⁷Esistono tre modi indipendenti di vibrazione per una molecola triatomica come l'acqua due modi di "stretching" (simmetrico e asimmetrico) e uno di "bending". Lo "stretching" corrisponde all'allungamento o accorciamento del legame tra gli atomi, il "bending" al piegamento.

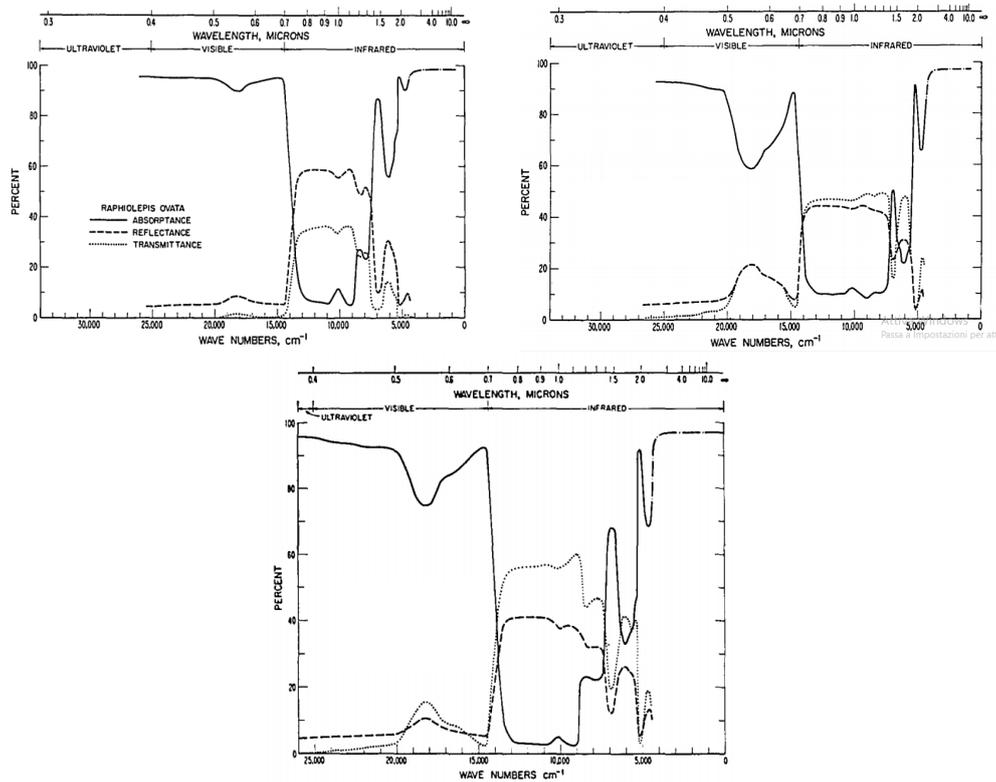


Figura 3.8: Spettro di assorbimento, riflessione e trasmissione per tre diversi tipi di piante. (a) *Raphiolepis ovata*, (b) *Mimulus cardinalis* e (c) *Populus deltoide*. La linea continua rappresenta l'assorbimento mentre quella tratteggiata e puntinata rappresentano, rispettivamente, la riflessione e la trasmissione. L'assorbimento è molto efficiente nel visibile e nel lontano IR (per lunghezze d'onda superiori di ~ 2 micron), dove il flusso solare è debole. Basato sul lavoro compiuto da [David M. Gates and Weidner, 1965](#).

Nel caso delle stelle M, il picco della radiazione emessa si sposta verso le lunghezze d'onda del vicino IR, facendo sì che le piante abbiano meno fotoni a disposizione per la fotosintesi. [Kiang et al., 2007](#) hanno calcolato la densità di flusso fotonico in superficie per stelle di tipo G2 ed M5 in diversi intervalli di lunghezze d'onda, trovando che la fotosintesi risulta essere 10 volte meno efficiente nei pianeti che orbitano intorno alle stelle M rispetto alla Terra nelle lunghezze d'onda del visibile. Se si considerano anche i fotoni con una lunghezza d'onda fino a 1.1 micron la fotosintesi si può attivare allo stesso modo. Di conseguenza, avranno un vantaggio biologico gli organismi che avranno la capacità di assorbire radiazione ad intervalli di lunghezze d'onda maggiori.

3.4.2 L'interazione gravitazionale

Un aspetto fondamentale che riguarda l'abitabilità intorno alle stelle M è la vicinanza di pianeti abitabili con la stella ospite, molto maggiore rispetto a quelle delle stelle F, G e K. In questi casi, l'effetto gravitazionale dovuto alle forze mareali è talmente forte che il pianeta può essere catturato in una risonanza spin-orbita⁸ con la stella [[Shields et al., 2016](#)].

Nel Sistema Solare, vi è il caso emblematico di Mercurio, che impiega 88 giorni per fare un'orbita intorno al Sole e 58 giorni per completare un giro su se stesso, trovandosi, dunque, in una risonanza di tipo 3:2. Gli studi portati avanti da [Noyelles et al.](#),

⁸rapporto tra il periodo che impiega un pianeta per orbitare attorno alla stella e quello necessario a ruotare su se stesso

	$(\times 10^{20} \text{ fotoni m}^{-2} \text{ s}^{-1})$	
	G2 V (1 PAL)	M5 V (1 PAL)
UVB 280-315 nm	0.018	0.000
UVB 315-400 nm	0.871	0.016
PAR 400-700 nm	11.0	1.50
PAR 400-1100 nm	23.8	16.9
PAR 400-1800 nm	33.7	34.3
PAR 400-2500 nm	36.9	38.4
Picco flusso fotoni	668.5	1042,8

Tabella 3.3: Densità di flusso, nel caso di superficie massima e sottomarina per un pianeta privo di nuvole al mezzogiorno solare, per una stella G2 ed una M5 per diversi intervalli di lunghezze d’onda. Nel caso delle due stelle si assumono pianeti con un livello atmosferico simile a quello odierno (“Present Atmospheric Level”, PAL)

2014 mostrano come il rapporto 3:2, che nel Sistema solare è un unicum dovrebbe rivelarsi molto comune in altri sistemi, dal momento che molti pianeti extrasolari hanno orbite piccole ed eccentriche simili a quelle di Mercurio.

Il caso estremo dell’interazione gravitazionale è una rotazione sincrona, dove il periodo di rotazione del pianeta intorno alla stella coincide con quello di rotazione intorno al proprio asse (“tidal lock”. In questo caso, il pianeta mostra sempre la stessa “faccia” alla stella ospite, mentre la sezione opposta rimane in uno stato di perenne buio.

Questi due casi presentati hanno alimentato il dibattito sulla modalità con cui il calore verrebbe distribuito al lato notturno da poter creare un piccola differenza di temperatura con il lato perennemente illuminato, evitando così episodi di glaciazione. Inoltre, l’emisfero oscuro potrebbe funzionare come una “cold trap” facendo condensare alcuni composti di interesse biologico (come l’acqua) sequestrandoli dall’atmosfera sotto forma di ghiacci.

Secondo Yang et al., 2014 un pianeta che si trova in sincronia con la stella ospite ha il vantaggio di poter essere completamente coperto da nuvole. Questo fenomeno è dovuto alla lenta rotazione intorno al proprio asse che ne favorisce la formazione e la conservazione. Dal momento che le nuvole riflettono la radiazione stellare incidente, agiscono contro l’aumento dell’effetto serra. Di conseguenza si ha una estensione della posizione dei limiti della zona abitabile.

Si deve tuttavia considerare un ulteriore effetto di marea, ovvero le deformazioni subite dal pianeta, che provocano periodici sollevamenti (di piccola ampiezza, ma che coinvolgono comunque grandi masse) della superficie solida. L’attrito interno causato da questi movimenti dissipa una parte dell’energia rotazionale e contribuisce a rallentare il pianeta, e il rigonfiamento aggiunge un ulteriore effetto di marea di cui va tenuto conto. Questo calore interno permette di estendere i tempi relativi all’abitabilità del pianeta; in particolare, permette al pianeta di rimanere abbastanza caldo da mantenere l’attività tettonica, che cesserebbe considerando come sorgente solo il calore interno fornito dal decadimento nucleare.

D’altro canto, se a causa della lenta rotazione intorno al proprio asse il pianeta può indebolire il suo campo magnetico, la produzione di ulteriore calore interno da parte dei meccanismi di attrito può aumentare l’attività vulcanica e prolungare il periodo di attività degli oceani di magma, che rendono inospitale il pianeta.

Capitolo 4

Analisi dati

In questo capitolo viene illustrato il metodo adottato per analizzare la distribuzione dei pianeti scoperti da TESS in relazione alla zona abitabile stimata per la propria stella, in base ai limiti di abitabilità discussi nei capitoli precedenti. Per ottenere le informazioni relative ai parametri planetari e stellari viene realizzato un confronto tra il catalogo stellare di TESS con quello ottenuto grazie alle osservazioni fotometriche di GAIA.

Il passo successivo consiste nel verificare che le stelle “late K” ed M siano di sequenza principale e non stelle evolute. Grazie alla realizzazione dei diagrammi colore-magnitudine (4.3 e 4.4) ed all’applicazione delle curve isocrone è stato quindi possibile confrontare i risultati ottenuti con quelli teorici, ricavati dai modelli di evoluzione stellare.

Nella sezione 4.1.3 viene illustrato un problema relativo ai dati di input. Nella figura 4.1.3 si evince, infatti, come solamente 720 delle 1042 stelle con candidati pianeti scoperti da TESS e osservate da GAIA abbiano il valore relativo al raggio stellare. Dal momento che il catalogo GAIA DR2 utilizza la relazione di Stefan-Boltzmann (4.1) per stimare la luminosità stellare partendo dal raggio e dalla temperatura efficace, dobbiamo trovare un altro modo per ricavare queste informazioni, fondamentali per stimare il flusso stellare efficace. Il problema viene risolto utilizzando una relazione empirica che coinvolge la luminosità stellare ottenuta da Rabus et al., 2019. Questo metodo è calibrato espressamente sulle stelle di tipo M e prevede, in una prima fase, la stima della temperatura efficace della stella a partire dalla magnitudine assoluta e, successivamente, il calcolo della sua luminosità.

Nella sezione 4.2, dopo aver stimato il flusso stellare efficace corrispondente ad ogni singolo pianeta osservato da TESS, a partire dalla sua distanza dalla stella ospite, vengono presentati i grafici relativi alla distribuzione dei pianeti in funzione della temperatura efficace della stella. Per il calcolo dei limiti di abitabilità, unidimensionali e tridimensionali, sono state utilizzate le espressioni ed i coefficienti presentati nei capitoli 1 e 2. I risultati mostrano come quattro pianeti (LHS 1140 b, TOI 715 b, TOI 700 c, TOI 176 b) si trovano all’interno dei limiti della HZ ed, in particolare, due di essi si trovano anche all’interno del “tidal lock radius” (Kasting et al., 1993), ovvero la regione orbitale che include i pianeti bloccati gravitazionalmente con la loro stella ospite grazie alla risonanza mareale.

Il capitolo si conclude prendendo in esame anche il caso del pianeta TOI 793 b, che non risulta all’interno dei limiti di abitabilità in base alla stima appena descritta. Il motivo è dovuto ai limiti della relazione empirica formulata da Rabus et al., 2019. Utilizzando altre formule per ricavare la luminosità stellare, elaborate da Mann et al., 2015, si osserva dal confronto 4.15 come questo pianeta risulti all’interno dei limiti di abitabilità nei modelli 3D.

4.1 Metodo

Nel precedente capitolo, alla sezione 3.2, è stata esposta la strategia d’osservazione di TESS. I dati raccolti in questa fase vengono inviati durante il passaggio al perigeo della sonda, quando le operazioni si interrompono per una durata complessiva di 16 ore [Ricker et al., 2015].

Prima di essere resi pubblici attraverso gli archivi le immagini grezze (raw) vengono calibrate dal “Science Processing and Operations Center” (SPOC). Solo in un secondo momento vengono messi a completa disposizione della comunità scientifica: le immagini raw, le immagini calibrate, le curve di luce relative ai transiti planetari, la la funzione di risposta dei pixel ed una lista degli oggetti di interesse osservati da TESS (“TESS Objects of Interest”, TOI).

Grazie all’orbita mantenuta da TESS, i dati vengono aggiornati ed inseriti nella “TOI Release list”, una lista che include i candidati pianeti, con i relativi transiti, individuati come target per un successivo “follow-up” da parte del “TESS Follow-up Operations Program” (TFOP). Le principali colonne di questa lista includono:

- il TIC ID, il numero identificativo, unico e permanente, di ogni oggetto;
- il TOI ID, il numero identificativo del segnale di interesse di TESS;
- la “Disposition”, la condizione di un dato oggetto. “PC” indica un candidato pianeta, mentre “KP” un pianeta già conosciuto;
- l’ascensione retta RA e la declinazione Dec, con epoca JD 2000.0 se scaricata tramite SPOC, altrimenti JD 2015.0 attraverso il “MIT QLP” (acronimo di “MIT’s Quick Look Pipeline”);
- la magnitudine nella banda di TESS, calcolata tramite le relazioni riportate in Stassun et al., 2018, il raggio del pianeta R_P (in raggi terrestri), il periodo P (in giorni terrestri), la durata del transito “Duration” (in ore) e la profondità del transito “Transit Depth” (in parti per milione).

Le principali liste TOI, create per il rilascio dei dati, sono tre: la “TSO list”, la “ExoFOP-TESS list” e la “MAST list”:

- la “TESS Science Office (TSO) list” è scaricabile direttamente dal database: <http://tev.mit.edu>. Si tratta della versione con il maggior numero di colonne, che includono oltre alle informazioni riguardanti la stella ed i commenti, anche una colonna relativa al settore¹ adottato per l’osservazione della stella. Le liste “MAST” ed “ExoFOP-TESS” derivano da questa lista originale;
- la “ExoFOP-TESS list” (acronimo di “The Exoplanet Follow-up Observing Program for TESS”) è stata creata per il programma di osservazione TFOP condotto utilizzando metodi alternativi come la fotometria da terra, la spettroscopia e l’imaging. Grazie a questa lista, è possibile classificare i candidati pianeti basandosi sulle osservazioni da terra dei target. Il risultato delle osservazioni è pubblicato nella pagina <https://exofop.ipac.caltech.edu/tess>;
- la “MAST list” (acronimo di “Mikulski Archive for Space Telescopes”), si tratta di un progetto sviluppato dalla NASA per supportare e fornire alla comunità astronomica dati, principalmente legati alla parte visibile, ultravioletta e vicino-IR dello spettro.

¹una stella che si trova nelle vicinanze del polo eclittico può essere osservata nell’arco di due o più settori consecutivi

4.1.1 GAIA Data Release 2

I passi successivi è stato compiuti grazie alla “second Data Release” della missione GAIA (GAIA DR2). Il satellite, lanciato dall’agenzia spaziale europea (“The European Space Agency’s”, ESA) nel settembre del 2013, ha fornito con elevata precisione i dati astrometrici -relativi alla posizione, alla parallasse ed ai moti propri- e fotometrici -in banda G , G_{BP} e G_{RP} - di ~ 1.69 miliardi di stelle.

Dal momento che la quasi totalità delle stelle osservate da TESS è stata precedentemente monitorata da GAIA, è stato possibile utilizzare i dati relativi alle parallassi ed alle magnitudini, in banda G , G_{BP} e G_{RP} (nella figura 4.1 sono definiti i passabanda), per determinare sia la distanza che le magnitudini assolute delle suddette stelle.

Come si osserva dalla tabella 4.1 il catalogo fornisce per una parte delle stelle informazioni aggiuntive riguardanti la luminosità, il raggio e la temperatura efficace, oltre all’estinzione A_g ed all’eccesso di colore $E(G_{BP}-G_{RP})$.

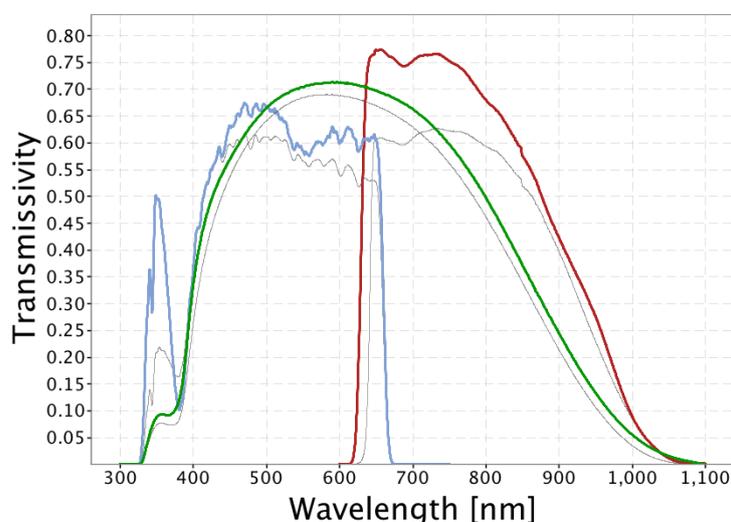


Figura 4.1: Andamento della trasmissività in funzione della lunghezza d’onda per le tre bande fotometriche G , G_{BP} e G_{RP} (in verde: G ; in blu: G_{BP} ; in rosso: G_{RP}), definendo il sistema fotometrico di GAIA DR2. La linea sottile grigia rappresenta la banda passante nominale pubblicato da usato per GAIA DR1. Il motivo per cui il valore nominale stimato prima del lancio della sonda differisce con il valore sperimentale risiede nell’effetto di contaminazione della camera CCD, descritto in [Gaia Collaboration, 2016](#). Quest’effetto provoca una perdita del flusso, dipendente dalla lunghezza d’onda e varia significativamente nel tempo.

Nel manuale “Gaia Data Release 2” (disponibile sul sito https://gea.esac.esa.int/archive/documentation/GDR2/pdf/GaiaDR2_documentation_1.1.pdf) nella sezione 3 viene illustrata l’analisi dati; in particolare, nello studio condotto da Coryn Bailer-Jones si evidenzia come siano stati utilizzati il raggio stellare R_{star} e la temperatura efficace T_{eff} per determinare la luminosità stellare L_{star} , utilizzando la relazione di Stefan-Boltzmann relativa ad un corpo nero:

$$L_{star} = 4\pi\sigma R_{star}^2 T_{eff}^4 \quad (4.1)$$

dove L_{star} è espressa in watt (W), R_{star} in metri (m), T_{eff} in kelvin (K) e σ rappresenta la costante di Stefan-Boltzmann ($\sigma = 5.670367 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$).

Per verificare che sia stata effettivamente usata la relazione (4.1), nella figura 4.2, viene riportato l’andamento (con i relativi residui) della luminosità stellare fornita dai dati di GAIA con la luminosità calcolata attraverso la formula 4.1. I punti, a meno di una dispersione dovuta al troncamento numerico a 2 decimali del valore riportato in archivio, si dispongono effettivamente sulla retta unitaria.

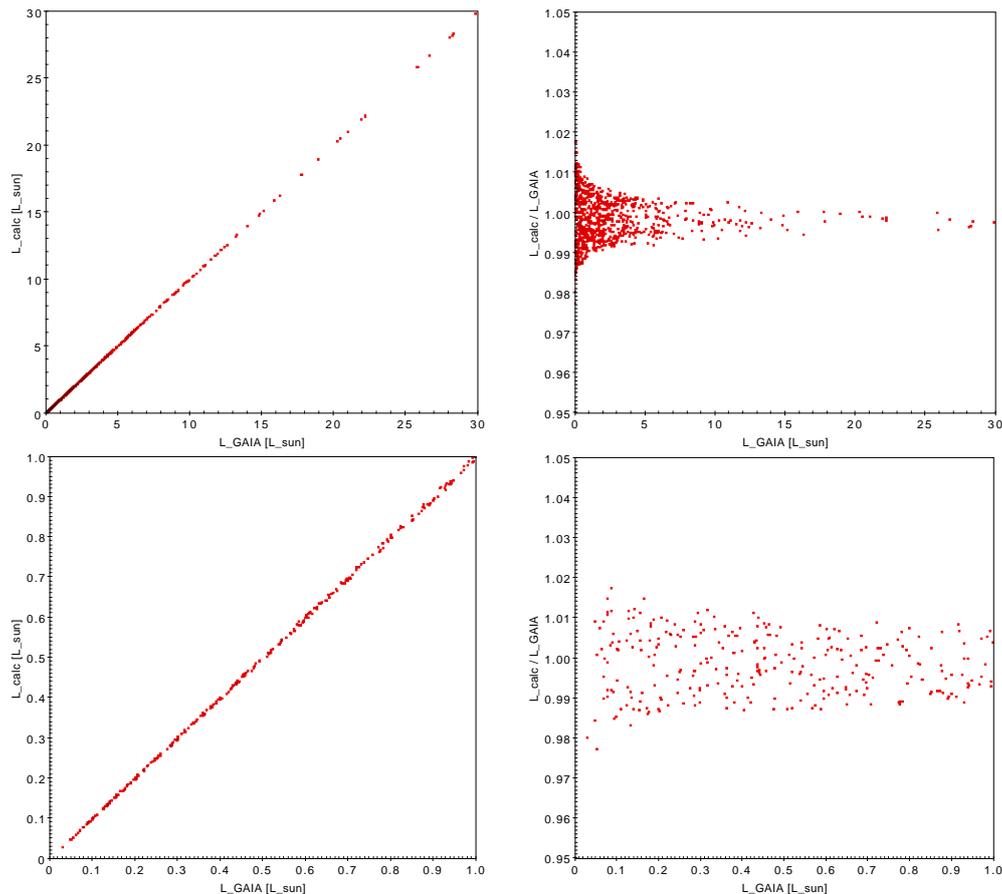


Figura 4.2: A sinistra: confronto tra la luminosità stellare riportata nel catalogo GAIA DR 2 e quella derivata dalla relazione 4.1 a partire dalla T_{eff} e R_{star} riportati nello stesso catalogo. A destra: i residui del rapporto tra le due luminosità sono dovuti al troncamento numerico a 2 decimali del valore riportato in archivio.

In alto viene mostrato il grafico comprendente tutte le stelle osservate da TESS, mentre in basso si osserva solo la regione con stelle di tipo M-K-G.

	N° di sorgenti
Totale (esclusi sistemi stellari)	1 692 919 135
Astrometria a 5 parametri (posizione, parallasse, moto proprio)	1 331 909 727
Astrometria a 2 parametri (solo la posizione)	361 009 408
G-band (330–1050 nm)	1 692 919 135
G_{BP} -band (330–680 nm)	1 381 964 755
G_{RP} -band (630–1050 nm)	1 383 551 713
Temperatura efficace	161 497 595
Estinzione	87 733 672
Eccesso di colore	87 733 672
Raggio	76 956 778
Luminosità	76 956 778

Tabella 4.1: Dati relativi alla missione GAIA DR2: numero di sorgenti con un valore valido per un insieme di parametri di interesse. I dati sono stati ottenuti dal sito <https://www.cosmos.esa.int/web/gaia/dr2>.

4.1.2 Diagrammi colore-magnitudine

Per verificare che le stelle “late K” ed M osservate da TESS siano stelle evolute o di sequenza è stato realizzato un diagramma colore-magnitudine di tipo “assoluto”.

A partire dalla magnitudine apparente e dalla parallasse è stata ottenuta la stima della magnitudine assoluta ($Gmag$) secondo le relazioni:

$$M_g = m_g + 5 - 5 \times \log_{10}(r) \quad (4.2)$$

dove M_g è la magnitudine assoluta e m_g la magnitudine apparente. La distanza r dal target è stata ricavata dalla parallasse (in milli-secondi d’arco) secondo la relazione $r = 1000/parallax^2$; in un secondo momento, i dati sono stati corretti per estinzione A_g ed eccesso di colore $E(G_{BP}-G_{RP})$, secondo la relazione:

$$M_g = m_g + 5 - 5 \times \log_{10}(r) - A_g \quad (4.3)$$

$$G_{BP}mag - G_{RP}mag = (bp - rp) - E(G_{BP} - G_{RP}) \quad (4.4)$$

Nello studio relativo ai tipi stellari ed alla loro evoluzione un grande aiuto è stato fornito dal diagramma colore-magnitudine, versione osservativa del cosiddetto “diagramma Hertzsprung-Russell”. Il diagramma esprime la magnitudine assoluta delle stelle in funzione del loro colore, inteso come tracciante della temperatura.

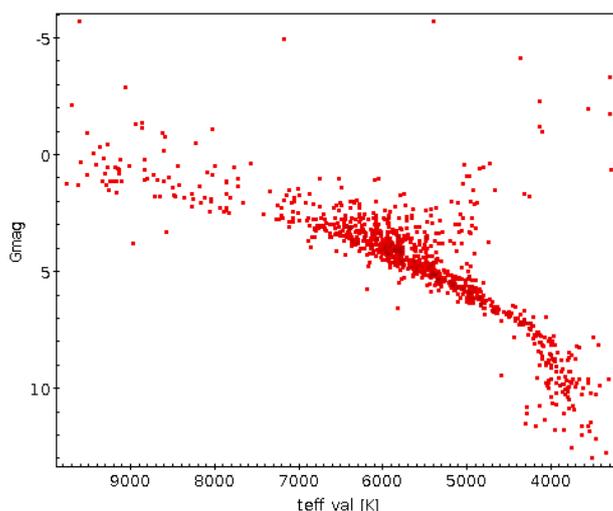


Figura 4.3: Diagramma colore-magnitudine per lo studio dell’evoluzione stellare. Dal grafico si può osservare la sequenza principale, che taglia il diagramma dall’angolo in alto a sinistra, dove sono concentrate le stelle calde e luminose, all’angolo in basso a destra, dove sono presenti le stelle fredde e deboli. Le stelle giganti e supergiganti giacciono sopra la sequenza principale.

Come si osserva dal grafico 4.3 la maggioranza delle stelle giace in una fascia che va dall’angolo alto a sinistra (calde, intrinsecamente luminose) al basso a destra (fredde, intrinsecamente deboli), ed è nota come “sequenza principale”. Giganti e supergiganti giacciono sopra di essa, mentre le nane bianche al di sotto. Il diagramma 4.4 riporta i dati corretti per estinzione. Nei grafici 4.5 e 4.6 si evidenzia una buona correlazione tra le isocrone³ PARSEC (Bressan et al., 2012) (ottenute dal

²questa formula è a rigore corretta solo per errori relativi inferiori al 10%, condizione che per il nostro campione è sempre soddisfatta [Luri et al., 2018]

³Fissata la massa stellare iniziale e la composizione chimica è possibile costruire un modello evolutivo della stella (teorema di Voigr-Russel), che è in grado di determinare la luminosità e la temperatura efficace a ogni istante della vita della stella. Di conseguenza, una isocrona è una curva sul “diagramma Hertzsprung-Russell”, che rappresenta il luogo di una popolazione di stelle aventi la stessa età

database: <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>) applicate per confrontare il diagramma colore-magnitudine osservato con i diagrammi teorici ricavati dai modelli di evoluzione stellare. Nella figura 4.6 la dispersione presente per le stelle K ed M è dovuta alla mancanza dei valori relativi all'assorbimento (vedi figura 4.7) e in parte a incertezze nei modelli in presenza di fotosfere relativamente fredde e ricche di specie molecolari.

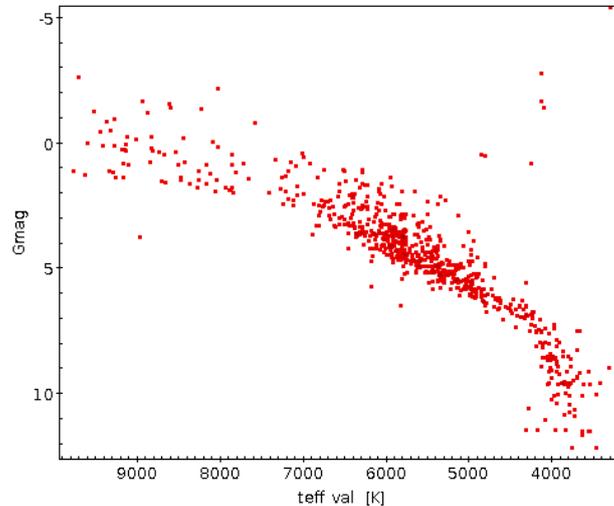


Figura 4.4: Diagramma colore-magnitudine per lo studio dell'evoluzione stellare con la correzione per l'estinzione. Dal grafico si può osservare la sequenza principale, che taglia il diagramma dall'angolo in alto a sinistra, dove sono concentrate le stelle calde e luminose, all'angolo in basso a destra, dove sono presenti le stelle fredde e deboli. Le stelle giganti e supergiganti giacciono sopra la sequenza principale.

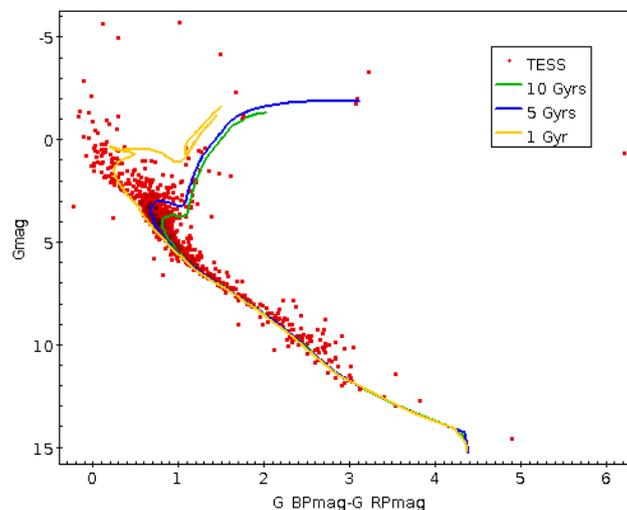


Figura 4.5: Diagramma colore-magnitudine. Nel grafico sono presenti le tre isocrone dai modelli PARSEC per stelle di metallicità solare relative ad 1 (linea gialla), 5 (linea blu) e 10 Gyrs (linea verde).

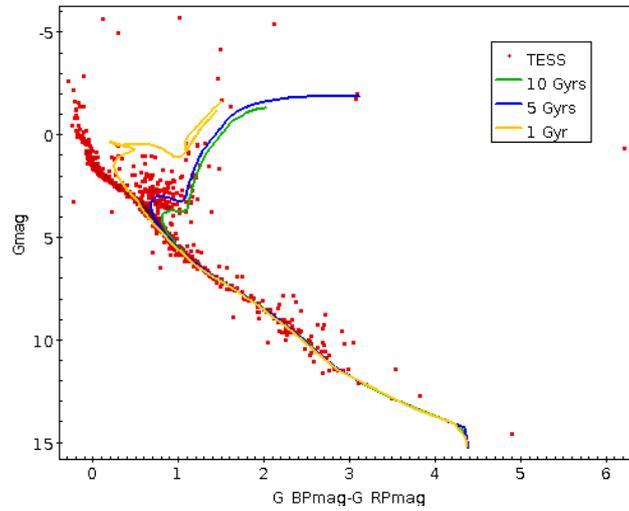


Figura 4.6: Diagramma colore-magnitudine con la correzione per l'assorbimento interstellare. Nel grafico sono presenti le tre isocrone dai modelli PARSEC per stelle di metallicità solare relative ad 1 (linea gialla), 5 (linea blu) e 10 Gyrs (linea verde).

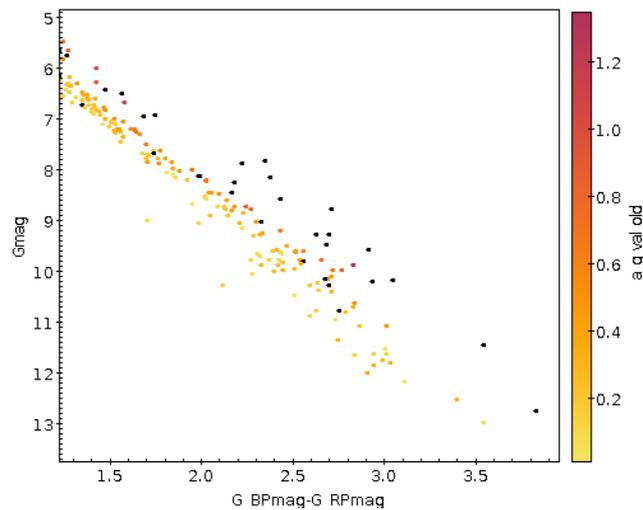


Figura 4.7: Diagramma colore-magnitudine per le stelle di tipo spettrale M-K codificate su una scala di colore in funzione dell'assorbimento interstellare A_g , riportato da GAIA DR2. Le stelle evidenziate in nero non presentano un valore dell'assorbimento nel catalogo.

4.1.3 Il problema della luminosità

Dalla figura 4.8 è possibile evidenziare come una considerevole parte (260 su 1042) delle stelle osservate da GAIA non ha informazioni relative al raggio e, di conseguenza, sulla luminosità della stella. Per questo motivo sono stati utilizzati tre diversi approcci per recuperare una stima della luminosità stellare in questi casi.

Il primo metodo prevede l'utilizzo dei raggi stellari e delle temperature efficaci, riportati nei cataloghi stellari TIC (TESS INPUT CATALOG, [Stassun et al., 2018](#)) attraverso la relazione 4.1. Di seguito viene mostrato un confronto tra la luminosità fornita da GAIA e quella ottenuta utilizzando i valori riportati nel TIC (grafico 4.9).

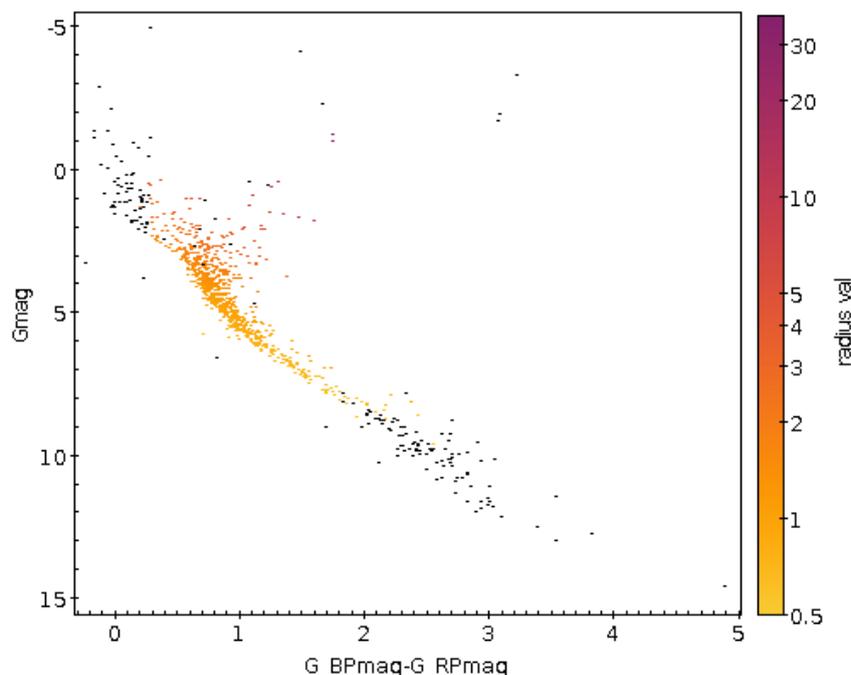


Figura 4.8: Diagramma colore-magnitudine per le stelle osservate da TESS e confrontate con i dati di GAIA. Le 782 stelle evidenziate secondo la scala cromatica presentano i dati relativi al raggio della stella e, di conseguenza, la luminosità, a differenza delle 260 stelle in nero a cui manca questa informazione.

Dal confronto si evince come una considerevole parte dei dati forniti da TESS sia stata presa dal catalogo di GAIA, data la stretta correlazione tra i due parametri. Inoltre, i grafici relativi ai residui mostrano una considerevole dispersione per valori inferiori ad $1 L_{\odot}$, corrispondente ai tipi spettrali G-K-M. La dispersione è tale da non rendere consigliabile l'utilizzo di questi valori per i nostri calcoli.

Il secondo metodo, applicabile esclusivamente sulle stelle M, prevede la stima iniziale della temperatura efficace della stella a partire dalla magnitudine assoluta e, successivamente, attraverso la relazione 4.5 il calcolo della luminosità stellare. Di seguito vengono riportate le relazioni ottenute da [Rabus et al., 2019](#):

$$T_{eff} = 10171.7(\pm 1449.6) - 1493.4(\pm 410.8) \times M(g) + 114.1(\pm 38.3) \times M(g)^2 - 3.2(\pm 1.2) \times M(g)^3 \quad (4.5)$$

$$\log L = -6.710(\pm 0.179) + 8.318(\pm 0.290) * \frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}} \quad (4.6)$$

I grafici 4.2 mostrano l'andamento del confronto delle luminosità per valori compresi tra 0 e $0.15 L_{\odot}$. A differenza del primo metodo la correlazione tra questi due

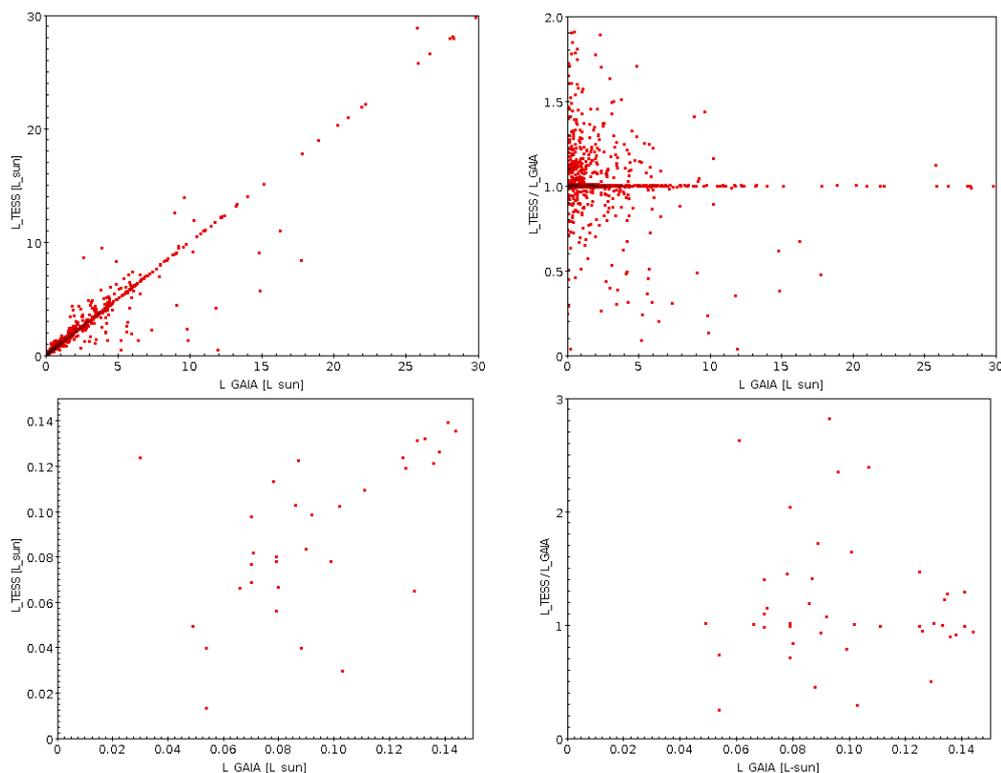


Figura 4.9: A sinistra: confronto tra la luminosità ottenuta dai dati di GAIA e quella derivata da TESS attraverso la relazione 4.1. A destra: i residui del rapporto tra le due luminosità mostrano un massimo del discostamento tra le due luminosità per piccoli valori di L_{GAIA} . In alto viene mostrato il grafico comprendente tutte le stelle osservate da TESS, mentre in basso si osserva solo l'intervallo di luminosità corrispondente alle stelle di tipo M.

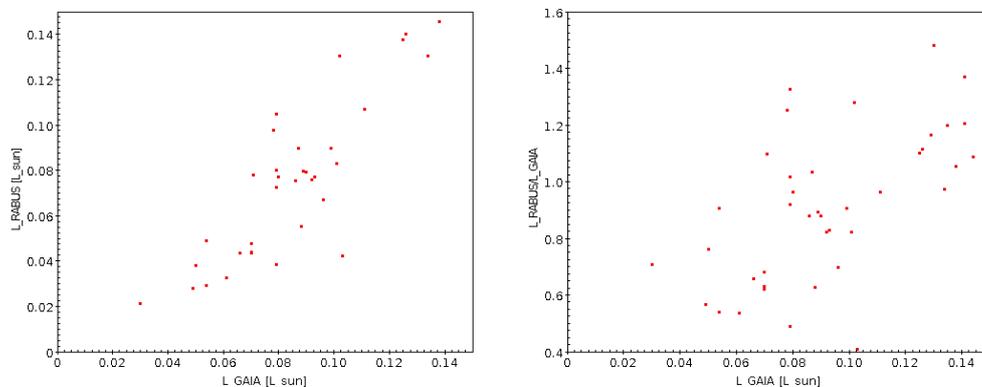


Figura 4.10: A sinistra: confronto tra la luminosità ottenuta dai dati di GAIA e quella derivata attraverso la relazione di Rabus et al., 2019, che si applica esclusivamente alle stelle M e prevede la stima iniziale della temperatura efficace della stella e, successivamente, il calcolo della luminosità stellare. A destra: i residui del rapporto tra le due luminosità mostrano un massimo del discostamento tra le due luminosità per piccoli valori di L_{GAIA} . In alto viene mostrato il grafico comprendente tutte le stelle osservate da TESS, mentre in basso si osserva solo l'intervallo di luminosità corrispondente alle stelle di tipo M.

parametri è più stretta, in particolare il coefficiente di correlazione si assesta su un valore pari a 0.9156 (vedi tabella 4.3).

Il terzo approccio prevede l'applicazione della correzione bolometrica, una correzione che viene calcolata tramite una relazione polinomiale che tiene conto del colore ($G_{BP}-G_{RP}$) della stella in esame e che viene applicata alla magnitudine assoluta, nella banda di GAIA (M_g), per convertirla nella magnitudine bolometrica M_{bol} . Nell'articolo proposto da Mann et al., 2015, partendo dal colore della stella viene

a	b	c	d	e
0.7384	-0.7398	0.0134	0	0

Tabella 4.2: Coefficienti bolometrici utilizzati la correzione bolometrica con la formula 4.7. I dati sono stati ottenuti dall'articolo di [Mann et al., 2015](#).

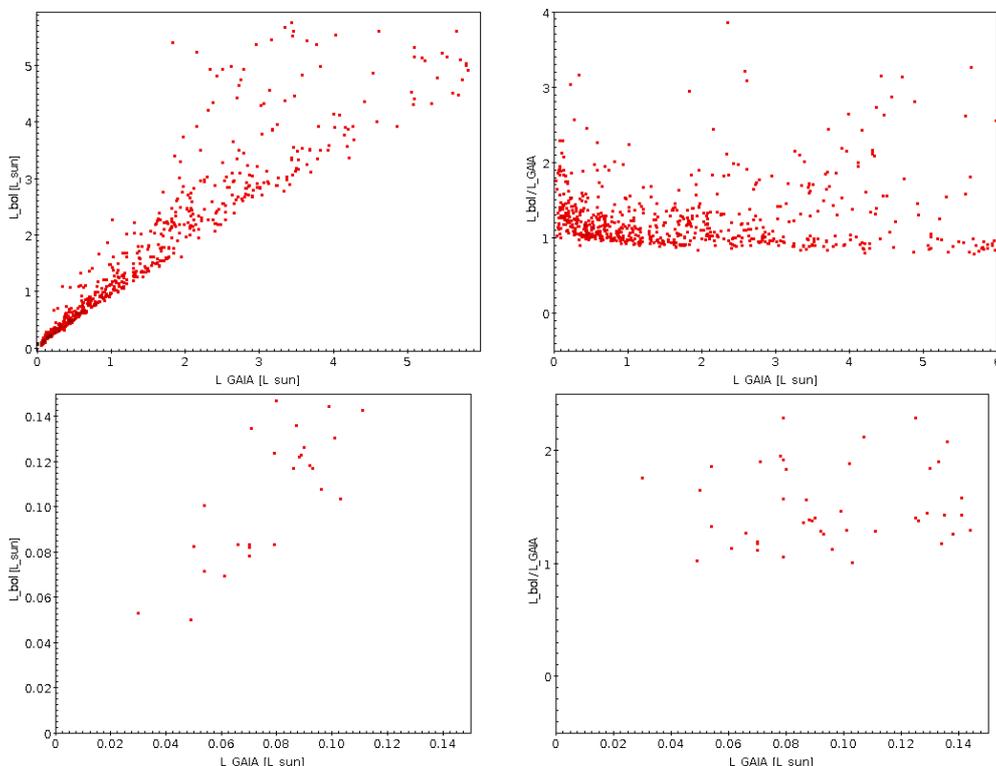


Figura 4.11: A sinistra: confronto tra la luminosità ottenuta dai dati di GAIA e quella bolometrica attraverso la relazione 4.9. A destra: i residui del rapporto tra le due luminosità mostrano una buona correlazione tra le due misure. In alto viene mostrato il grafico delle stelle comprese tra 0 e 6 luminosità solari, mentre in basso si osserva solo l'intervallo di luminosità corrispondente alle stelle di tipo M.

determinato attraverso modelli stellari il coefficiente bolometrico (BC), secondo la relazione di tipo polinomiale:

$$BC(M_g) = a + b \times (G_{BP} - G_{RP}) + c \times (G_{BP} - G_{RP})^2 + d \times (G_{BP} - G_{RP})^3 + e \times [Fe/H] \quad (4.7)$$

dove i coefficienti a , b , c , d , e sono riportati in tabella 4.2. In secondo luogo è stata ottenuta la magnitudine bolometrica M_{bol} e, quindi, la luminosità L_{bol} attraverso le relazioni:

$$M_{bol} = BC + M_g \quad (4.8)$$

$$M_{bol} - M_{bol\odot} = -2.5 * \log(L/L_{\odot}) \quad (4.9)$$

dove per la magnitudine bolometrica del sole $M_{bol\odot}$ si è assunto un valore di 4.74 mag. Di seguito, in figura 4.11, vengono riportati i confronti tra la luminosità fornita da GAIA con quella bolometrica. Il grafico a sinistra mostra una stretta correlazione tra i due modelli di luminosità, dove la dispersione dei valori è dovuta agli elevati valori dell'estinzione (vedi 4.12). Il valore del coefficiente di correlazione pari a 0,8629 conferma la bontà della relazione tra le due luminosità.

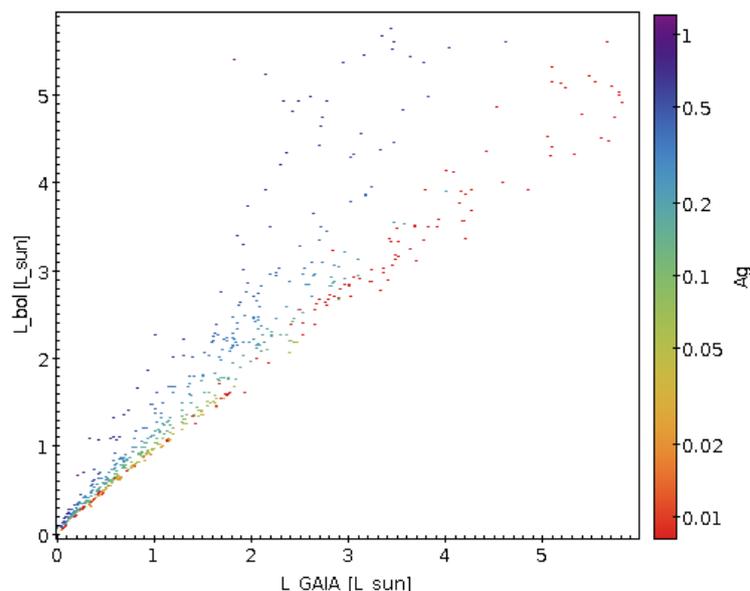


Figura 4.12: Diagramma di confronto tra le luminosità stellari tabulate nel catalogo TESS e quelle presenti in GAIA DR 2. Le 782 stelle evidenziate presentano i dati relativi al raggio della stella e, di conseguenza, la luminosità, a differenza delle 260 stelle in nero a cui manca questa informazione.

Nella tabella 4.3 viene mostrato il risultato del confronto tra la luminosità fornita da GAIA e quella ottenuta utilizzando i tre diversi approcci; in particolare, si evidenzia come la luminosità calcolata tramite le relazioni definite da [Rabus et al., 2019](#) sia quella che correla meglio con quella fornita dal catalogo GAIA DR2. Di conseguenza nei capitoli successivi è stata utilizzato questo modello per il flusso stellare efficace S_{eff} dei pianeti all'interno del grafico relativo alla zona di abitabilità intorno alle stelle di tipo M, mentre nel caso di stelle G e K è stata presa in considerazione la luminosità bolometrica stimata con le correzioni di [Mann et al., 2015](#).

funzione	coefficiente angolare	correlazione
TIC	0.8307	0.7057
Rabus et al., 2019	1.3336	0.9156
Mann et al., 2015	1.0172	0.8629

Tabella 4.3: Risultati del confronto tra la luminosità fornita da GAIA DR2 ed i valori ottenuti utilizzando (a) i dati del catalogo TIC relativi al raggio della stella e la temperatura efficace, (b) le espressioni dettate da [Rabus et al., 2019](#) e (c) la luminosità bolometrica, calcolata utilizzando i coefficienti stimati da [Mann et al., 2015](#). I dati sono relativi alla regione compresa tra 0 - 0.2 luminosità solari, corrispondente alle stelle con classe spettrale compresa tra M9 V e K5 V. I risultati mostrano come il modello di [Rabus et al., 2019](#) abbia un coefficiente di correlazione lineare pari a 0.9156 molto vicino al valore ideale di 1.

4.2 Grafici relativi alla zona di abitabilità

I calcoli relativi alla zona di abitabilità presentati nel capitolo 1 si possono applicare nei confronti dei candidati esopianeti scoperti da TESS ed elencati nel catalogo TOI, oltre alle relative curve di luce ed un insieme di parametri di interesse.

Grazie alle informazioni relative al periodo (dal catalogo TOI) ed alla luminosità (calcolata tramite le relazioni di [Rabus et al., 2019](#)) è stato, quindi, possibile utilizzare la terza legge di Keplero per ottenere la distanza del pianeta dalla stella ospite

secondo la relazione:

$$d^3 = \frac{P^2 \times G \times M_{star}}{4 \times \pi^2} \quad (4.10)$$

dove d è la distanza della stella in metri, P il periodo in secondi, G la costante gravitazionale universale ($G = 6.674 \times 10^{-11} \text{ m}^3 \text{ kg}^{-1} \text{ s}^{-2}$) ed M_{star} la massa della stella in chilogrammi. Successivamente, utilizzando la relazione:

$$d = \sqrt{\frac{L/L_{\odot}}{S_{eff}}} \quad (4.11)$$

è stato possibile ottenere il grafico relativo al flusso stellare efficace (S_{eff}) in funzione della temperatura efficace (T_{eff}) della stella.

Nel grafico 4.13 viene illustrata la distribuzione dei pianeti scoperti da TESS in funzione del flusso stellare efficace. Le linee verticali rappresentano i limiti della HZ ottenuti grazie ai modelli climatici unidimensionali, riportati da [Kopparapu et al., 2013](#). Sia nel caso dei limiti interni che esterni sono stati utilizzati i modelli empirici, che si basano sulle osservazioni radar compiute su Venere e su Marte, ed i modelli teorici (il “moist greenhouse limit” il “runaway greenhouse limit” ed il “CO₂ maximum greenhouse limit”) discussi nei capitoli 1.3.

Nel grafico, i raggi dei pianeti (R_p) misurati da TESS sono normalizzati al raggio terrestre attraverso la relazione di proporzionalità $R_p^{0.5} \times 10$.

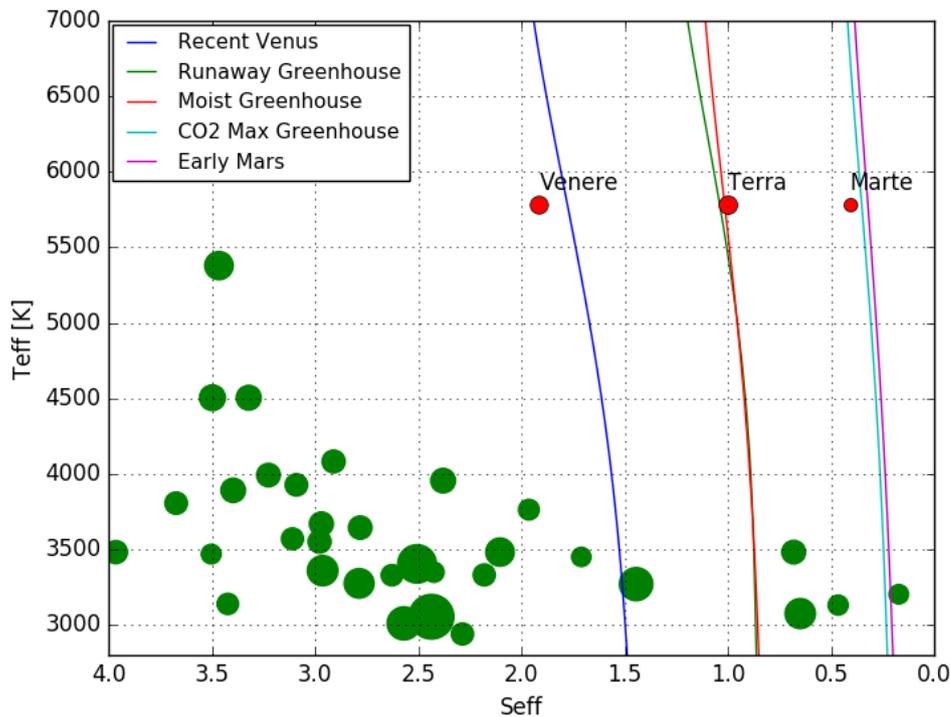


Figura 4.13: Limiti della zona abitabile in funzione della temperatura efficace T_{eff} per il modello climatico unidimensionale 1D. Linea viola: limite esterno empirico (“early Mars”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea azzurra: limite esterno teorico (“CO₂ maximum greenhouse limit”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno teorico (“moist greenhouse” ([Kopparapu et al., 2013](#)); linea verde: limite interno teorico (“runaway greenhouse” ([Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno empirico (“recent Venus” ([Kopparapu et al., 2013](#))). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso) e i candidati esopianeti riportati nel catalogo TOI (in verde).

Dai grafici 4.13 e 4.14 si evince come la Terra risulti pericolosamente vicina al “moist greenhouse limit” ($S_{eff} = 1.015$). [Kopparapu et al., 2013](#) sottolineano come questa

Name	RA	DEC	R_p (R_{\oplus})	S_{eff}	T_{eff} (K)
LHS 1140 b	00h 44min 59.31s	-15° 16' 16.66"	1.369367 ± 0.100452	0.46497	3 837.00
TOI 715 b	07h 35min 24.55s	-73° 34' 38.68"	7.07 ± 2.52	0.649	3 075.00
TOI 700 c	06h 28min 22.98s	-65° 34' 43.09"	2.68535 ± 4.54048	0.6803	3 482.00
TOI 176 b	07h 40min 00.81s	-72° 12' 27.87"	10.42 ± 7.73	1.44	3 976.66
TOI 793 b	07h 08min 32.15s	-68° 22' 07.61"	5.464228 ± 0.813074	1.57386	$5 379 \pm 185$

apparente instabilità sia causata dal fatto che non viene considerato un aumento dell'albedo terrestre causato dal vapor acqueo. Inoltre, i calcoli assumono una troposfera totalmente satura che massimizza l'effetto serra; in particolare, nei modelli sviluppati da [Kopparapu et al., 2013](#) il “moist greenhouse” agisce per una temperatura superficiale di 340 K, quando sulla Terra la temperatura media superficiale è di 288 K. Tuttavia, anche un incremento di 5 - 10 K della temperatura attuale provocherebbe effetti devastanti sulle condizioni di abitabilità terrestri; il che dimostra che un pianeta è in grado diventare inabitabile anche prima di raggiungere il suddetto limite.

Un'ulteriore incertezza potenziale sulla abitabilità di questi pianeti è dovuta al fatto che una notevole parte di essi si trovi all'interno del “tidal lock radius”. Questo implica che siano bloccati gravitazionalmente con la loro stella ospite in un'orbita con rotazione sincrona e che, quindi, mostrino sempre lo stesso emisfero alla stella ospite. I modelli climatici 3D sviluppati da [Yang et al., 2014](#) e [Kopparapu et al., 2017](#) evidenziano come per una lenta rotazione del pianeta, l'albedo planetario aumenta in modo monotono con il flusso stellare, stabilizzando il clima planetario (vedi sezione 1.4.2). Contrariamente, una rotazione veloce porterebbe ad una diminuzione dell'albedo del pianeta. Come risultato di ciò il pianeta entrerebbe più velocemente nello stato di “runaway greenhouse”.

[Yang et al., 2014](#) sottolineano l'importanza dello sviluppo dei modelli tridimensionali, ponendo l'attenzione su come numerosi esopianeti, scoperti prima dello sviluppo dei modelli tridimensionali, fossero considerati inabitabili a causa del loro lento periodo di rotazione. Un esempio emblematico sull'importanza della rotazione del pianeta sulla abitabilità è dato dalle simulazioni compiute da [Yang et al., 2014](#) su Venere. I risultati mostrano come un pianeta con l'atmosfera simile a quella terrestre, alla distanza di Venere dal Sole e con l'attuale rotazione (lenta) di Venere sarebbe abitabile. Di conseguenza, il fatto che Venere sia passato attraverso lo stato di “runaway greenhouse”, suggerisce come la sua rotazione, durante le fasi di vita iniziali, fosse superiore.

Un importante risultato ottenuto dalle figure 4.13 e 4.14 è la presenza di pianeti che cadono all'interno dei limiti di abitabilità tridimensionali, elencati in tabella ?? assieme alle proprietà più salienti. Attualmente sono cinque gli esopianeti che si trovano in questa regione, LHS 1140 b ([Ment et al., 2019](#)), TOI 715 b, TOI 700 c, TOI 176 b e TOI 793 b. Tuttavia, Come si evince dalle figure, quest'ultimo pianeta non risulta all'interno dei limiti di abitabilità. Il motivo è dovuto ai limiti del modello formulato da [Rabus et al., 2019](#) ed impiegato per il calcolo della luminosità teorica. Utilizzando le formule bolometriche, elaborate da [Mann et al., 2015](#), si osserva dal confronto 4.15 come il pianeta risulti all'interno dei limiti di abitabilità nei modelli 3D.

Una più completa analisi di questi cinque candidati pianeti è riportata nel capitolo successivo.

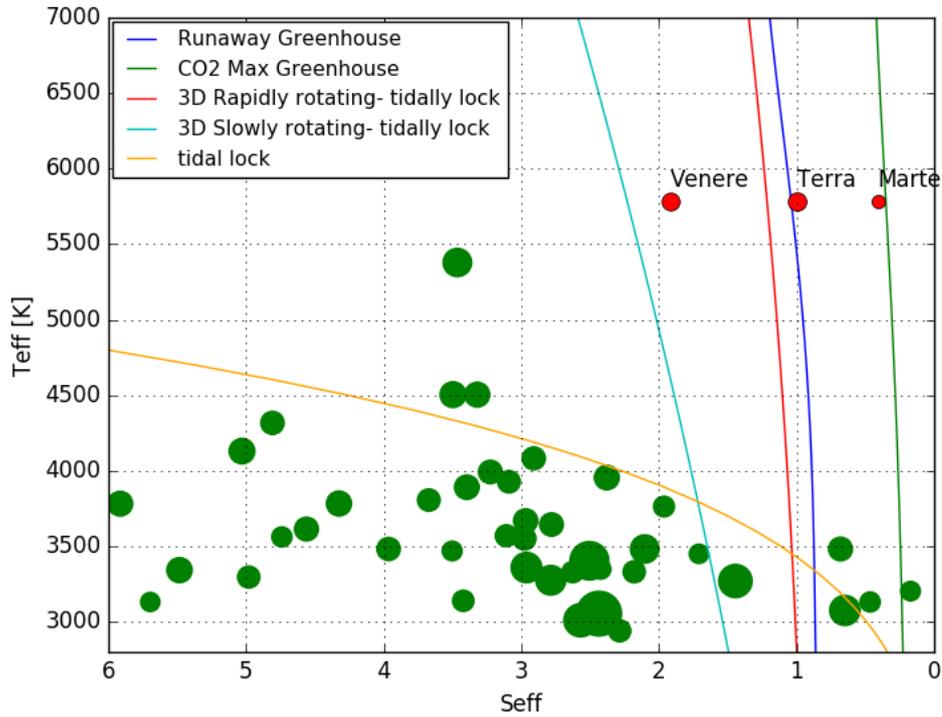


Figura 4.14: Limiti della zona abitabile in funzione della temperatura efficace T_{eff} e del “planetary rotation rate” per il modello climatico 1D e 3D. Linea verde: limite esterno 1D (“maximum greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno 1D (“runaway greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno 3D per pianeti “rapidly rotating” (con periodo rotazionale di 1 giorno; [Yang et al., 2014](#)); linea azzurra: limite interno 3D per pianeti “slowly rotating” (con un periodo rotazionale di 128 giorni intorno a stelle G ed F, bloccati marealmente con un’orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K; [Yang et al., 2014](#)); linea arancione: “tidal locking radius” ([Kasting et al., 1993](#)). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso) e i candidati esopianeti riportati nel catalogo TOI (in verde).

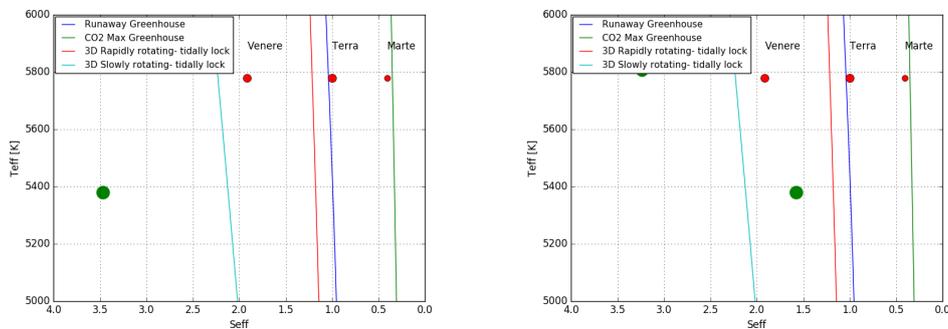


Figura 4.15: Limiti della zona abitabile in funzione della temperatura efficace T_{eff} e del “planetary rotation rate” per il modello climatico 1D e 3D. A sinistra: la luminosità utilizzata è stata stimata dalle relazioni ottenute da [Rabus et al., 2019](#). A destra: la luminosità utilizzata è stata stimata dalle relazioni ottenute da [Mann et al., 2015](#).

Capitolo 5

Risultati

In questo capitolo vengono illustrati i metodi di validazione delle curve di luce relative ai candidati pianeti che si trovano all'interno della zona di abitabilità e che sono stati identificati nel capitolo precedente: TOI 256 b (LHS 1140 b), TOI 700 c, TOI 176 b, TOI 715 b e TOI 793 b. Quest'operazione permette di identificare eventuali fasi positivi, causati da un errore strumentale da parte del satellite, dalla contaminazione da parte di una binaria ad eclissi, oppure da un altro segnale estraneo di origine astrofisica. Successivamente, viene mostrata la posizione dei pianeti in un diagramma in funzione del flusso stellare efficace e della temperatura stellare, per sviluppare una discussione relativa alla potenziale abitabilità del pianeta, oltre a verificare se il pianeta si trovi o meno bloccato in una rotazione sincrona dall'azione mareale della stella ospite. Per verificare se il pianeta sia roccioso o gassoso vengono esposti in una tabella i parametri planetari, relativi alla massa, al raggio ed alla densità (ottenuti grazie ai cataloghi TOI, GAIA DR2 ed ExoFOP-TESS).

Nella sezione 5.7 vengono esaminate le curve di luce dei 6 candidati ottenute dalle osservazioni di TESS per confermare che l'evento sia dovuto ad un transito planetario; successivamente, vengono discusse le proprietà del pianeta e i valori del flusso stellare efficace.

Infine, nella sezione 5.8 viene presentata una lista (aggiornata al 28-08-2019) relativa ai pianeti confermati ottenuta dal sito "Exoplanet Archive". In questo caso viene mostrata la distribuzione in funzione del flusso stellare efficace dei 3 sistemi più interessanti: TOI 270 b-c-d, L 98-59 b-c-d e GJ 143 b.

Il capitolo si conclude con la ricapitolazione dei dati ottenuti e le prospettive future per la caratterizzazione delle atmosfere di questi pianeti.

5.1 Analisi dei pianeti potenzialmente abitabili

All'interno della "TESS pipeline", le stelle identificate con almeno tre eventi di transito ("Threshold Crossing Event", TCE) con un periodo consistente ed un sufficiente rapporto segnale-rumore seguono un processo di validazione ("Data Validation Summary", DVS). Durante quest'operazione, i parametri di interesse vengono calcolati e graficati per ciascun TCE per determinare se si tratta di un segnale artificiale da parte del satellite, di una binaria ad eclissi, di un altro segnale astrofisico oppure di un candidato pianeta. Nella figura 5.1 viene riportato il DVS reperibile al sito <https://tev.mit.edu/toi/>. Su di esso vengono riassunte le informazioni principali a disposizione per una prima verifica del candidato pianeta. Di seguito vengono illustrati e descritti i parametri esaminati all'interno della pagina. Le lettere rosse sono state aggiunte alla figura per guidare la descrizione dell'intero documento.

Nella parte superiore della figura vengono inseriti: il numero di catalogo della stella che mostra il segnale di transito (“TESS Input Catalog”, TIC), il numero di catalogo del candidato pianeta (TOI) ed il suo periodo orbitale. Immediatamente al di sotto, viene indicata la magnitudine in banda TESS della stella, il suo raggio (in raggi solari), la sua temperatura efficace (T_{eff}), la sua gravità superficiale ($\log g$), la sua metallicità ($[\text{Fe}/\text{H}]$) e la densità media stellare (ricavata dal raggio e dalla gravità superficiale). Nel resto della pagina vengono presentate e spiegate le diverse sezioni (indicate dalle lettere A-H) con i relativi grafici utilizzati per la verifica della TCE.

5.1.1 Sezione A

Il grafico A mostra l’intera curva di luce del candidato in questione, con il flusso in unità arbitrarie sull’asse verticale e la “Barycentric Julian Date” (BJD) sull’asse orizzontale. La curva di luce è stata corretta utilizzando un filtro di tipo passa-alto, per rimuovere i segnali a bassa frequenza e con essi la maggior parte degli errori sistematici e degli effetti dell’attività stellare. L’inizio di ogni settore di TESS è indicato con una linea rossa verticale tratteggiata e in alto viene riportato il suo numero identificativo.

Il grafico aiuta ad identificare gli errori sistematici presenti all’interno di ogni settore che possono influenzare il TCE. Nelle regioni prive di misure il satellite cambia il suo orientamento per inviare i dati a Terra, oppure la serie temporale è stata interrotta per problemi tecnici del satellite. In entrambi i casi, i dati immediatamente successivi ad una interruzione possono mostrare errori sistematici dovuti all’assestamento tecnico.

5.1.2 Sezione B

Nel grafico B viene evidenziata la curva di luce messa in fase rispetto al periodo del segnale TCE in questione. L’epoca del transito primario è indicata da un triangolo verde (rivolto verso l’alto) posto nella parte bassa del grafico alla fase 0.0. La posizione dell’eclissi secondaria (a 0.5) è indicata da un triangolo verde (rivolto verso il basso). La posizione degli altri TCE rilevati per la stessa stella sono indicati dai triangoli di colore blu. I punti azzurri indicano il valor medio dei dati su intervalli di lunghezza fissata. Un fit del modello di transito è applicato ai dati nella sezione E ed il modello risultante è mostrato nel grafico attraverso la linea solida in rosso.

Il grafico aiuta a capire se il modello di transito può approssimare adeguatamente il segnale del TCE. Nella figura B, la linea di riferimento fuori dal transito può risultare piatta.

5.1.3 Sezione C

Il grafico C mostra la curva di luce in corrispondenza della fase orbitale a 0.5, ovvero del punto dove si dovrebbe osservare l’eclissi secondaria per il TCE sotto investigazione. Nel caso di un segnale planetario genuino, infatti, non ci si aspetta di osservare una eclissi secondaria (se non nel caso estremo di pianeti gioviani molto irradiati), mentre è invece un’evidenza molto comune nel caso in cui il segnale sia dovuto alla contaminazione da parte di una binaria ad eclissi. A questo punto si applica un test diagnostico, il “Weak Secondary Test”. Inizialmente, il segnale del transito primario viene rimosso ed il filtro viene riapplicato alla curva di luce. A questo punto l’algoritmo, noto come “Transiting Planet Search” (TPS), viene applicato sui dati risultanti per la stessa durata del TCE primario. Infine, l’andamento temporale risultante dal singolo evento è modellata con lo stesso periodo del TCE

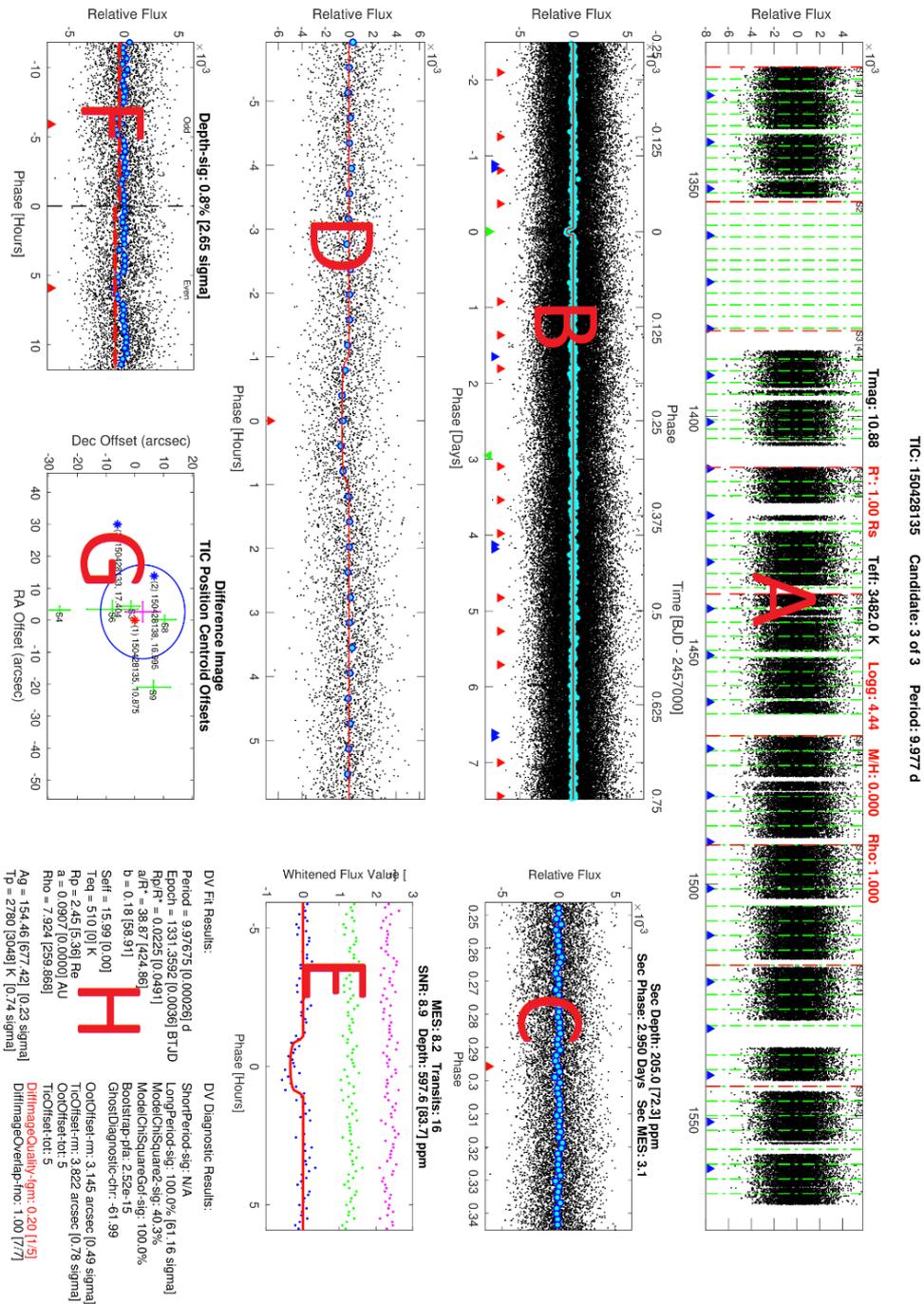


Figura 5.1: Riassunto del processo di validazione (“Data Validation Summary”, DVS) degli eventi TCE per determinare se si tratta di un errore sistematico da parte del satellite, dalla contaminazione da parte di una binaria ad eclissi, oppure di un altro segnale estraneo di origine astrofisica. Nell’immagine vengono riassunte le informazioni principali per una prima verifica del candidato pianeta. Le lettere rosse sono state aggiunte alla figura per guidare la descrizione dell’intero documento.

primario. Questo produce il valore relativo al “Multiple Event Statistic” (MES), una soglia di significatività statistica. I dati raw sono rappresentati dai punti neri, mentre i punti in azzurro rappresentano il valor medio dei dati su intervalli fissati. Se il MES è superiore a 7.1 allora viene evidenziato in rosso per indicare che l’eclissi secondaria del pianeta è statisticamente rilevante.

Questo grafico aiuta a verificare la significatività dell’eclisse secondaria del pianeta. In base alla profondità del transito, al periodo del pianeta e alle sue altre proprietà si può verificare se il segnale del candidato pianeta è non sia in realtà dovuto alla contaminazione da parte di una binaria ad eclissi. Dai dati ottenuti dalla missione Kepler si è osservato come le eclissi secondarie, su pianeti confermati, siano prodotte dai pianeti caldi gioviani.

5.1.4 Sezione D

Il grafico D mostra la curva di luce del TCE, nell’intervallo ridotto al solo transito primario. L’asse orizzontale è espresso in ore ed i punti in azzurro rappresentano i valori medi dei dati originali calcolati su intervalli temporali prefissati. Come spiegato nella sezione B, viene applicato un modello di transito (linea solida in rosso) per interpolare i dati.

Nel caso in cui il TCE fosse un candidato pianeta, il modello di transito dovrebbe approssimare accuratamente la curva di luce. Il transito primario dovrebbe essere simmetrico intorno alla fase 0,0. Una eventuale asimmetria indicherebbe che il TCE potrebbe essere il risultato di un errore sistematico da parte del satellite oppure di altri fenomeni astrofisici.

5.1.5 Sezione E

Il grafico E mostra la fase di transito della la curva di luce per il TCE con il filtro applicato per rimuovere ogni rumore correlato (e.g. la variabilità stellare ed i rimanenti errori sistematici). Nell’asse y sono presenti i valori del flusso stellare (in blu il valor medio), approssimati dal modello di transito (linea solida in rosso). I residui del fit del modello di transito sui dati sono rappresentati dai punti verdi (sono messi in offset con il flusso per chiarezza), mentre i punti in magenta sono centrati intorno alla fase 0.5 (anch’essa in offset per chiarezza). L’eclisse secondaria potrebbe avvenire ovunque nel caso di una orbita non circolare (vedi capitolo C). Sopra il grafico sono presenti i valori relativi al MES, il numero totale di transiti che sono stati approssimati dal modello di transito, il rapporto segnale-rumore del modello di fit, il valore del chi quadro ridotto, ovvero diviso per DoF che è il numero di gradi di libertà (“Degrees of Freedom”) nel fit e la profondità del transito in parti per milione (ppm), con l’errore associato tra parentesi quadre.

Questo grafico confronta il transito primario e il modello di fit per determinare se gli errori sistematici sono provocati dall’applicazione del filtro. Non è inusuale vedere un incremento nel flusso sia nell’intervallo di dati che nel modello di transito, immediatamente prima e dopo il transito, a causa del filtro. Il modello di transito per un buon candidato pianeta dovrebbe approssimare perfettamente i dati. Inoltre, un buon approssimazione da parte del modello dovrebbe riportare un chi quadro ridotto vicino a 1.0. Sebbene il rapporto segnale rumore dovrebbe essere simile al MES, in genere risulta essere maggiore del MES a causa dell’approssimazione dell’intero modello di transito. Un alto valore del MES e del SNR indica un migliore osservazione del transito planetario.

5.1.6 Sezione F

Il grafico F mostra la fase di transito della curva di luce separatamente per i transiti pari e dispari. I dati sono indicati dai punti in azzurro. A sinistra sono mostrati solo i transiti dispari (il primo, il terzo, il quinto, ecc.), a differenza del lato destro dove sono presenti solo i transiti pari (il secondo, il quarto, il sesto, ecc.). Un modello di transito interpola indipendentemente il set di dati a destra e sinistra, per determinare la profondità di ciascun set. La linea continua in rosso (orizzontale) indica la profondità di tutti i dati interpolati insieme, mentre le linee tratteggiate l'incertezza nella misura. Sopra il grafico viene indicata la differenza in profondità tra i transiti pari e dispari, in termini di percentile e sigma intesa come significatività statistica.

Il grafico espone una differenza ulteriore tra i transiti in termini di profondità. Se il TCE è un candidato pianeta, non dovrebbe presentare una differenza significativa a livello statistico tra la profondità nei due casi. Contrariamente, una differenza potrebbe indicare la presenza di oggetto come una binaria ad eclisse, con una eclisse secondaria alla fase 0.5 sensibilmente meno profonda della primaria, e dove il periodo del TCE è metà di quello della binaria. Tuttavia, in alcuni rari casi una binaria ad eclissi potrebbe avere una profondità di transito simile, il che rende questo test non del tutto decisivo per verificare l'eventuale presenza di un falso positivo.

5.1.7 Sezione G

Il grafico G mostra la posizione del centro interpolato del profilo stellare l'ascensione retta (RA) sull'asse orizzontale e la declinazione (DEC) sull'asse verticale, entrambe espresse in secondi d'arco. Per ogni settore vengono calcolate due separate immagini mediando il livello dei pixels di tutte le immagini della serie, una utilizzando il valor medio dei dati solo durante la fase di transito, mentre l'altra solo i dati al di fuori di esso. La differenza tra queste due immagini viene utilizzata per produrre una "immagine sottratta". Quest'immagine riproduce la posizione della stella rispetto all'origine del segnale di transito evidenziando un eventuale offset. Per ciascun settore il TEC e le posizioni dei centroidi vengono mostrate in verde, con le bande di errore che rappresentano 1σ in RA e DEC. Gli asterischi nell'immagine indicano la posizione di stelle conosciute all'interno dell'apertura, con gli asterischi rossi che indicano la stella considerata target. Le coordinate sono scelte in modo tale che la stella target si trovi all'origine. Utilizzando i centroidi di tutti i settori viene calcolata una posizione media degli offset durante il transito (viene rappresentata dai punti in magenta con un errore di 1σ). Il cerchio blu rappresenta i limiti entro 3σ della differenza media tra la posizione della sorgente del transito e quella della stella target. Il valore numerico della significatività statistica dell'offset tra la sorgente del transito e la stella è riportato nella tabella di analisi nella sezione H.

Il grafico permette di verificare se la stella indicata può essere compatibile con la sorgente del transito del TCE oppure se il segnale va scartato in quanto associato ad una sorgente di sfondo. In generale, un significativo (superiore a 3σ) offset del centroide si osserva se l'asterisco rosso cade fuori dal cerchio blu. Tuttavia, la diagnostica può essere fuorviante: 1) se l'offset è inferiore a ~ 0.1 arcsec, allora in quel caso l'offset può essere dovuto ad errori sistematici sulle misurazioni, 2) se ci sono altre stelle nella apertura con una brillantezza uguale o superiore di quella della stella target, allora il calcolo degli offset può essere inaccurato. Infine, la diagnostica è efficace solo se il TCE è dovuto ad un transito od una eclissi sulla stella nell'apertura. Se il TCE è soggetto ad errori sistematici, come nel caso di settori affetti da deriva nel puntamento delle stelle da parte del satellite, calcolo del

centroide ne viene sensibilmente influenzata e questo metodo di misura dei centroidi diventa invalido.

5.1.8 Sezione H

La sezione H mostra una tabella relativa ai parametri approssimati ottenuti dall'interpolazione della curva di luce e dai test di validazione descritti nelle sezioni precedenti. La colonna a sinistra contiene i parametri di best-fit a partire dal modello del transito, assumendo che il TCE sia un pianeta genuino. La colonna di destra contiene vari parametri legati alla diagnostica di validazione.

I parametri nella colonna di sinistra sono:

- **Periodo**: il periodo orbitale del candidato pianeta in giorni. L'errore di misura è mostrato tra le parentesi quadre;
- **Epoca**: l'epoca relativa al transito primario in BTJD ("Barycentric-corrected TESS Julian Date"). L'errore di misura è mostrato tra le parentesi quadre;
- R_p/R_{star} : il rapporto tra il raggio planetario ed il raggio stellare. L'errore di misura è mostrato tra le parentesi quadre;
- a/R_{star} : il rapporto tra il semi-asse maggiore ed il raggio stellare. L'errore di misura è mostrato tra le parentesi quadre;
- b : il parametro d'impatto. Un valore $b = 0$ rappresenta un transito centrale, mentre per $b = 1$ il transito è radente. L'errore di misura è mostrato tra le parentesi quadre;
- T_{eq} : la temperatura di equilibrio della superficie planetaria in Kelvin;
- R_p : il raggio planetario in unità di raggi terrestri;
- a : il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria in AU.

I parametri nella colonna di destra sono:

- **ShortPeriod-sig e LongPeriod-sig**: un confronto tra il periodo valutato a partire da una sola coppia di transiti del TCE rispetto a quello successivo (più corto/lungo) nel sistema. Un valore pari al 100% (0.0σ) indica un disaccordo totale tra i due periodi; percentuali inferiori indicano un accordo migliore tra i periodi dei TCE. Un significativo valore dello ShortPeriod-sig potrebbe indicare che il sistema contiene una binaria ad eclisse i cui eventi di eclisse primaria e secondaria sono stati registrati a due diversi TCE. Se lo ShortPeriod-sig ha un valore pari ad "NA" indica che non sono presenti altri TCE registrati nel sistema con un periodo inferiore rispetto a quello TCE sotto esame;
- **Bootstrap-pfa**: la probabilità di un falso allarme nella rivelazione del transito dovuta a fluttuazioni statistiche. Valori inferiori a $1e-12$ suggeriscono una rilevazione di un transito statisticamente robusta;
- **OotOffset-rm**: la misura della distanza angolare tra la posizione media della sorgente al di fuori del transito e quella durante il transito, entrambe determinate attraverso il fit del profilo stellare;
- **DiffImageQuality-fgm**: una misura della qualità della stima del centroide sull'immagine sottratta per ogni settore, calcolando la correlazione tra il centroide misurato e l'immagine sottratta. Quando la correlazione è superiore a 0.7 il fit è dichiarato di alta qualità. I fit che non sono di alta qualità non

sono necessariamente invalidi e sono usati nel grafico relativo agli offset dei centroidi.

5.2 LHS 1140

LHS 1140 (TOI 256) è una stella rossa di tipo spettrale M4 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 66.6996 \pm 0.00007$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 15.00 ± 0.02 pc.

[Ment et al., 2019](#) hanno condotto uno studio per confermare i pianeti LHS 1140 b e LHS 1140 c attraverso il metodo delle velocità radiali, evidenziando come LHS 1140 b si trovi ad una distanza dalla propria stella tale da renderlo potenzialmente abitabile. Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo TOI ($R_{\text{star}} = 0.36 \pm 0.08 R_{\odot}$) e ottenuto tramite le relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^1 si può ricavare il semi-asse maggiore a dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9, dove i coefficienti sono stati stimati da [Mann et al., 2015](#)) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.0073 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da [Rabus et al., 2019](#), che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{\text{star}} = 0.0054 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di LHS 1140 sono riportati nella tabella 5.1.

Parametri	Valori per LHS 1140	Reference
Ascensione retta (J2000)	00h 44min 59.31s	(1)
Declinazione (J2000)	-15° 16' 16.66"	(1)
Distanza (pc)	15.00 ± 0.02	(2)
Massa (M_{\odot})	0.2708	(3)
	0.2925	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.36 ± 0.08	(1)
Luminosità (L_{\odot})	0.0054	(3)
	0.0073	(4)
	0.0044	(6)
Temperatura efficace (K)	3 837	(2)
	3 131	(1)
	$3 216 \pm 39$	(6)

Tabella 5.1: Parametri stellari di LHS 1140: (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) [Rabus et al., 2019](#), (4) [Mann et al., 2015](#), (5) ExoFOP, (6) [Ment et al., 2019](#)

Prendendo in considerazione il DVS di LHS 1140 b, dal grafico A della figura 5.2 si osserva come i 2 eventi di transito sono stati misurati nel settore 3. Un primo test, relativo al confronto tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari non evidenzia una buona correlazione tra i due set di dati (5.63σ). Il motivo

¹per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

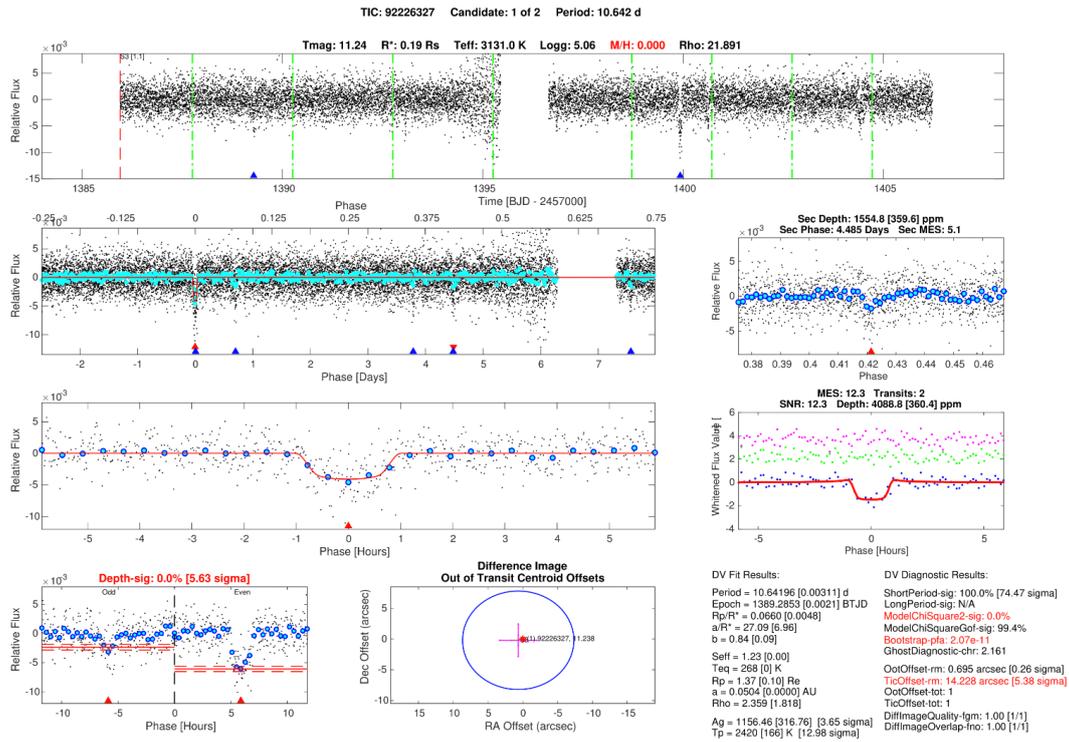


Figura 5.2: Test di verifica di TOI 256 b

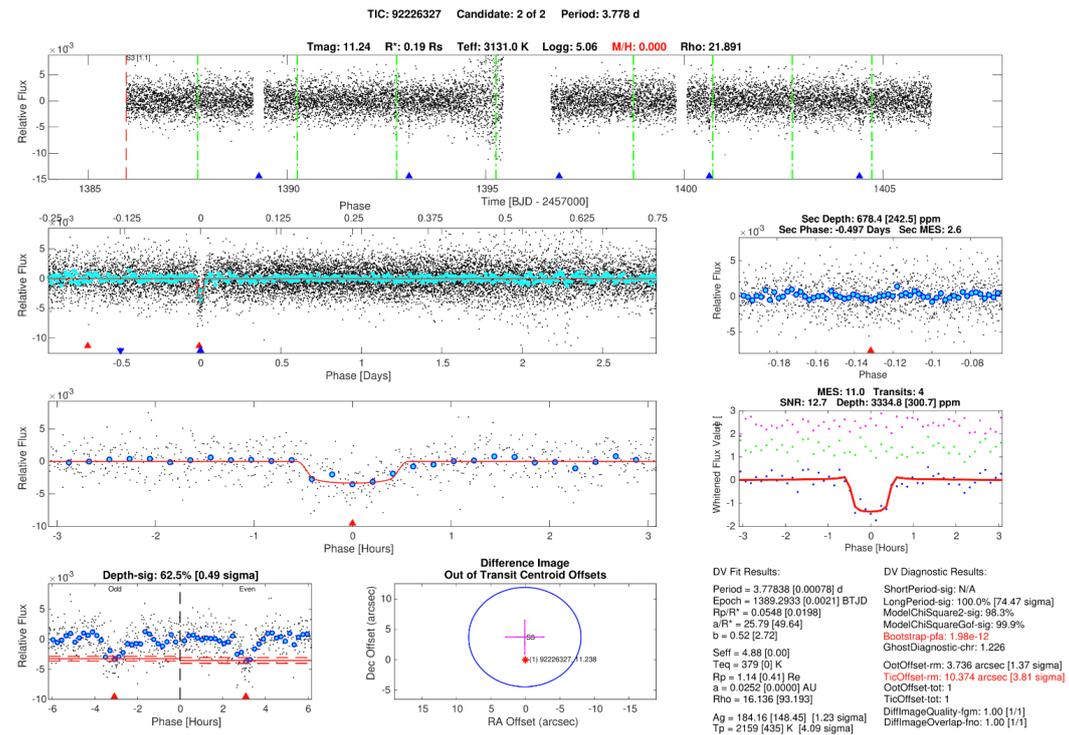


Figura 5.3: Test di verifica di TOI 256 c

è da ricercare in un errore nel campionamento di uno dei due eventi di TCE. In particolare, si osserva come questi siano ad una distanza di 10.642 giorni, in completo disaccordo con il periodo orbitale ($P = 24.737$ giorni) stimato da [Ment et al., 2019](#). Ne consegue come la pipeline ha messo insieme un transito di due pianeti diversi, invalidando l'intera DVS.

Al contrario, nel caso di LHS 1140 b, dalla figura 5.3 si evince una buona correlazione (0.49σ) tra il fit del modello di transito nel caso del set pari e dispari.

Dal grafico 5.4 si può osservare come solamente LHS 1140 b si trovi all'interno dei limiti di abitabilità. Differentemente LHS 1140 c si trova su un'orbita troppo interna, il che rende il pianeta troppo irradiato per essere potenzialmente abitabile. Inoltre, a causa di questa vicinanza con la stella ospite, LHS 1140 c è presumibilmente bloccato in una configurazione di rotazione sincrona, dove il rapporto tra il periodo di rotazione del pianeta ed il periodo di rivoluzione orbitale coincidono. Differentemente, LHS 1140 b si trova sul limite della “tidal lock” ed in base all'età del sistema potrebbe risultare sincrono oppure no.

Un'ulteriore analisi di LHS 1140 b evidenzia come la dimensione del pianeta ($R_p = 1.37 \pm 0.10 R_\oplus$) sia simile a quella terrestre; in particolare, la sua alta densità $\rho = 7.47 \pm 0.92 \text{ g cm}^{-3}$ lo identifica come un pianeta di tipo roccioso, costituito internamente da silicati e metalli (come il ferro), con una crosta solida.

Da queste prime analisi si può desumere come LHS 1140 b sia un pianeta potenzialmente in grado di mantenere riserve di acqua liquida sulla sua superficie e, dal grafico 5.5, di sostenere le condizioni per lo sviluppo della vita complessa (vedi sezione 2.4).

I parametri planetari di LHS 1140 b-c sono riportati nella tabella 5.2 e 5.3.

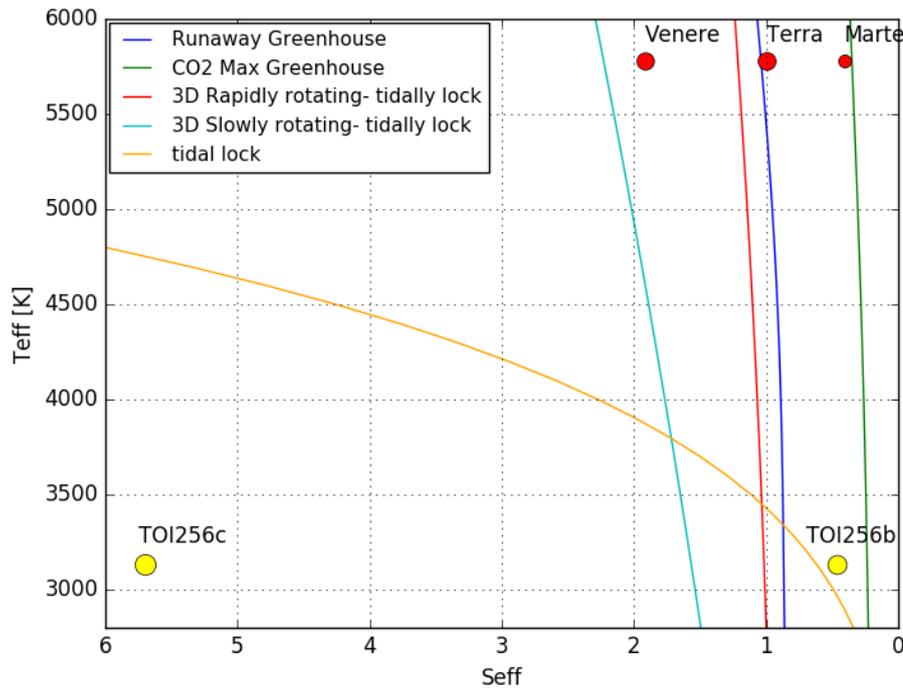


Figura 5.4: Limiti di abitabilità per il sistema LHS 1140. Linea verde: limite esterno 1D (“maximum greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno 1D (“runaway greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno 3D per pianeti “rapidly rotating” (con periodo rotazionale di 1 giorno; [Yang et al., 2014](#)); linea azzurra: limite interno 3D per pianeti “slowly rotating” (con un periodo rotazionale di 128 giorni intorno a stelle G ed F, bloccati marealmente con un orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K; [Yang et al., 2014](#)); linea arancione: “tidal locking radius” ([Kasting et al., 1993](#)). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso). Si veda il capitolo 1 per una definizione rigorosa dei limiti qui mostrati.

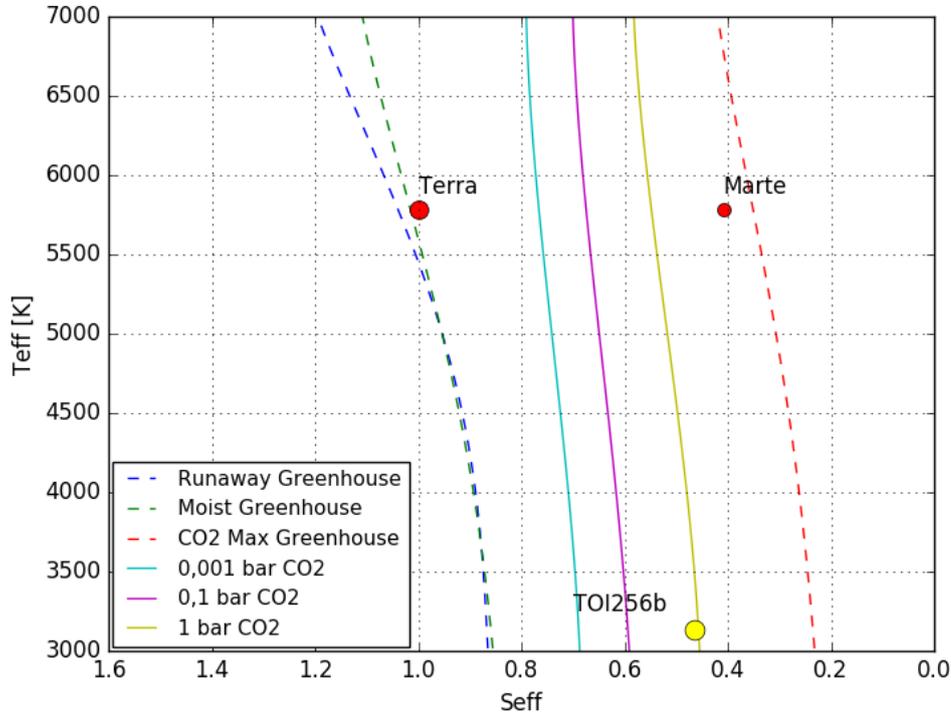


Figura 5.5: Limiti di abitabilità per la vita complessa nel caso di LHS 1140 b. Le linee tratteggiate rappresentano i limiti interni ed esterni unidimensionali ottenuti dai modelli di [Kopparapu et al., 2013](#). Le linee continue, invece, rappresentano le diverse concentrazioni di CO₂ in atmosfera. Dal confronto si evince come la HZCL è significativamente ristretta rispetto alla HZ, ottenuta dai modelli unidimensionali sopra citati, anche assumendo un limite estremo di CO₂ pari a 1 bar. Tuttavia, TOI 256 b rientra, seppure marginalmente, anche in quest'ultima.

Parametri	LHS 1140 b	LHS 1140 c	Reference
Epoca (BTJD)	1389.2853 ± 0.0021	1389.2933 ± 0.0021	(1)
Periodo orbitale (giorni)	24.73712 ± 0.00025	3.778378 ± 0.000784	(1)
Durata del transito (ore)	1.958295 ± 0.190383	1.028338 ± 0.2879	(1)
Profondità del transito (ppm)	$4088.825398 \pm 360.44772$	3334.77603 ± 300.73108	(1)
Eccentricità e	0.06	0.31	(3)
Inclinazione i (deg)	89.89 ± 0.05	89.92 ± 0.06	(3)
Parametro di impatto b	0.54 ± 0.38	0.96 ± 0.16	(2)
	0.84 ± 0.09	0.52 ± 2.72	(1)
Rapporto R_p/R_{star}	0.066 ± 0.005	0.055 ± 0.020	(1)
Rapporto a/R_{star}	27.09 ± 6.96	25.79 ± 49.64	(1)
Settori osservati	3	3	(1)

Tabella 5.2: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di LHS 1140 b-c: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) [Ment et al., 2019](#).

Parametri	LHS 1140 b	LHS 1140 c	Reference
Massa m (M_{\oplus})	6.98 ± 0.89	1.81 ± 0.39	(5)
Raggio R_p (R_{\oplus})	1.37 ± 0.10	1.14 ± 0.41	(1)
	1.73 ± 0.03	1.28 ± 0.02	(5)
Densità ρ (g cm^{-3})	7.47 ± 0.92	0.16 ± 0.41	(5)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.093 ± 0.002	0.027 ± 0.001	(5)
Flusso efficace stellare S_{eff}	1.23	4.88	(1)
	0.46	5.70	(3)
	0.60	7.37	(4)

Tabella 5.3: Parametri planetari di LHS 1140 b-c. (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) [Rabus et al., 2019](#), (4) [Mann et al., 2015](#), (5) [Ment et al., 2019](#).

5.3 TOI 715

TOI 715 è una stella rossa di tipo spettrale M4.5 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 23.55 \pm 0.05$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 42.46 ± 0.05 pc.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 715 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare; quest'ultimo anche nel catalogo TOI ha un valore poco attendibile ($R_{\text{star}} = 1.0 \pm 0.0 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^2 si può ricavare il semi-asse maggiore a dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi le equazioni 4.9, dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.0071 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso è $L_{\text{star}} = 0.0054 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 715 sono riportati nella tabella 5.4.

Parametri	Valori per TOI 715	Reference
Ascensione retta (J2000)	07h 35min 24.55s	(1)
Declinazione (J2000)	-73° 34' 38.68"	(1)
Distanza (pc)	42.46 ± 0.05	(2)
Massa (M_{\odot})	0.2708	(3)
	0.2907	(4)
Raggio (R_{\odot})	1.0 ± 0.0	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.0054	(3)
	0.0071	(4)
Temperatura efficace (K)	3 956.35	(2)
	$3\ 075.00 \pm 0.00$	(1)

Tabella 5.4: Parametri stellari di TOI 715: (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

Dalla figura 5.6 si osserva come il transito sia stato osservato su 8 settori diversi (grafico A). Il test relativo al confronto tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari mostra una buona correlazione tra i due set di dati (0.76σ); mentre il test riguardante gli offset indica come i transiti rilevati nel settore 2 sono fuori dal raggio di confidenza di 3σ . Per la conferma finale che si tratti di un pianeta è necessaria un'ulteriore analisi attraverso il metodo delle velocità radiali.

Dal grafico 5.7 si può osservare come TOI 715 b si trova all'interno dei limiti di abitabilità, in particolare tra il limite esterno legato alla "CO₂ maximum greenhouse" ed il limite interno "runaway greenhouse". Inoltre, il pianeta si trova all'interno della regione delimitata dal "tidal lock radius", il che lo rende potenzialmente soggetto ad

²per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

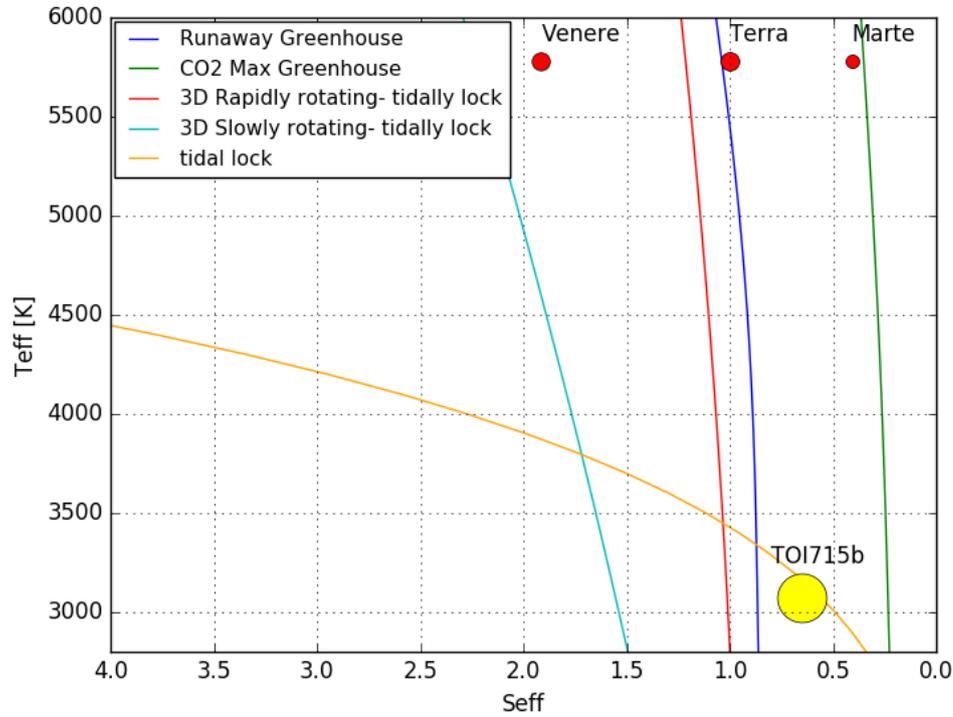


Figura 5.7: Limiti di abitabilità per il sistema TOI 715. Linea verde: limite esterno 1D (“maximum greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno 1D (“runaway greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno 3D per pianeti “rapidly rotating” (con periodo rotazionale di 1 giorno; [Yang et al., 2014](#)); linea azzurra: limite interno 3D per pianeti “slowly rotating” (con un periodo rotazionale di 128 giorni intorno a stelle G ed F, bloccati marealmente con un orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K; [Yang et al., 2014](#)); linea arancione: “tidal locking radius” ([Kasting et al., 1993](#)). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso). Si veda il capitolo 1 per una definizione rigorosa dei limiti qui mostrati.

Parametri	TOI 715 b	Reference
Raggio R_p (R_\oplus)	7.07 ± 2.52	(1)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.1408 ± 0.0000	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	4.04	(1)
	0.65	(3)
	0.82	(4)

Tabella 5.6: Parametri planetari di TOI 715 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP.

5.4 TOI 700

TOI 700 è una stella rossa di tipo spettrale M2.5 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 32.10 \pm 0.02$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 31.16 ± 0.02 pc.

Nel caso di questa stella sono stati rivelati tre candidati pianeti TOI 700 b-c-d.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, quest'ultimo anche nel catalogo di TOI ha un valore poco attendibile ($R_{\text{star}} = 1.0 \pm 0.0 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^3 si può ricavare il semi-asse maggiore a dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9, dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.034 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{\text{star}} = 0.017 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 700 sono riportati nella tabella 5.1.

Parametri	Valori per TOI 700	Reference
Ascensione retta (J2000)	06h 28min 22.98s	(1)
Declinazione (J2000)	-65° 34' 43.09"	(1)
Distanza (pc)	31.16 ± 0.02	(2)
Massa (M_{\odot})	0.36	(3)
	0.43	(4)
Raggio (R_{\odot})	1.0 ± 0.0	(2)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.017	(3)
	0.034	(4)
Temperatura efficace (K)	3998.78	(2)
	3482.00	(1)

Tabella 5.7: Parametri stellari di TOI 700: (1) catalogo TESS, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015.

Nel caso del candidato pianeta TOI 700 b, la figura 5.8 mostra come il transito sia stato osservato su 4 settori diversi (grafico A). Il grafico D evidenzia come la curva di luce del TCE, nell'intervallo ridotto al solo transito primario, sia ben interpolata dal modello di transito. Inoltre, il transito primario risulta simmetrico intorno all'origine, escludendo l'ipotesi di un errore sistematico da parte del satellite oppure di altri fenomeni astrofisici, che avrebbero causato un'asimmetria. Un secondo test, superato con successo è quello relativo al confronto tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari (1.64σ). Infine, l'ultimo test relativo all'offset indica come la stella target sia all'interno del cerchio di incertezza di 3σ .

Nel secondo caso, relativo al candidato TOI 700 c, la figura 5.9 mostra come il transito sia stato osservato su 4 settori diversi (grafico A). In questo caso il confronto

³per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

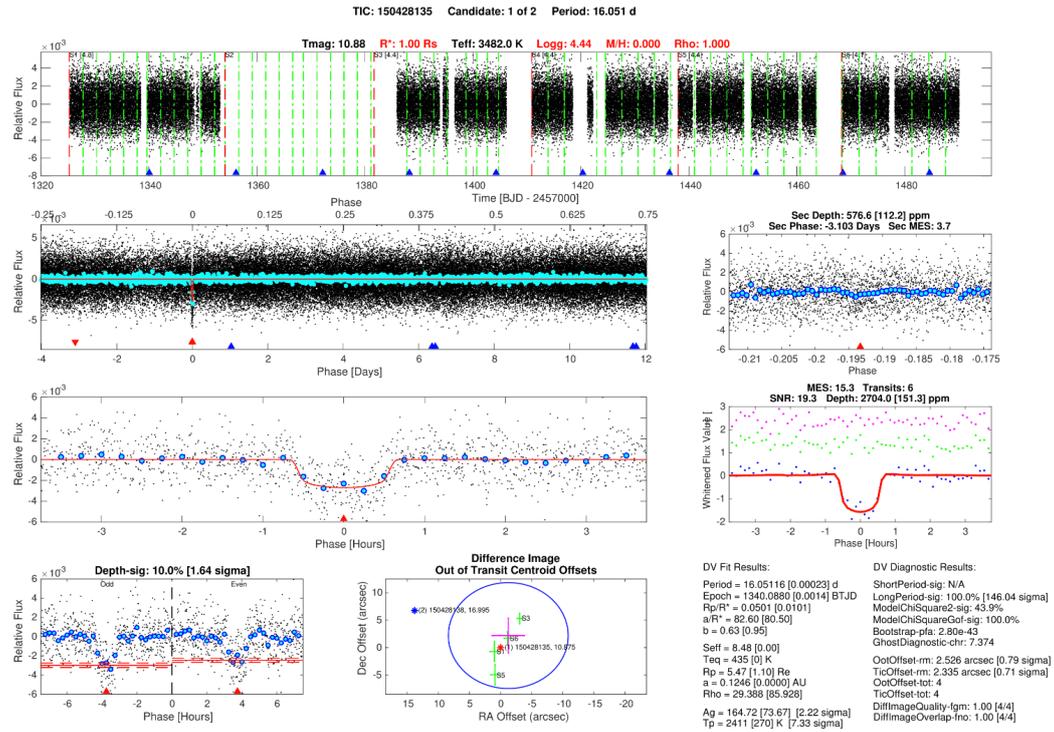


Figura 5.8: Test di verifica di TOI 700 b

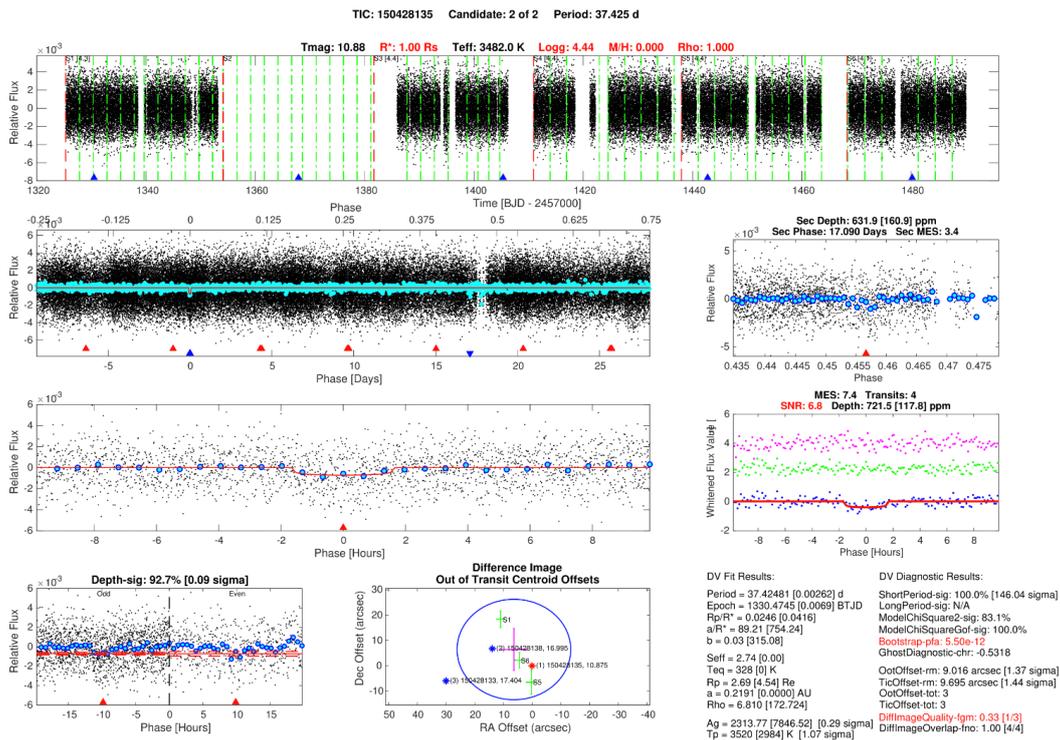


Figura 5.9: Test di verifica di TOI 700 c

tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari risulta perfetto (0.09σ). Infine si nota come la profondità del transito secondario sia molto lieve (depth = 721 ppm), confermando l'ipotesi che si tratti di un candidato pianeta.

Nell'ultimo caso (TOI 700 d), la figura 5.10 mostra come il transito sia stato osservato su 8 settori diversi (grafico A). Il test relativo al confronto tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari mostra un lieve disaccordo tra i due set di dati (2.65σ). Anche in questo caso si nota come la profondità del transito

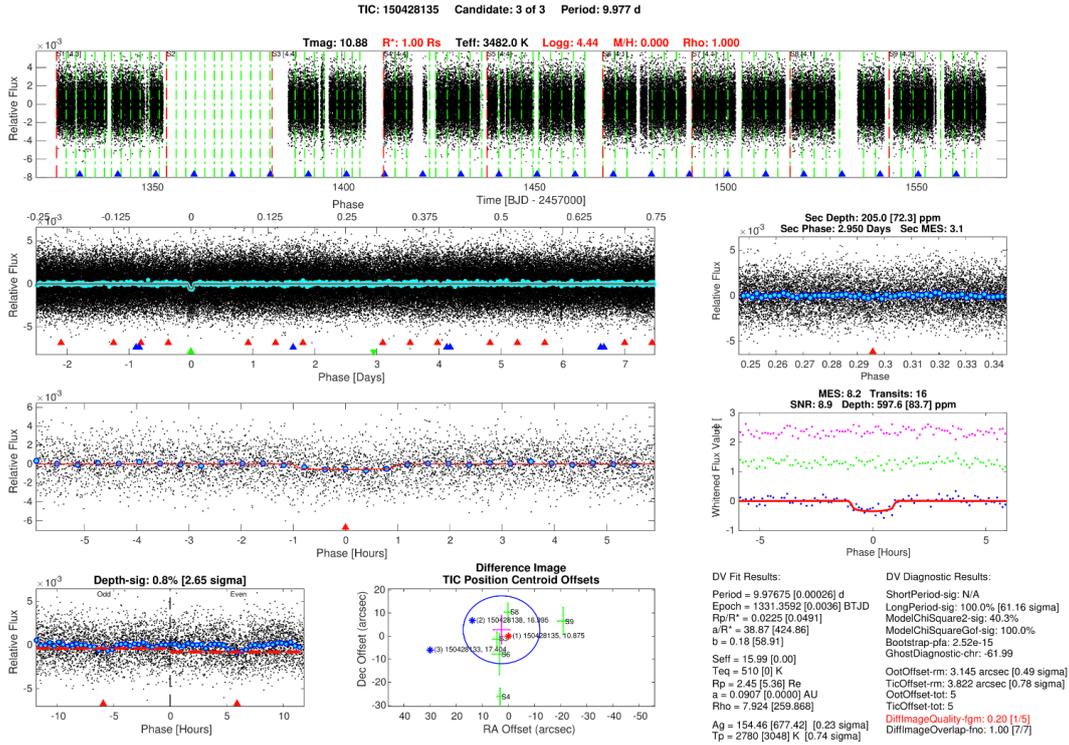


Figura 5.10: Test di verifica di TOI 700 d

secondario sia molto lieve (depth = 597 ppm). Infine, l'ultimo test relativo all'offset indica come i transiti rilevati nel settore 4 e 9 sono fuori dal raggio di confidenza di 3σ .

Per la conferma finale di questi tre pianeti è necessaria un'ulteriore analisi attraverso il metodo delle velocità radiali.

Dal grafico 5.11 si può osservare come TOI 700 b e d si trovano all'interno del "tidal lock radius". Questi pianeti sono presumibilmente bloccati in una configurazione di rotazione sincrona, dove il rapporto tra periodo di rotazione del pianeta e periodo di rivoluzione intorno alla propria stella coincidono. Diversamente, TOI 700 c si trova al di fuori del "tidal lock radius" ed entro i limiti di abitabilità, il che lo rende un candidato pianeta potenzialmente abitabile. In particolare, la sua posizione si trova tra il limite esterno legato alla "CO₂ maximum Greenhouse" ed il limite interno "runaway greenhouse". Nella tabella 5.5 si evince il raggio di TOI 700 c ($R_p = 2.68535 \pm 4.54048 R_\odot$). Questo valore lo rende un candidato pianeta simile in dimensioni alla Terra.

I parametri planetari di TOI 700 b-c-d sono riportati nella tabella 5.2 e 5.3.

Parametri	TOI 700 b	TOI 700 c	TOI 700 d	Reference
Epoca (BTJD)	1340.088 ± 0.001	1330.474 ± 0.007	1331.359 ± 0.004	(1)
Periodo orbitale (giorni)	16.0512 ± 0.0002	37.4248 ± 0.0026	9.9767 ± 0.0003	(1)
Durata del transito (ore)	1.2495 ± 0.19061	3.28272 ± 1.37308	1.97387 ± 0.98034	(1)
Profondità del transito (ppm)	2703.955 ± 151.281	721.464 ± 117.780	597.618 ± 83.738	(1)
Eccentricità e	0.15 ± 0.16	0.11 ± 0.10	//	(1)
Inclinazione i (deg)	89.05 ± 0.09	89.85 ± 0.119	//	(2)
Parametro di impatto b	0.87 ± 0.04	0.25 ± 0.20	//	(2)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.63 ± 0.95	0.03 ± 315.08	0.18 ± 58.91	(1)
Rapporto a/R_{star}	82.60 ± 80.50	89.21 ± 754.24	38.87 ± 424.86	(1)
Settori osservati	5 6 4 3 1	5 6 4 3 1	9 8 7 5 6 4 3 1	(1)

Tabella 5.8: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 700: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP.

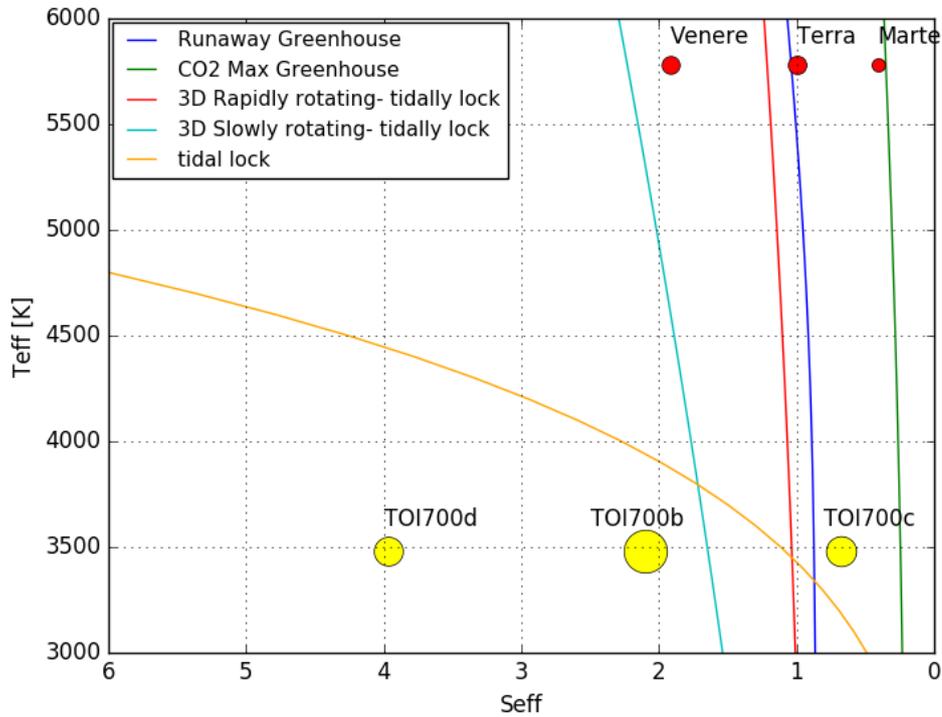


Figura 5.11: Limiti di abitabilità per il sistema TOI 700. Linea verde: limite esterno 1D (“maximum greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno 1D (“runaway greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno 3D per pianeti “rapidly rotating” (con periodo rotazionale di 1 giorno; [Yang et al., 2014](#)); linea azzurra: limite interno 3D per pianeti “slowly rotating” (con un periodo rotazionale di 128 giorni intorno a stelle G ed F, bloccati marealmente con un’orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K; [Yang et al., 2014](#)); linea arancione: “tidal locking radius” ([Kasting et al., 1993](#)). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso). Si veda il capitolo 1 per una definizione rigorosa dei limiti qui mostrati.

Parametri	TOI 700 b	TOI 700 c	TOI 700 d	Reference
Raggio R_p (R_{\oplus})	5.467 ± 1.101	2.685 ± 4.540	2.452 ± 5.360	(1)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.091 ± 0.002	0.160 ± 0.003	//	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	8.48	2.74	15.99	(1)
	2.10 ± 0.53	0.68	//	(3)
	3.83 ± 0.53	1.24	//	(4)

Tabella 5.9: Parametri planetari di TOI 700 b-c-d: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP.

5.5 TOI 176

TOI 176 è una stella di tipo spettrale K9 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 15.13 \pm 0.05$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 66.08 ± 0.05 pc.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 176 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo TOI ($R_{\text{star}} = 0.27 \pm 0.05 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^4 si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9), dove i coefficienti sono stati stimati da [Mann et al., 2015](#)) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.023 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da [Rabus et al., 2019](#), che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{\text{star}} = 0.011 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 176 sono riportati nella tabella 5.1.

Parametri	Valori per TOI 176	Reference
Ascensione retta (J2000)	07h 40min 00.81s	(1)
Declinazione (J2000)	-72° 12' 27.87"	(1)
Distanza (pc)	66.08 ± 0.05	(2)
Massa (M_{\odot})	0.36	(3)
	0.39	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.27 ± 0.05	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.011	(3)
	0.023	(4)
Temperatura efficace (K)	$3\,270.00 \pm 63$	(2)
	3976.66	(1)

Tabella 5.10: Parametri stellari di TOI 176. (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) [Rabus et al., 2019](#), (4) [Mann et al., 2015](#), (5) ExoFOP.

Nel caso del candidato pianeta TOI 176 b, la figura 5.12 mostra come il transito sia stato osservato su 5 settori diversi. Il grafico D evidenzia come la curva di luce del TCE, nell'intervallo ridotto al solo transito primario sia molto radente, indicando come questo sistema potrebbe essere composto da una binaria ad eclissi. Il valore del parametro di impatto $b = 0.91 \pm 0.39$ conferma questa ipotesi. Tuttavia, un secondo test relativo al confronto tra le curve di luce nel caso dei transiti pari e dispari evidenzia una buona correlazione (0.22σ). Per la conferma finale che si tratti di un pianeta è necessaria un'ulteriore analisi attraverso il metodo delle velocità radiali.

Dal grafico 5.13 si può osservare come TOI 176 b si trova su un'orbita troppo interna, il che rende il pianeta troppo irradiato per essere abitabile. A causa di questa vicinanza con la propria stella, TOI 176 b è presumibilmente bloccato in una con-

⁴per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

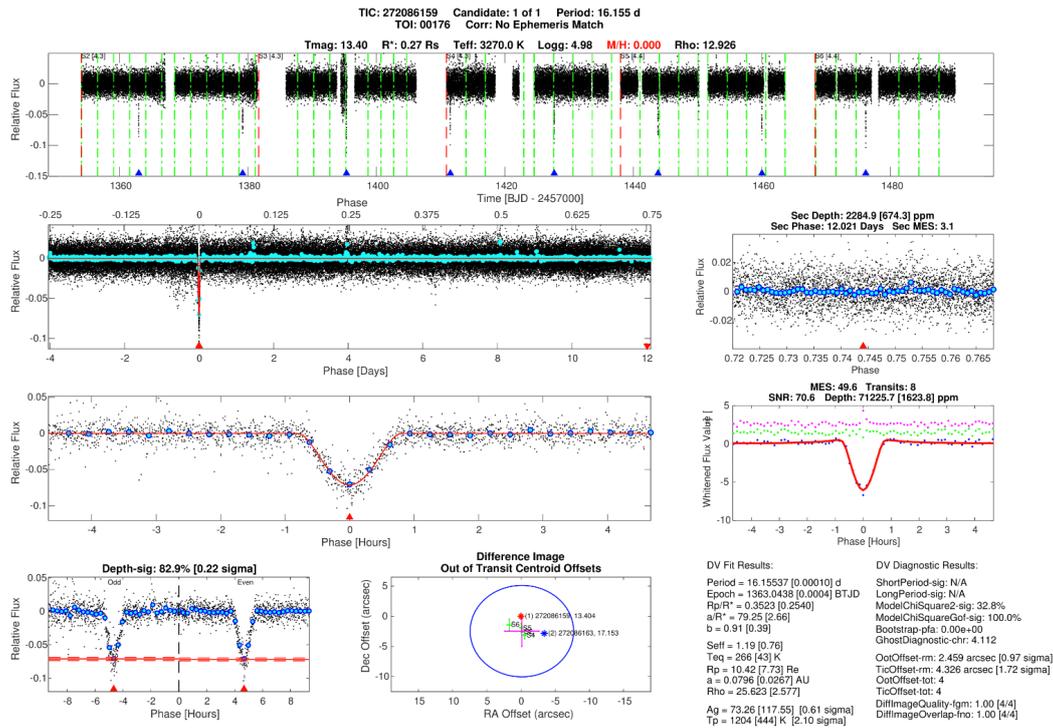


Figura 5.12: Test di verifica di TOI 176 b

figurazione di rotazione sincrona, dove il periodo di rotazione del pianeta coincide con il periodo di rivoluzione intorno alla propria stella. Dalla figura si evince inoltre come TOI 176 b si trovi molto vicino al “3D slowly rotating limit”, stimato da [Yang et al., 2014](#) per pianeti con una orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K. Dalla tabella 5.5 si osserva come a causa delle sue dimensioni ($R_p = 10.42 \pm 7.73 R_\oplus$) venga identificato come un gioviano. I parametri planetari di TOI 176 b sono riportati nella tabella 5.2 e 5.3.

Parametri	TOI 176 b	Reference
Epoca (BTJD)	1363.0438 ± 0.0004	(1)
Periodo orbitale (giorni)	16.1554 ± 0.0001	(1)
Durata del transito (ore)	1.56 ± 0.04	(1)
Profondità del transito (ppm)	71225.72 ± 1623.81	(1)
Inclinazione i (deg)	89.451 ± 0.03	(2)
Parametro di impatto b	0.91 ± 0.39	(1)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.35 ± 0.25	(1)
Rapporto a/R_{star}	79.25 ± 2.66	(1)
Settori osservati	5 6 4 3 2	(1)

Tabella 5.11: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 176. (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP.

Parametri	TOI 176 b	Reference
Raggio R_p (R_\oplus)	10.42 ± 7.73	(1)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.080 ± 0.027	(1)
Flusso efficace stellare S_{eff}	1.19 ± 0.76	(1)
	1.44	(3)
	2.72	(4)

Tabella 5.12: Parametri planetari di TOI 176 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) [Rabus et al., 2019](#), (4) [Mann et al., 2015](#).

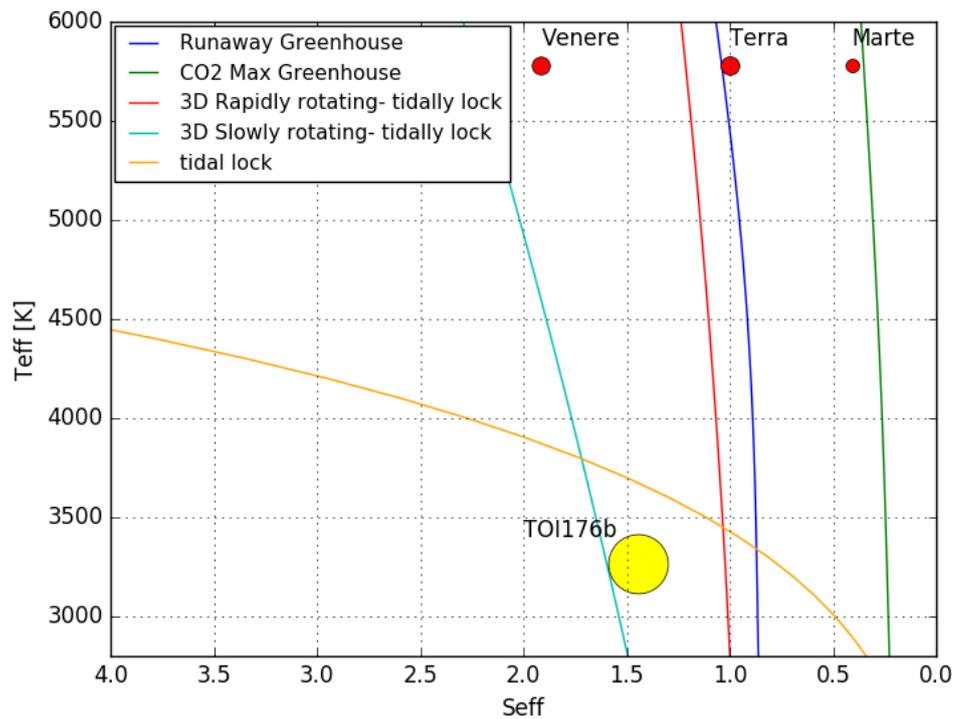


Figura 5.13: Limiti di abitabilità per il sistema TOI 176. Linea verde: limite esterno 1D (“maximum greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno 1D (“runaway greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno 3D per pianeti “rapidly rotating” (con periodo rotazionale di 1 giorno; [Yang et al., 2014](#)); linea azzurra: limite interno 3D per pianeti “slowly rotating” (con un periodo rotazionale di 128 giorni intorno a stelle G ed F, bloccati marealmente con un orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K; [Yang et al., 2014](#)); linea arancione: “tidal locking radius” ([Kasting et al., 1993](#)). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso). Si veda il capitolo 1 per una definizione rigorosa dei limiti qui mostrati.

5.6 TOI 793

TOI 793 è una stella di tipo spettrale G9 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 6.91 \pm 0.02''$ (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 144.67 ± 0.02 pc.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 715 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo di TESS ($R_{\text{star}} = 0.89 \pm 0.12 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^5 si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9, dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.48 L_{\odot}$. Questo valore risulta il più attendibile dal momento che il metodo alternativo si basa sulle relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati soddisfacenti solo nella regione relativa alle stelle M (vedi sezione 4.1.3). Si osserva, infatti, come il valore della luminosità in questo caso aumenta fino a $L_{\text{star}} = 1.23 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$.

I parametri stellari di TOI 793 sono riportati nella tabella 5.13.

Parametri	Valori per TOI 793	Reference
Ascensione retta (J2000)	07h 08min 32.15s	(1)
Declinazione (J2000)	-68° 22' 07.61"	(1)
Distanza (pc)	144.67 ± 0.02	(2)
Massa (M_{\odot})	1.05	(3)
	0.83	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.90 ± 0.12	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	1.23	(3)
	0.48	(4)
Temperatura efficace (K)	5 383.15	(2)
	$5\,379 \pm 185$	(1)

Tabella 5.13: Parametri stellari di TOI 793: (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

Nel caso del candidato pianeta TOI 793 b, la figura 5.14 mostra come il transito sia stato osservato solamente due volte su 2 settori diversi (grafico A). Le profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari coincidono (0.44σ). Infine si nota come la profondità del transito secondario sia molto lieve (depth = 538 ppm), confermando l'ipotesi che si tratti di un candidato pianeta. Per la conferma finale che si tratti di un pianeta è necessaria un'ulteriore analisi attraverso il metodo delle velocità radiali.

Dal grafico 5.15 si può osservare come TOI 793 b si trovi all'interno della HZ tridimensionale. Si può desumere, tuttavia, come sia difficile per questo tipo di pianeti possedere un lento periodo di rotazione, non avendo una interazione gravitazionale con la stella ospite. A causa del suo raggio $R_p = 5.46 \pm 0.81 R_{\oplus}$ viene identificato

⁵per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

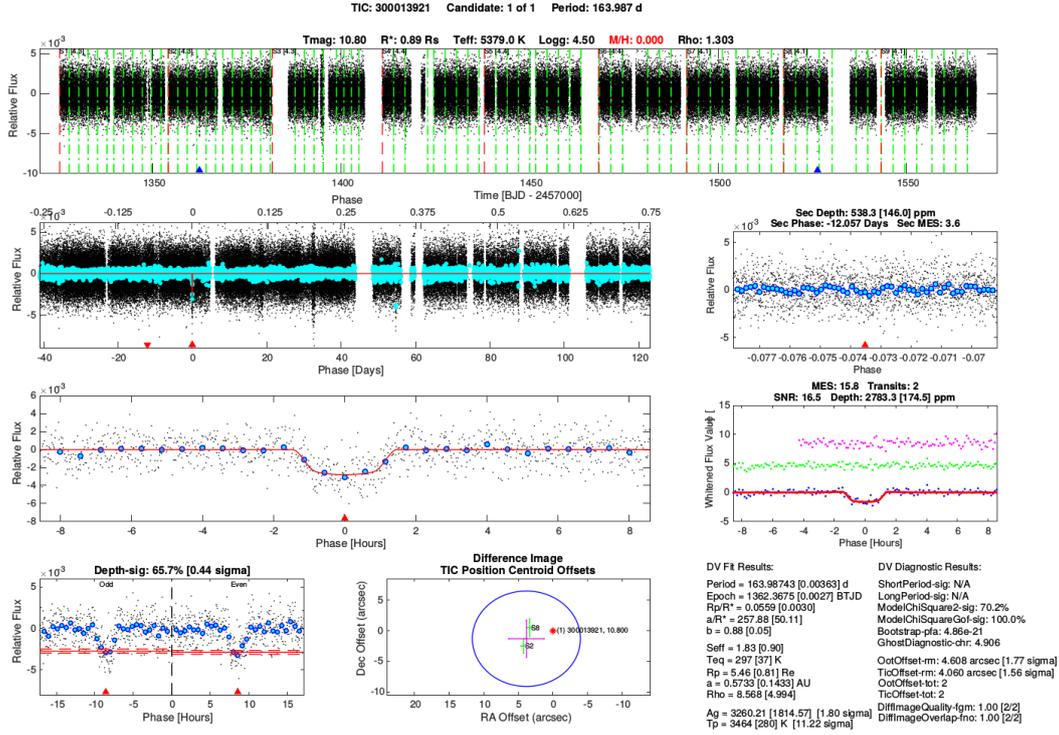


Figura 5.14: Test di verifica di TOI 793 b

come una “Super-Terra”.

I parametri planetari di TOI 793 b sono riportati nella tabella 5.2 e 5.3.

Parametri	TOI 793 b	Reference
Epoca (BTJD)	1362.368 ± 0.003	(1)
Periodo orbitale (giorni)	163.987 ± 0.004	(1)
Durata del transito (ore)	2.86 ± 0.21	(1)
Profondità del transito (ppm)	2783.28 ± 174.54	(1)
Eccentricità e	//	(2)
Inclinazione i (deg)	//	(2)
Parametro di impatto b	//	(2)
	0.88 ± 0.05	(1)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.056 ± 0.003	(1)
Rapporto a/R_{star}	257.88 ± 50.11	(1)
Settori osservati	9 8 7 5 6 4 3 2 1	(1)

Tabella 5.14: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 793 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP.

Parametri	TOI 793 b	Reference
Raggio R_p (R_{\oplus})	5.46 ± 0.81	(1)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.57 ± 0.14	(1)
Flusso efficace stellare S_{eff}	1.83 ± 0.90	(1)
	3.46	(3)
	1.57	(4)

Tabella 5.15: Parametri planetari di TOI 793 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015.

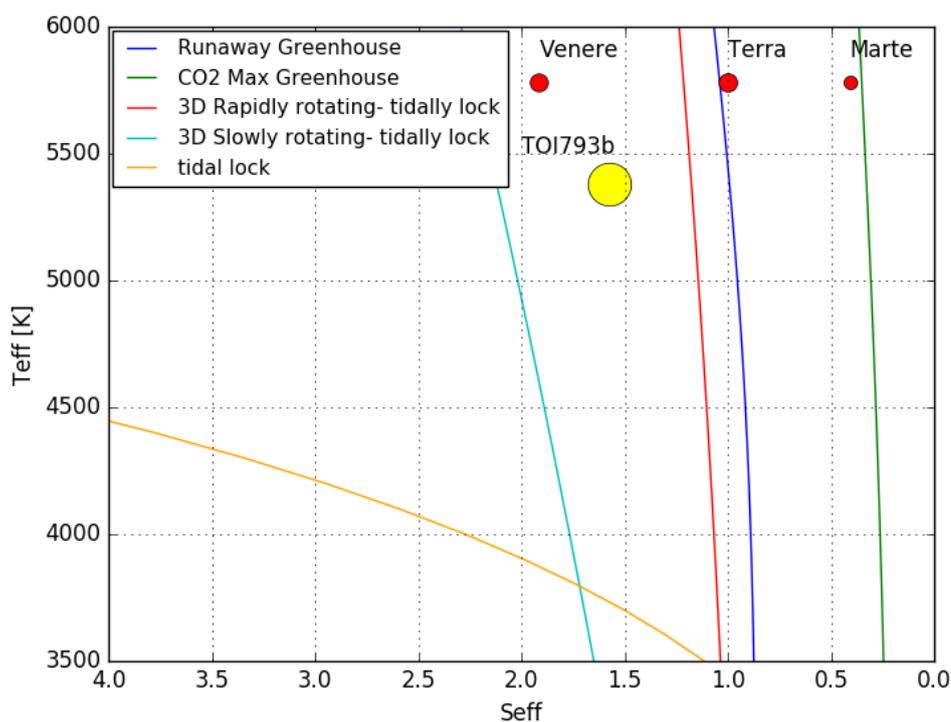


Figura 5.15: Limiti di abitabilità per il sistema TOI 793. Linea verde: limite esterno 1D (“maximum greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno 1D (“runaway greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno 3D per pianeti “rapidly rotating” (con periodo rotazionale di 1 giorno; [Yang et al., 2014](#)); linea azzurra: limite interno 3D per pianeti “slowly rotating” (con un periodo rotazionale di 128 giorni intorno a stelle G ed F, bloccati marealmente con un orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K; [Yang et al., 2014](#)); linea arancione: “tidal locking radius” ([Kasting et al., 1993](#)). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso). Si veda il capitolo 1 per una definizione rigorosa dei limiti qui mostrati.

5.7 Pianeti vicino ai limiti di abitabilità

In questa sezione vengono esaminati i pianeti che si trovano nei dintorni della zona di abitabilità e presentano le condizioni opportune per poter mantenere l'acqua in forma liquida sulla loro superficie.

5.7.1 TOI 696

TOI 696 è una stella rossa di tipo spettrale M3 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 50.28 \pm 0.02$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 19.90 ± 0.02 pc.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 696 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo TOI ($R_{\text{star}} = 0.36 \pm 0.08 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^6 si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9), dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.018 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso è $L_{\text{star}} = 0.011 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 176 sono riportati nella tabella 5.16, mentre i parametri planetari nelle tabelle 5.17 e 5.18.

Nel caso del candidato pianeta TOI 696 b, dal grafico A della figura 5.16 si osserva come i 49 eventi di transito sono distribuiti sui settori 4 e 5. Questo pianeta è sospetto a causa del suo periodo estremamente breve, inferiore ad un giorno. Pianeti confermati orbitanti intorno a stelle M con questo periodo sono una rarità, mentre sono piuttosto frequenti nelle binarie ad eclissi.

Analizzando il DVS un primo test superato con successo è quello relativo al confronto tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari (0.95σ). Inoltre si nota come la profondità del transito secondario sia molto lieve (depth = 696 ppm). Infine, per il candidato pianeta TOI 696 d, la figura 5.17 mostra come siano stati osservati 3 transiti (grafico A). Il test relativo al confronto tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari mostra un accordo totale tra i due set di dati (0.31σ). Infine, l'ultimo test relativo all'offset indica come la stella target (asterisco rosso) si trovi al margine del raggio di confidenza di 3σ .

Per la conferma finale di questi tre pianeti è necessaria un'ulteriore analisi attraverso il metodo delle velocità radiali.

⁶per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

Parametri	Valori per TOI 696	Reference
Ascensione retta (J2000)	04h 32min 42.61s	(1)
Declinazione (J2000)	-39° 47' 11.29"	(1)
Moto proprio (mas yr ⁻¹)	$\mu_\alpha - 317.59 \pm 0.12$ $\mu_\delta = - 596.62 \pm 0.09$	(1)
Distanza (pc)	19.90 ± 0.02	(2)
Massa (M_\odot)	0.36	(3)
	0.43	(4)
Raggio (R_\odot)	0.36 ± 0.07	(1)
Luminosità (L_\odot)	//	(2)
	0.011	(3)
	0.018	(4)
Temperatura efficace (K)	3 830.00	(2)
	3 450.00	(1)

Tabella 5.16: Parametri stellari di TOI 696. (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

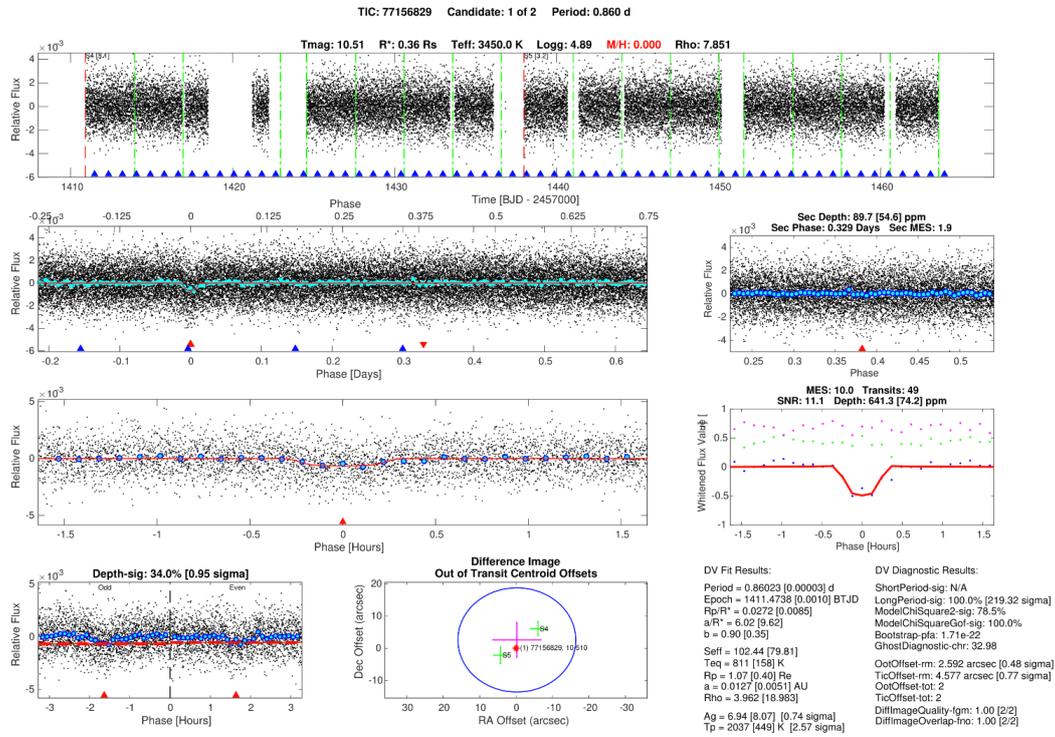


Figura 5.16: Test di verifica di TOI 696 b

Parametri	TOI 696 b	TOI 696 c	Reference
Epoca (BTJD)	1411.474 ± 0.001	114.759 ± 0.003	(1)
Periodo orbitale (giorni)	0.86023 ± 0.00003	14.77565 ± 0.00153	(1)
Durata del transito (ore)	0.55 ± 0.22	1.42 ± 1.19	(1)
Profondità del transito (ppm)	691.26 ± 74.17	1049.52 ± 198.23	(1)
Eccentricità e	0.40 ± 0.31	0.55 ± 0.19	(2)
Inclinazione i (deg)	85.90 ± 2.70	89.12 ± 0.56	(2)
Parametro di impatto b	0.51 ± 0.32	0.47 ± 0.33	(2)
	0.90 ± 0.35	0.10 ± 1394.00	(1)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.027 ± 0.009	0.03 ± 0.08	(1)
Rapporto a/R_{star}	6.02 ± 9.62	81.79 ± 1137.84	(1)
Settori osservati	5 4	5 4	(1)

Tabella 5.17: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 696. (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP.

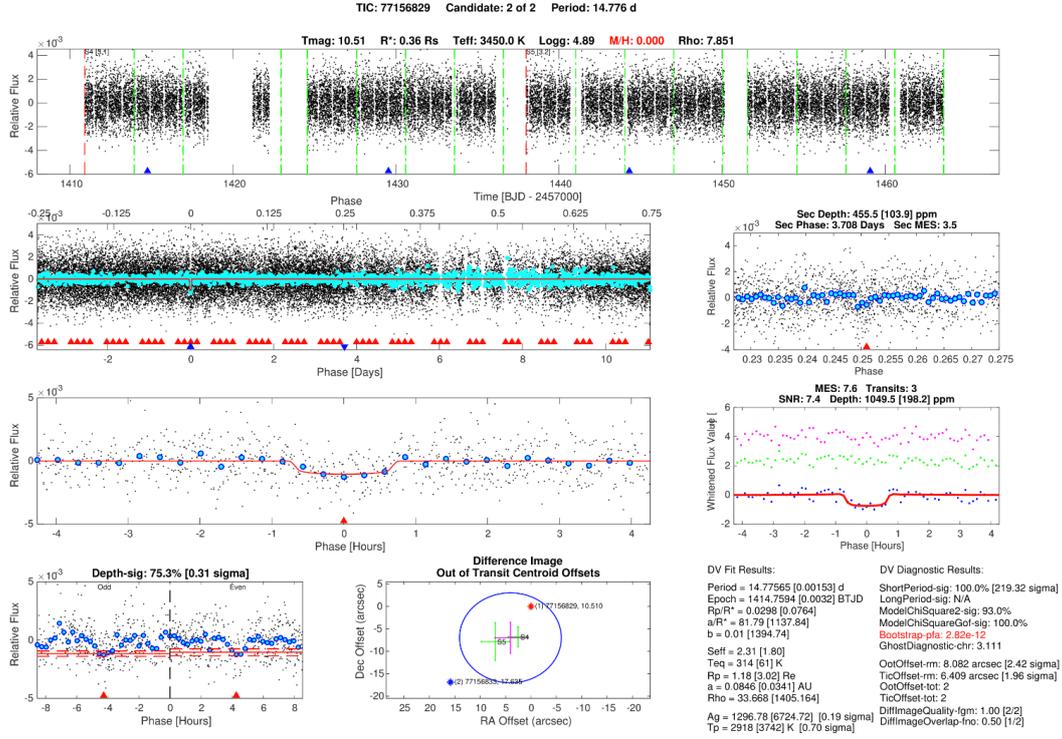


Figura 5.17: Test di verifica di TOI 696 c

Parametri	TOI 696 b	TOI 696 c	Reference
Raggio (R_{\oplus})	1.07 ± 0.40	1.18 ± 3.02	(1)
	0.90 ± 0.24	1.29 ± 0.31	(2)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.013 ± 0.001	0.088 ± 0.008	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	2.65 ± 0.53	//	(1)
	//	//	(3)
	//	//	(4)
	//	//	(4)

Tabella 5.18: Parametri planetari di TOI 696 b-c: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP.

Parametri	Valori per TOI 198	Reference
Ascensione retta (J2000)	00h 09min 04.28s	(1)
Declinazione (J2000)	-27° 07' 19.65"	(1)
Distanza (pc)	23.74 ± 0.05	(2)
Massa (M_{\odot})	0.39	(3)
	0.45	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.44 ± 0.02	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.022	(3)
	0.039	(4)
Temperatura efficace (K)	3 929.26	(2)
	3 763.00 ± 65.00	(1)

Tabella 5.19: Parametri stellari di TOI 198. (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

5.7.2 TOI 198

TOI 198 è una stella rossa di tipo M3 di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 42.12 \pm 0.05$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 23.74 ± 0.05 pc.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 198 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo TOI ($R_{\text{star}} = 0.44 \pm 0.02 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^7 si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9), dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0,039 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{\text{star}} = 0.022 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 198 sono riportati nella tabella 5.19, mentre i parametri planetari nelle tabelle 5.20 e 5.21.

Dal grafico A della figura 5.18 si osserva come i 2 transiti sono distribuiti nel settore 2. Nel caso di questo candidato pianeta tutti i test sono superati con successo. Si pone l'attenzione, tuttavia, sul lieve disaccordo nel confronto tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari (1.39σ). Inoltre, si nota nell'ultimo test relativo all'offset come la stella target (asterisco rosso) si trovi al margine del raggio di confidenza di 3σ .

⁷per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

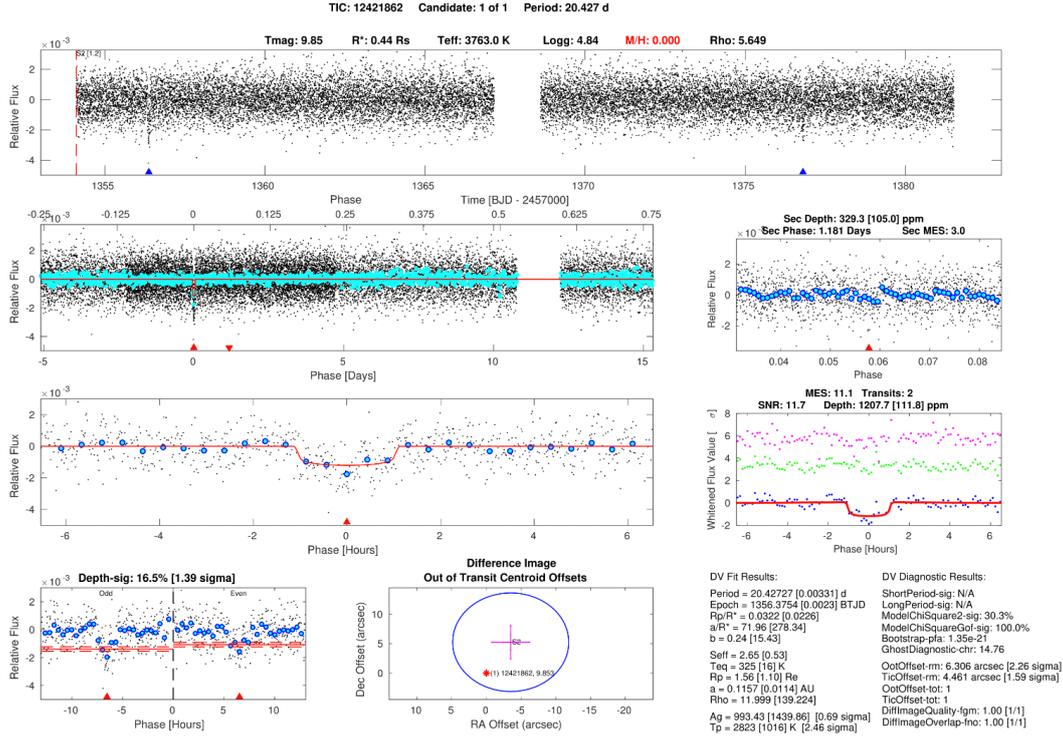


Figura 5.18: Test di verifica di TOI 198 b

Parametri	TOI 198 b	Reference
Epoca (BTJD)	1356.3754 ± 0.0023	(1)
Periodo orbitale (giorni)	20.427 ± 0.003	(1)
Durata del transito (ore)	2.18 ± 0.58	(1)
Profondità del transito (ppm)	1207.67 ± 111.83	(1)
Eccentricità e	//	(2)
Inclinazione i (deg)	90.24 ± 0.44	(2)
Parametro di impatto b	//	(2)
	0.24 ± 15.43	(1)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.03 ± 0.02	(1)
Rapporto a/R_{star}	71.96 ± 278.34	(1)
Settori osservati	2	(1)

Tabella 5.20: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 198. (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015

Parametri	TOI 198 b	Reference
Raggio R_p (R_{\oplus})	1.56 ± 1.01	(1)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.12 ± 0.01	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	2.65 ± 0.53	(1)
	1.96	(3)
	3.14	(4)

Tabella 5.21: Parametri planetari di TOI 198 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP.

Parametri	Valori per TOI 203	Reference
Ascensione retta (J2000)	02h 52min 04.34 s	(1)
Declinazione (J2000)	-67° 41' 13.33"	(1)
Distanza (pc)	24.81 ± 0.05	(2)
Massa (M_{\odot})	0.39	(3)
	0.45	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.24 ± 0.04	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.0053	(3)
	0.0068	(4)
Temperatura efficace (K)	3555.87	(2)
	3203.00 ± 63.00	(1)

Tabella 5.22: Parametri stellari di TOI 203. (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

5.7.3 TOI 203

TOI 203 è una stella rossa di tipo M4 di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 40.31 \pm 0.05$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 24.81 ± 0.05 pc.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 203 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo TOI ($R_{\text{star}} = 0.24 \pm 0.04 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^8 si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9), dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.0068 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{\text{star}} = 0.0053 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 203 sono riportati nella tabella 5.19, mentre i parametri planetari nelle tabelle 5.23 e 5.24.

Dal grafico A della figura 5.18 si osserva come i 2 transiti sono distribuiti nei settori 1 e 2. Nel caso di questo candidato pianeta tutti i test sono superati con successo. Tuttavia, la conferma di questo pianeta passa attraverso una ulteriore fase osservativa, dal momento che i soli due eventi transitori non possono fornire una conferma.

5.7.4 TOI 406

TOI 406 è una stella rossa di tipo M3 di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 32.17 \pm 0.04$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 31.09 pc.

⁸per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

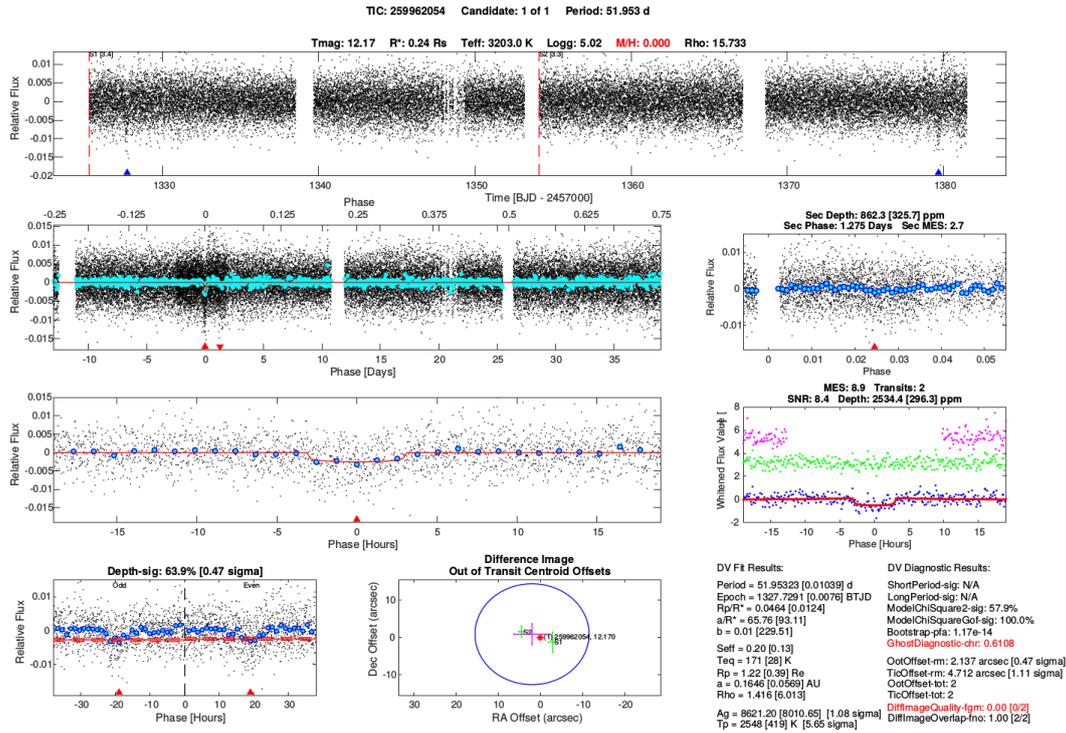


Figura 5.19: Test di verifica di TOI 203 b

Parametri	TOI 203 b	Reference
Epoca (BTJD)	$1\,327.7291 \pm 0.0076$	(1)
Periodo orbitale (giorni)	51.95 ± 0.01	(1)
Durata del transito (ore)	6.32 ± 0.85	(1)
Profondità del transito (ppm)	$2\,534.44 \pm 296.26$	(1)
Eccentricità e	0.80 ± 0.15	(2)
Inclinazione i (deg)	89.92 ± 0.07	(2)
Parametro di impatto b	0.31 ± 0.25	(2)
	0.01 ± 229.51	(1)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.05 ± 0.01	(1)
Rapporto a/R_{star}	65.76 ± 93.11	(1)
Settori osservati	2 1	(1)

Tabella 5.23: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 203. (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 406 b. Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo TOI ($R_{star} = 0.31 \pm 0.05 R_{\odot}$). Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^9 si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9), dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{star} = 0.033 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{star} = 0.014 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001)$

⁹per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

Parametri	TOI 203 b	Reference
Raggio R_p (R_{\oplus})	1.22 ± 0.39	(1)
	1.08 ± 0.10	(2)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.16 ± 0.06	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	0.20 ± 0.13	(1)
	0.17	(3)
	0.21	(4)

Tabella 5.24: Parametri planetari di TOI 203 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP,

$\times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 406 sono riportati nella tabella 5.19, mentre i parametri planetari nelle tabelle 5.26 e 5.27.

Dal grafico A della figura 5.20 si osserva come i 4 transiti sono distribuiti nei settori 3 e 4. Nel caso di questo candidato pianeta tutti i test sono superati con successo e per la conferma finale che si tratti di un pianeta è necessaria un'ulteriore analisi attraverso il metodo delle velocità radiali.

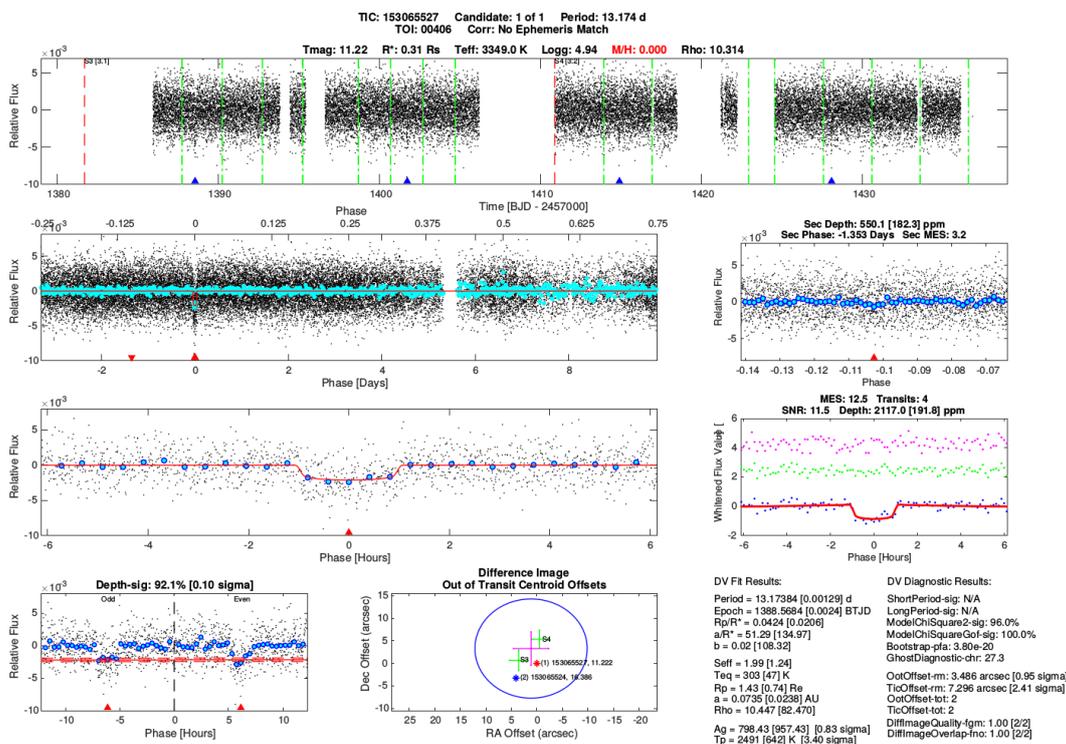


Figura 5.20: Test di verifica di TOI 406 b

5.7.5 TOI 233

TOI 233 è una stella rossa di tipo spettrale M1.5 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 29.58 \pm 0.04$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 33.81 pc.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 233 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo di TESS ($R_{\text{star}} = 0.46 \pm 0.07 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il

Parametri	Valori per TOI 406	Reference
Ascensione retta (J2000)	03h 17min 02.98s	(1)
Declinazione (J2000)	-42° 14' 32.38"	(1)
Distanza (pc)	31.09 ± 0.04	(2)
Massa (M_{\odot})	0.35	(3)
	0.43	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.31 ± 0.05	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.014	(3)
	0.033	(4)
Temperatura efficace (K)	3 802.12	(2)
	3 349.00 ± 63.00	(1)

Tabella 5.25: Parametri stellari di TOI 406. (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

Parametri	TOI 406 b	Reference
Epoca (BTJD)	1 388.5684 ± 0.0024	(1)
Periodo orbitale (giorni)	13.174 ± 0.001	(1)
Durata del transito (ore)	2.04 ± 0.47	(1)
Profondità del transito (ppm)	2 117.00 ± 191.77	(1)
Eccentricità e	0.19 ± 0.28	(2)
Inclinazione i (deg)	89.67 ± 0.24	(2)
Parametro di impatto b	0.26 ± 0.21	(2)
	0.02 ± 108.32	(1)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.04 ± 0.02	(1)
Rapporto a/R_{star}	51.29 ± 134.97	(1)
Settori osservati	4 3	(1)

Tabella 5.26: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 406. (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015

Parametri	TOI 406 b	Reference
Raggio R_p (R_{\oplus})	1.43 ± 0.74	(1)
	1.67 ± 0.11	(2)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.07 ± 0.02	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	1.99 ± 1.24	(1)
	2.42	(3)
	4.92	(4)

Tabella 5.27: Parametri planetari di TOI 406 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP,

raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^{10} si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9), dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.024 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{\text{star}} = 0.014 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 233 sono riportati nella tabella 5.28, mentre i parametri planetari nelle tabelle 5.29 e 5.30.

Dal grafico A della figura 5.18 si osserva come i 2 transiti sono distribuiti nel settore 2. Nel caso di questo candidato pianeta tutti i test sono superati con successo. Tuttavia, la conferma di questo pianeta passa attraverso una ulteriore fase osservativa, condotta attraverso il metodo delle velocità radiali, dal momento che i soli due eventi transitori non possono fornire un risultato attendibile.

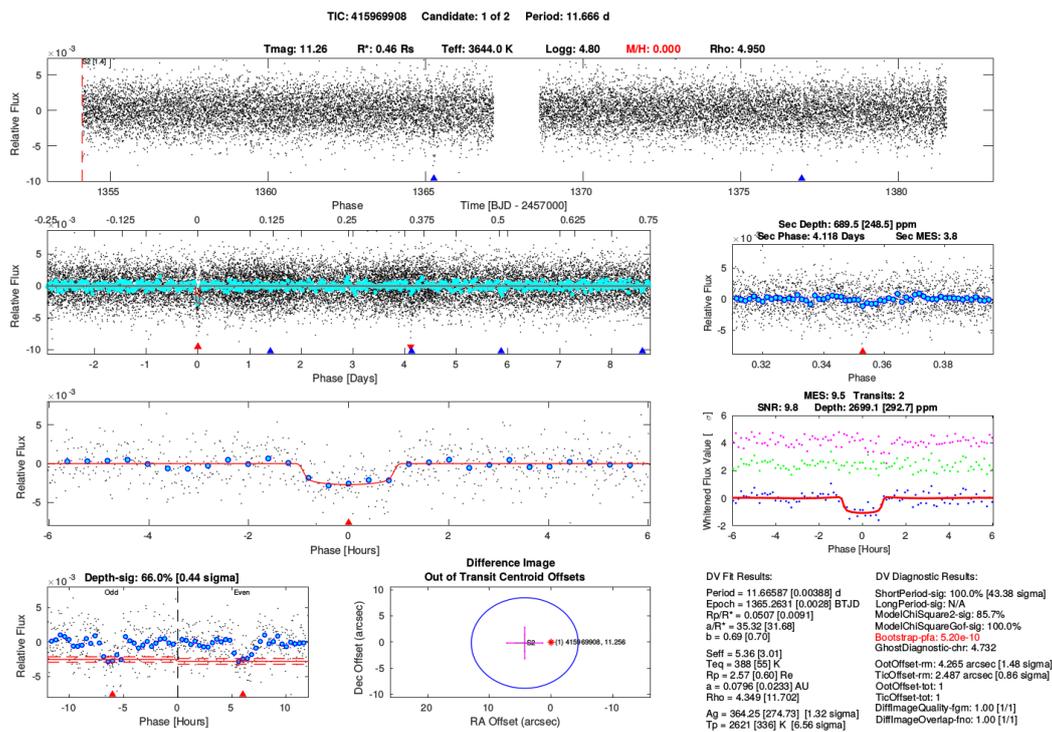


Figura 5.21: Test di verifica di TOI 233 b

5.7.6 TOI 237

TOI 237 è una stella rossa di tipo spettrale M4.5 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 26.24 \pm 0.16$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 38.11 pc.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 237 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio

¹⁰per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

Parametri	Valori per TOI 233	Reference
Ascensione retta (J2000)	22h 54min 50.39s	(1)
Declinazione (J2000)	-18° 54' 42.69"	(1)
Distanza (pc)	33.81 ± 0.04	(2)
Massa (M_{\odot})	0.34	(3)
	0.70	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.46 ± 0.07	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.014	(3)
	0.024	(4)
Temperatura efficace (K)	3 929.60	(2)
	3 644.00 ± 64.00	(1)

Tabella 5.28: Parametri stellari di TOI 233. (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

Parametri	TOI 233 b	Reference
Epoca (BTJD)	1 365.2631 ± 0.0028	(1)
Periodo orbitale (giorni)	11.666 ± 0.004	(1)
Durata del transito (ore)	2.01 ± 0.33	(1)
Profondità del transito (ppm)	2 699.08 ± 292.65	(1)
Eccentricità e	0.24 ± 0.29	(2)
Inclinazione i (deg)	89.62 ± 0.27	(2)
Parametro di impatto b	0.30 ± 0.23	(2)
	0.69 ± 0.70	(1)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.051 ± 0.009	(1)
Rapporto a/R_{star}	35.32 ± 31.68	(1)
Settori osservati	2	(1)

Tabella 5.29: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 233. (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015

Parametri	TOI 233 b	Reference
Raggio R_p (R_{\oplus})	2.57 ± 0.60	(1)
	1.67 ± 0.13	(2)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.08 ± 0.02	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	5.36 ± 3.01	(1)
	2.78	(3)
	4.45	(4)

Tabella 5.30: Parametri planetari di TOI 233 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP,

stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo TOI ($R_{\text{star}} = 0.21 \pm 0.05 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M^{11} si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9), dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.0065 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{\text{star}} = 0.0052 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella. I parametri stellari di TOI 237 sono riportati nella tabella 5.31, mentre i parametri planetari nelle tabelle 5.32 e 5.33.

Nel caso del candidato pianeta TOI 237 b, dal grafico A della figura 5.18 si osserva come i 5 transiti sono distribuiti nel solo settore 2. Nel caso di questo candidato pianeta tutti i test sono superati con successo e per la conferma finale che si tratti di un pianeta è necessaria un'ulteriore analisi attraverso il metodo delle velocità radiali.

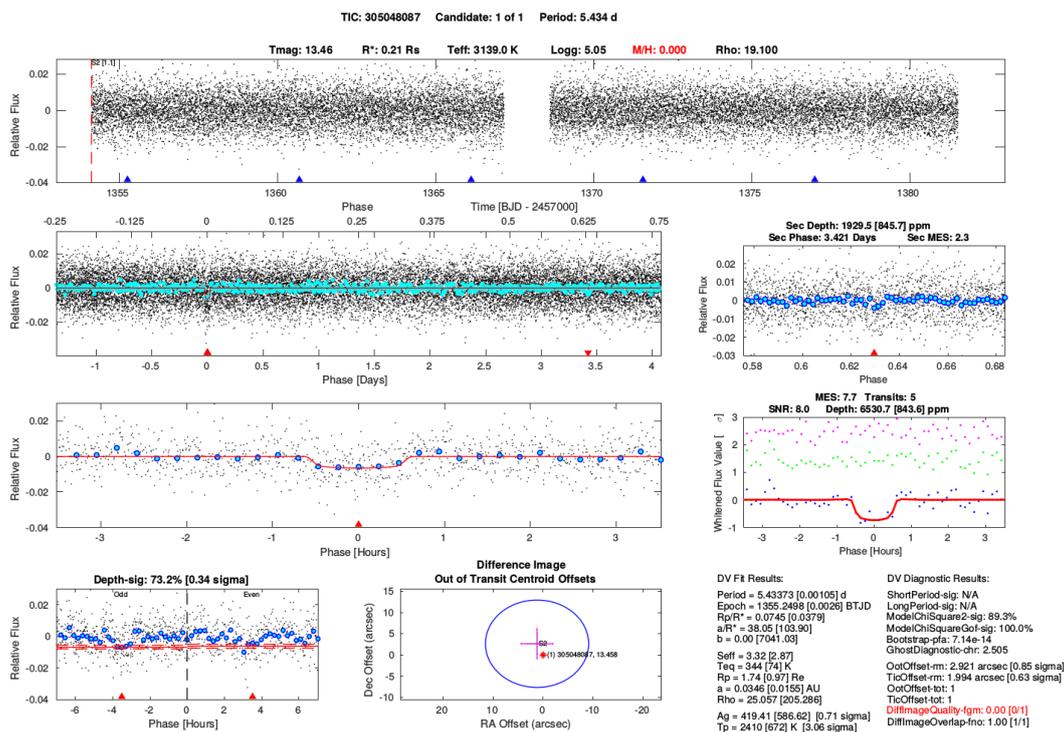


Figura 5.22: Test di verifica di TOI 237 b

5.7.7 TOI 698

TOI 698 è una stella rossa di tipo spettrale M2 V, ovvero di sequenza principale. La più recente stima della parallasse è $\pi = 15.75 \pm 0.03$ " (dal catalogo GAIA DR2) che si traduce in una distanza di 63.49 pc.

¹¹per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

Parametri	Valori per TOI 237	Reference
Ascensione retta (J2000)	23h 32min 58.25s	(1)
Declinazione (J2000)	-29° 24' 54.02"	(1)
Distanza (pc)	38.11 ± 0.16	(2)
Massa (M_{\odot})	0.27	(3)
	0.28	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.21 ± 0.05	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.0052	(3)
	0.0065	(4)
Temperatura efficace (K)	3 535.21	(2)
	3 139.00 ± 98.00	(1)

Tabella 5.31: Parametri stellari di TOI 237. (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

Parametri	TOI 237 b	Reference
Epoca (BTJD)	1 355.2498 ± 0.0026	(1)
Periodo orbitale (giorni)	5.434 ± 0.001	(1)
Durata del transito (ore)	1.17 ± 0.47	(1)
Profondità del transito (ppm)	6 530.71 ± 843.57	(1)
Eccentricità e	0.25 ± 0.29	(2)
Inclinazione i (deg)	89.54 ± 0.34	(2)
Parametro di impatto b	0.29 ± 0.24	(2)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.07 ± 0.04	(1)
Rapporto a/R_{star}	38.05 ± 103.90	(1)
Settori osservati	2	(1)

Tabella 5.32: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 237§: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015

Parametri	TOI 237 b	Reference
Raggio R_p (R_{\oplus})	1.74 ± 0.97	(1)
	1.51 ± 0.14	(2)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.035 ± 0.016	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	3.32 ± 2.87	(1)
	3.42	(3)
	4.12	(4)

Tabella 5.33: Parametri planetari di TOI 237 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP,

Parametri	Valori per TOI 698	Reference
Ascensione retta (J2000)	05h 50min 56.62s	(1)
Declinazione (J2000)	-76° 37' 13.3"	(1)
Distanza (pc)	63.49 ± 0.03	(2)
Massa (M_{\odot})	0.39	(3)
	0.48	(4)
Raggio (R_{\odot})	0.43 ± 0.07	(1)
Luminosità (L_{\odot})	//	(2)
	0.024	(3)
	0.053	(4)
Temperatura efficace (K)	3939.53	(2)
	3570.00 ± 64.00	(1)

Tabella 5.34: Parametri stellari di TOI 698. (1) catalogo TOI, (2) catalogo GAIA DR2, (3) Rabus et al., 2019, (4) Mann et al., 2015, (5) ExoFOP.

Nel caso di questa stella è stato rivelato un solo candidato pianeta TOI 698 b.

Nel catalogo GAIA DR2 non sono presenti i dati relativi alla luminosità ed al raggio stellare, di conseguenza è stato preso in considerazione il raggio riportato dal catalogo di TESS ($R_{\text{star}} = 0.43 \pm 0.07 R_{\odot}$) e ottenuto tramite relazioni empiriche applicate ai colori infrarossi. Il rapporto a/R_{star} (dove a è il semi-asse maggiore ed R_{star} il raggio della stella) può essere ottenuto direttamente utilizzando la terza legge di Keplero, dove conoscendo il periodo P e la massa stellare M ¹² si può ricavare il semi-asse maggiore dell'orbita planetaria.

Per quanto concerne la luminosità L_{star} , dal momento che il catalogo GAIA DR2 non fornisce questo valore, sono state applicate le correzioni bolometriche (vedi relazioni 4.9), dove i coefficienti sono stati stimati da Mann et al., 2015) da cui si ottiene $L_{\text{star}} = 0.053 L_{\odot}$. Alternativamente, si possono utilizzare le relazioni ottenute da Rabus et al., 2019, che offrono risultati più attendibili nella regione relativa alle sole stelle M (vedi sezione 4.1.3). Il valore della luminosità in questo caso risulta $L_{\text{star}} = 0.024 L_{\odot}$. In queste relazioni sono stati utilizzati il valore solare di $L_{\odot} = (3.827 \pm 0.001) \times 10^{26}$ W e $M_{\text{bol},\odot} = 4.76$. Utilizzando la relazione massa-luminosità per le stelle di sequenza principale è stata ottenuta una stima della massa della stella.

I parametri stellari di TOI 698 sono riportati nella tabella 5.34, mentre i parametri planetari nelle tabelle 5.35 e 5.36.

Dal grafico A della figura 5.23 si osserva come gli 8 transiti sono distribuiti in 5 diversi settori. Nel caso di questo candidato pianeta tutti i test sono superati con successo. Si pone l'attenzione, tuttavia, sul lieve disaccordo nel confronto tra la profondità delle curve di luce dei transiti pari e dispari (2.03σ). Inoltre, l'ultimo test relativo all'offset indica come i transiti rilevati nel settore 1 sono fuori dal raggio di confidenza di 3σ . Per la conferma finale che si tratti di un pianeta è necessaria un'ulteriore analisi attraverso il metodo delle velocità radiali.

¹²per stimare la massa M della stella è stata utilizzata la relazione massa-luminosità $L/L_{\odot} = (M/M_{\odot})^4$, valida per stelle di sequenza principale

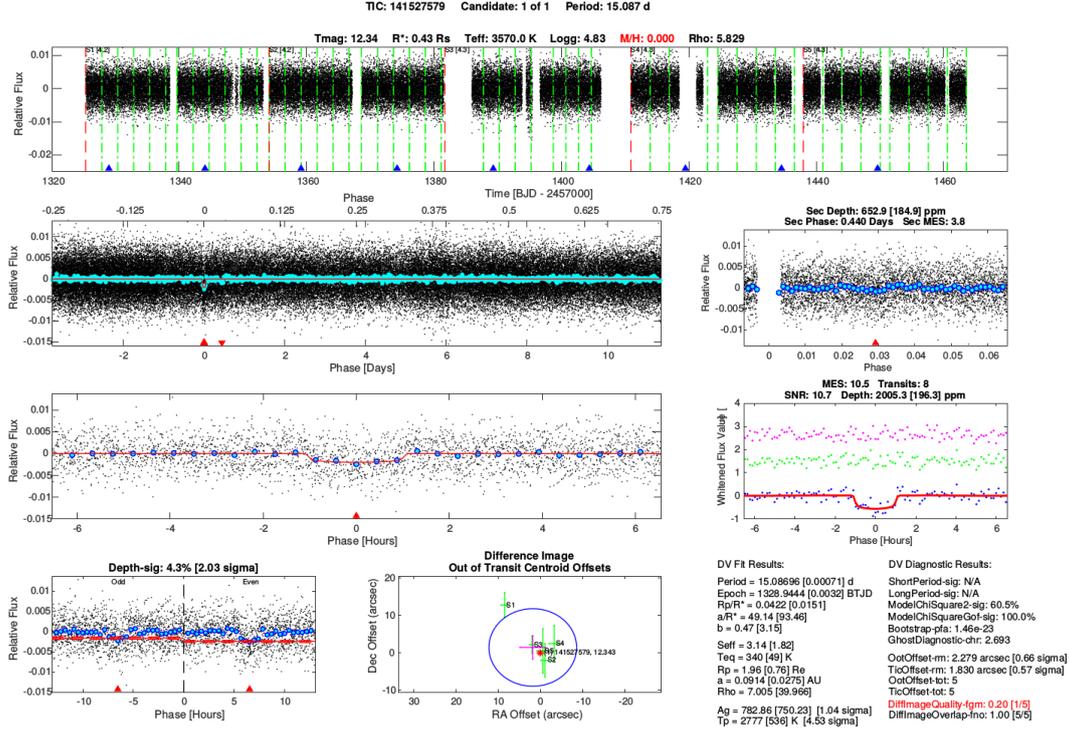


Figura 5.23: Test di verifica di TOI 698 b

Parametri	TOI 698 b	Reference
Epoca (BTJD)	1328.9444 ± 0.0032	(1)
Periodo orbitale (giorni)	15.0870 ± 0.0007	(1)
Durata del transito (ore)	2.18 ± 0.45	(1)
Profondità del transito (ppm)	2005.29 ± 196.31	(1)
Eccentricità e	0.27 ± 0.27	(2)
Inclinazione i (deg)	89.41 ± 0.29	(2)
Parametro di impatto b	0.41 ± 0.25	(2)
	0.47 ± 3.15	(1)
Rapporto raggio pianeta-stella r/R_{star}	0.04 ± 0.02	(1)
Rapporto a/R_{star}	49.14 ± 93.46	(1)
Settori osservati	5 4 3 2 1	(1)

Tabella 5.35: Parametri ottenuti dal modello dei transiti e delle velocità radiali di TOI 698. (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP, (3) [Rabus et al., 2019](#), (4) [Mann et al., 2015](#)

Parametri	TOI 698 b	Reference
Raggio R_p (R_{\oplus})	1.96 ± 0.76	(1)
	1.87 ± 0.13	(2)
Semi-asse maggiore a (AU)	0.09 ± 0.03	(2)
Flusso efficace stellare S_{eff}	3.14 ± 1.82	(1)
	3.11	(3)
	6.07	(4)

Tabella 5.36: Parametri planetari di TOI 698 b: (1) catalogo TOI, (2) ExoFOP,

5.7.8 Distribuzione dei pianeti più interessanti che si trovano vicino ai limiti di abitabilità

La figura 5.24 mostra la distribuzione, in funzione del flusso stellare efficace, dei sistemi discussi nelle sezioni precedenti: TOI 696 b, TOI 198 b, TOI 203 b, TOI 406 b, TOI 233 b, TOI 237 b e TOI 698 b. Da una prima analisi si evince come, ad eccezione di TOI 203, tutti i pianeti sono all'interno del “tidal lock radius”. Un parametro chiave a questo punto diventa l'età del sistema, dal momento che nel caso di sistemi giovani, l'interazione gravitazionale con la stella ospite non ha ancora bloccato il pianeta in una risonanza orbitale. Nel caso contrario, invece, la stella avrebbe il tempo necessario per interagire gravitazionalmente e vincolare il pianeta in una orbita risonante, dove il periodo rotazione è proporzionale al periodo di rivoluzione intorno alla stella ospite. Nel caso in cui i pianeti fossero vincolati in una orbita sincrona, il periodo orbitale sarebbe tale per cui il limite interno si spingerebbe verso valori del flusso superiori, permettendo ai pianeti di sviluppare le condizioni ideali per garantire la presenza di acqua sulla loro superficie. Inoltre, questi pianeti hanno una densità molto simile a quella terrestre, suggerendo come siano dei candidati potenzialmente abitabili.

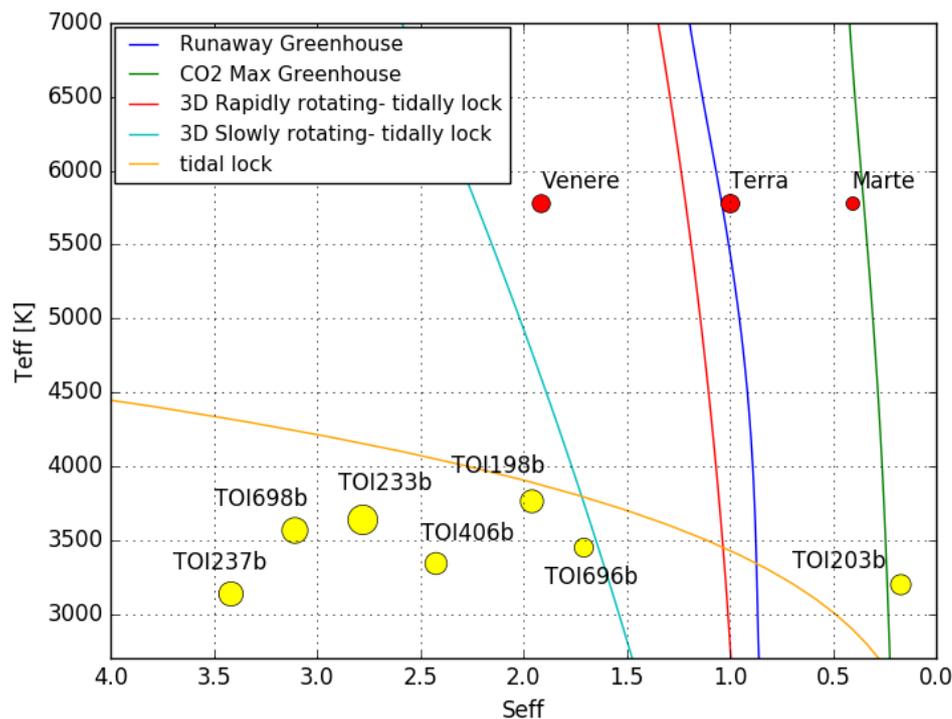


Figura 5.24: Limiti di abitabilità per i sistemi: TOI 696 b, TOI 198 b e TOI 203 b, TOI 406 b, TOI 233 b, TOI 237 b e TOI 698 b. Linea verde: limite esterno 1D (“maximum greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno 1D (“runaway greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno 3D per pianeti “rapidly rotating” (con periodo rotazionale di 1 giorno; [Yang et al., 2014](#)); linea azzurra: limite interno 3D per pianeti “slowly rotating” (con un periodo rotazionale di 128 giorni intorno a stelle G ed F, bloccati marealmente con un orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K; [Yang et al., 2014](#)); linea arancione: “tidal locking radius” ([Kasting et al., 1993](#)). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso). Si veda il capitolo 1 per una definizione rigorosa dei limiti qui mostrati.

TOI 203 b, diversamente, dai pianeti citati precedentemente, appare libero gravita-

zionalmente dall'azione della stella ospite. Inoltre, risulta molto interessante per via del suo raggio ($R_p = 1.22 \pm 0.39 R_\oplus$) simile a quello terrestre e per la sua distanza dalla stella ospite, in termini di flusso efficace. Nella sezione 2.3 è stato mostrato come nelle fase di pre-sequenza principale una stella di tipo M3 subisce una evoluzione in luminosità di ~ 1 ordine di grandezza. Di conseguenza, una variazione nella distribuzione energetica della stella (SED) si ripercuote sulla posizione dei limiti della HZ. Nella figura 2.14 si evince come i pianeti che si trovano inizialmente oltre il limite esterno possono acquisire durante il periodo di accrescimento una quantità sufficiente di acqua sulla superficie.

5.8 Pianeti confermati

In questa sezione vengono presentati i pianeti scoperti da TESS che sono stati confermati attraverso la verifica da parte di un secondo metodo di individuazione di pianeti extrasolari. I dati sono stati ottenuti dal sito “Exoplanet Archive” e sono aggiornati alla data del 28 agosto 2019.

Nella tabella 5.37 nelle colonne sono indicati: il nome della stella, il pianeta, il periodo P (in giorni), il semi-asse maggiore dell'orbita a (in unità astronomiche, AU), l'inclinazione i (in gradi), l'eccentricità e , il raggio del pianeta R_p (in raggi terrestri, R_\oplus), la densità ρ (in g cm^{-3}) ed il riferimento all'autore.

I pianeti più interessanti per i nostri scopi, che si trovano vicino ad i limiti della HZ, sono indicati in tabella 5.38 e rappresentati nella figura 5.25 in funzione del flusso stellare efficace; anche questi pianeti sono però situati a livelli di irraggiamento efficaci talmente grandi da poter escludere la loro abitabilità, per ogni ragionevole assunzione sulla loro composizione e sui processi chimico-fisici in atto.

Name	Planet	Period (days)	Semi-Major Axis (AU)	Inclination (deg)	Eccentricity	Radius (earth radii)	Density (g cm ⁻³)	Reference
DS Tuc A	b	8.138268±0.000011	0.1932±0.0002 null	89.50 ^{+0.34} _{-0.41} null	0	5.70±0.17 null	null null	Newton et al. 2019 Trifonov et al. 2019
GJ 143	b	35.589 ^{+0.006} _{-0.0051}	0.0695±0.0021	88.90 ^{+0.50} _{-0.37}	null	0.892 ^{+0.064} _{-0.084}	<31.93	Dragomir et al. 2018
GJ 357	c	7.78993 ^{+0.00044} _{-0.00044}	0.035±0.002	89.12 ^{+0.31} _{-0.31}	null	1.217 ^{+0.083} _{-0.083}	5.6 ^{+1.7} _{-1.3}	Luque et al. 2019
HD 1397	b	3.93072±0.00006	0.100±0.004	88.7 ^{+0.9} _{-1.0}	0.22 ^{+0.03} _{-0.03}	11.47±0.15	null	Brahm et al. 2019
HD 15337	b	11.5366±0.0003	0.052±0.001	88.5 ^{+0.6} _{-0.4}	0.09±0.05	1.64±0.06	9.30 ^{+1.81} _{-1.58}	Gandolfi et al. 2019
HD 202772 A	c	4.7562±0.0002	0.127±0.004	88.5 ^{+0.2} _{-0.2}	0.05±0.06	2.39±0.12	3.23 ^{+0.90} _{-0.72}	Gandolfi et al. 2019
HD 21749	b	17.1784±0.0016	0.052±0.0007	84.51 ^{+1.10} _{-0.72}	0.04 ^{+0.04} _{-0.03}	17.32 ^{+0.58} _{-0.67}	0.34 ^{+0.04} _{-0.04}	Wang et al. 2019
HD 219666	c	3.30896±0.00008	0.07±0.02	88.90 ^{+0.50} _{-0.37}	null	0.89±0.06	<31.93	Dragomir et al. 2018
HD 221416	b	6.0361±0.0006	0.0640±0.003	86.38±0.15	0	4.71±0.17	0.87 ^{+0.12} _{-0.11}	Esposito et al. 2018
HD 23472	b	14.277±0.004	0.1228 ^{+0.0025} _{-0.0026}	85.75 ^{+0.08} _{-0.08}	0.115 ^{+0.36} _{-0.35}	9.2 ^{+0.3} _{-0.3}	0.43 ^{+0.06} _{-0.06}	Huber et al. 2019
HD 2685	c	17.7 ^{+0.1} _{-0.2}	0.121±0.001	null	null	null	null	Trifonov et al. 2019
HR 858	b	29.6 ^{+0.2} _{-0.2}	0.170±0.001	null	null	null	null	Trifonov et al. 2019
L 98-59	b	4.12688±0.00005	0.0568±0.0006	89.3 ^{+0.4} _{-0.4}	0.09 ^{+0.04} _{-0.05}	16.1±0.6	null	Jones et al. 2019
LHS 3844	b	3.58599±0.00015	0.048±0.001	85.50 ^{+0.15} _{-0.15}	<0.30	2.09±0.07	null	Vanderburg et al. 2019
LHS 1445 A	c	5.9729±0.0006	0.067±0.001	86.23±0.26	<0.19	1.94±0.07	null	Vanderburg et al. 2019
TOI 150	d	11.2300±0.001	0.103±0.002	87.4 ^{+0.2} _{-0.2}	<0.28	2.16 ^{+0.09} _{-0.08}	null	Vanderburg et al. 2019
TOI 172	b	2.25314±0.00002	0.023±0.002	88.7 ^{+0.8} _{-0.7}	0.10 ^{+0.17} _{-0.07}	0.80±0.05	null	Kostov et al. 2019
TOI 216	c	3.690621±0.000013	0.032±0.002	89.3 ^{+0.4} _{-0.5}	0.09±0.17	1.35±0.08	null	Kostov et al. 2019
TOI 270	d	7.45086±0.00005	0.052±0.004	88.5 ^{+0.2} _{-0.5}	0.20 ^{+0.32} _{-0.16}	1.57±0.14	null	Kostov et al. 2019
TOI 150	b	5.3588±0.0003	0.0381±0.0007	88.50±0.51	null	1.30±0.02	null	Vanderspek et al. 2018
TOI 172	b	5.85734±0.00007	0.058±0.001	89.40±0.41	0.19 ^{+0.35} _{-0.14}	1.38±0.13	4.4 ^{+4.0} _{-4.2}	Winters et al. 2019
TOI 216	b	9.4773±0.0008	0.0914±0.0017	88.2 ^{+1.1} _{-1.1}	0	15.5±0.4	0.83±0.10	Cañas et al. 2019
TOI 270	c	34.556 ^{+0.014} _{-0.019}	0.2069 ^{+0.0107} _{-0.0082}	89.83 ^{+0.11} _{-0.12}	0.381 ^{+0.009} _{-0.037}	10.8±0.4	7.53 ^{+0.65} _{-0.72}	Rodriguez et al. 2019
TOI 150	b	17.089±0.015	0.1293±0.0067	88.364 ^{+0.068} _{-0.068}	0.029 ^{+0.037} _{-0.020}	11.29 ^{+0.38} _{-0.42}	0.760 ^{+0.60} _{-0.380}	Kipping et al. 2019
TOI 172	b	3.360080±0.000065	0.0306±0.0033	88.65±1.40	0	7.69±1.62	0.340±0.180	Kipping et al. 2019
TOI 216	c	5.660172±0.000035	0.0472±0.0030	89.53±0.42	0	1.247±0.089	null	Günther et al. 2019
TOI 150	c	11.38014±0.00011	0.0733±0.0042	89.69±0.16	0	2.42±0.13	null	Günther et al. 2019
TOI 172	d	11.38014±0.00010	0.0733±0.0042	89.69±0.16	0	2.13±0.12	null	Günther et al. 2019
HD 39091	c	6.26834±0.00024	0.06702±0.00109	87.31±0.11	0	2.06±0.03	2.82±0.53	Gandolfi et al. 2018

Tabella 5.37: Lista dei pianeti confermati scoperti da TESS. Nella tabella sono presenti le caratteristiche dei 29 pianeti. I dati sono stati ottenuti dal sito <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>.

Name	Planet	S_{eff} (days)	Luminosity (L_{\odot})	Temperature (K)	Type
GJ 143	b	5.52	0.2060 ± 0.0003	4640 ± 100	K4.5
	c	42.64			
L 98-59	b	20.63	0.01 ± 0.20	3367 ± 150	M3 V
	c	10.69			
	d	4.15			
TOI 270	b	16.93	$0.01585^{+0.0}_{-0.1}$	3386^{+137}_{-131}	M3.0 V
	c	7.11			
	d	3.53			

Tabella 5.38: Pianeti confermati che si trovano più vicino ad i limiti della zona abitabile. I dati sono stati ottenuti dal sito <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/>.

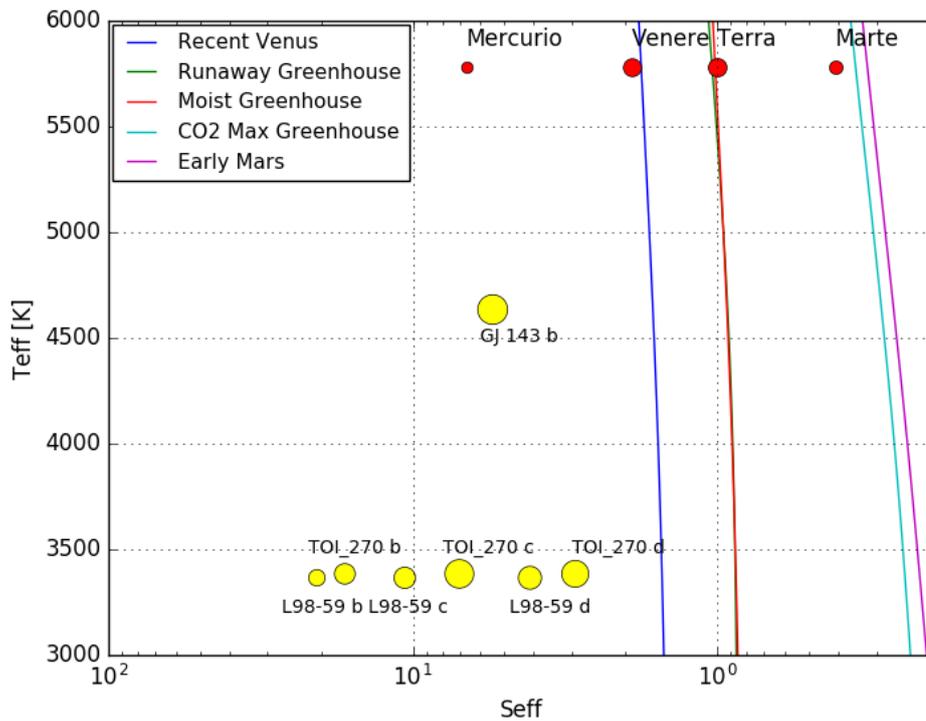


Figura 5.25: Limiti di abitabilità per i sistemi confermati: TOI 270 b-c-d, L 98-59 b-c-d e GJ 143 b. Linea verde: limite esterno 1D (“maximum greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea blu: limite interno 1D (“runaway greenhouse”; [Kopparapu et al., 2013](#)); linea rossa: limite interno 3D per pianeti “rapidly rotating” (con periodo rotazionale di 1 giorno; [Yang et al., 2014](#)); linea azzurra: limite interno 3D per pianeti “slowly rotating” (con un periodo rotazionale di 128 giorni intorno a stelle G ed F, bloccati marealmente con un’orbita di 60 giorni intorno a stelle M e K; [Yang et al., 2014](#)); linea arancione: “tidal locking radius” ([Kasting et al., 1993](#)). Infine, sono stati riportati i pianeti del sistema solare (in rosso).

5.9 Conclusioni

Per concludere, abbiamo mostrato come la zona di abitabilità sia uno strumento concettuale essenziale nel valutare le potenzialità di un pianeta nell'ospitare la vita come la conosciamo. Nel corso degli anni il concetto di abitabilità ha subito una significativa evoluzione, ne sono un diretto risultato le recenti ricerche di nuove definizioni che valgono per pianeti con una atmosfera ricca di metano o idrogeno molecolare. In questa tesi è stata effettuata un'analisi sui 1042 candidati pianeti trovati da TESS (alla data del 28-08-2019), utilizzando i modelli per i limiti della zona di abitabilità, unidimensionali e tridimensionali, forniti da [Kopparapu et al., 2013](#) e [Yang et al., 2014](#). Dai 1042 candidati pianeti sono stati individuati 5 candidati potenzialmente abitabili, che si trovano all'interno della HZ: TOI 256 b (LHS 1140 b), TOI 700 c, TOI 176 b, TOI 715 b e TOI 793 b. Inoltre, sono stati analizzati ulteriori 6 candidati pianeti ritenuti di particolare interesse grazie alla dimensioni del raggio, simili a quelle terrestri. Un'attenta analisi dei dati di archivio di questi pianeti sarà fondamentale nella seconda fase di validazione dei dati, con l'obiettivo finale di richiedere tempo osservativo con spettrografi di alta precisione per misurare le masse e quindi confermare definitivamente la natura planetaria di questi segnali, oltre a caratterizzare in modo ottimale i parametri della stella ospite.

Per quanto riguarda le prospettive future, il lancio del satellite PLATO (“PLAnetary Transit and Oscillations of stars”) [[Rauer et al., 2014](#)], in programma nel 2026, faciliterà la scoperta di centinaia di esopianeti orbitanti intorno alle stelle più vicine nei dintorni solari concentrandosi a differenza di TESS anche sulla ricerca di pianeti abitabili intorno a stelle simili al nostro Sole. I pianeti di particolare interesse, che sono stati trovati da TESS, saranno i target futuri di questa missione e della prossima generazione di telescopi spaziali da Terra, come l'E-ELT (“European Extremely Large Telescope”). L'obiettivo finale sarà quello di caratterizzare le loro atmosfere attraverso i satelliti JWST (“James Webb Space Telescope”) e ARIEL (“Atmospheric Remote-sensing Infrared Exoplanet Large-survey”), il cui lancio è in programma, rispettivamente, nel 2021 e nel 2028. Queste sonde saranno di particolare importanza dal momento che individuerà i segni distintivi di origine biologica nelle atmosfere dei pianeti potenzialmente abitabili individuati nelle missioni precedenti. In particolare, l'obiettivo di ARIEL sarà la caratterizzazione sistematica di centinaia di atmosfere di esopianeti orbitanti intorno a stelle M.

Appendice

Tipo spettrale	T_{eff} (K)	M_{bol}	Tipo spettrale	T_{eff} (K)	M_{bol}
O3 V	46000	-9,75	G0 V	5920	4,40
O4 V	43000	-9,42	G2 V	5770	4,68
O5 V	41500	-9,20	G1 V	5880	4,40
O6 V	39000	-8,67	G3 V	5720	4,74
O7 V	36500	-8,18	G5 V	5660	4,84
O9 V	32500	-7,29	G6 V	5590	4,98
B0 V	31500	-7,02	G7 V	5530	5,02
B1 V	26000	-5,68	G8 V	5490	5,15
B2 V	20600	-3,71	G9 V	5340	5,34
B3 V	17000	-2,64	K0 V	5280	5,54
B4 V	16700	-2,52	K1 V	5170	5,65
B5 V	15700	-2,25	K2 V	5040	5,88
B6 V	14500	-1,66	K3 V	4830	6,16
B7 V	14000	-1,47	K4 V	4600	6,42
B8 V	12500	-0,91	K5 V	4410	6,68
B9 V	10700	0,28	K6 V	4230	6,99
A0 V	9700	0,87	K7 V	4070	7,18
A1 V	9200	1,19	K8 V	4000	7,44
A2 V	8840	1,38	K9 V	3940	7,59
A3 V	8550	1,49	M0 V	3870	7,75
A4 V	8270	1,72	M1 V	3700	8,25
A5 V	8080	1,81	M2 V	3550	8,65
A6 V	8000	1,87	M3 V	3410	9,17
A7 V	7800	2,07	M4 V	3200	10,21
A8 V	7500	2,29	M5 V	3030	11,02
A9 V	7440	2,30	M6 V	2850	12,26
F0 V	7220	2,50	M7 V	2650	12,75
F1 V	7030	2,78	M8 V	2500	13,14
F2 V	6810	2,97	M9 V	2400	13,67
F3 V	6720	3,05			
F4 V	6640	3,19			
F5 V	6510	3,36			
F6 V	6340	3,65			
F7 V	6240	3,81			
F8 V	6170	3,96			
F9 V	6060	4,07			

Tabella 5.39: Temperatura efficace stellare T_{eff} e magnitudine bolometrica M_{bol} per ogni classe spettrale. Basato sul lavoro compiuto da Eric Mamajek e disponibile dal sito: http://www.pas.rochester.edu/~emamajek/EEM_dwarf_UBVIJHK_colors_Teff.dat.

Bibliografia

- [Abe et al., 2011] Abe, Y., Abe-Ouchi, A., Sleep, N. H., and Zahnle, K. J. (2011). Habitable Zone Limits for Dry Planets. *Astrobiology*, 11(5):443–460.
- [Astudillo-Defru et al., 2017] Astudillo-Defru, N., Delfosse, X., Bonfils, X., Forveille, T., Lovis, C., and Rameau, J. (2017). Magnetic activity in the HARPS M dwarf sample. The rotation-activity relationship for very low-mass stars through R'(HK). , 600:A13.
- [Baraffe et al., 1998] Baraffe, I., Chabrier, G., Allard, F., and Hauschildt, P. (1998). VizieR Online Data Catalog: Low-mass stars evolutionary models (Baraffe+ 1998). *VizieR Online Data Catalog*, pages J/A+A/337/403.
- [Baraffe et al., 2015] Baraffe, I., Homeier, D., Allard, F., and Chabrier, G. (2015). New evolutionary models for pre-main sequence and main sequence low-mass stars down to the hydrogen-burning limit. , 577:A42.
- [Barnes, 2017] Barnes, R. (2017). Tidal locking of habitable exoplanets. *Celestial Mechanics and Dynamical Astronomy*, 129(4):509–536.
- [Barry and Chorley, 2004] Barry, R. G. and Chorley, R. J. (2004). *Atmosphere, weather, and climate*. New York, NY Routledge, 8th ed edition.
- [Bate et al., 2003] Bate, M. R., Lubow, S. H., Ogilvie, G. I., and Miller, K. A. (2003). Three-dimensional calculations of high- and low-mass planets embedded in protoplanetary discs. , 341(1):213–229.
- [Bressan et al., 2012] Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., and Nanni, A. (2012). PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. , 427(1):127–145.
- [Chabrier and Baraffe, 1997] Chabrier, G. and Baraffe, I. (1997). Structure and evolution of low-mass stars. , 327:1039–1053.
- [Cicerone et al., 2004] Cicerone, R., Orr, J., Brewer, P., Haugan, P., Merlivat, L., Ohsumi, T., Pantoja, S., and Poertner, H.-O. (2004). The Ocean in a High CO₂ World. *EOS Transactions*, 85(37):351–353.
- [Cutri et al., 2003] Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., Howard, E., Huchra, J., Jarrett, T., Kopan, E. L., Kirkpatrick, J. D., Light, R. M., Marsh, K. A., McCallon, H., Schneider, S., Stiening, R., Sykes, M., Weinberg, M., Wheaton, W. A., Wheelock, S., and Zacarias, N. (2003). VizieR Online Data Catalog: 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003). *VizieR Online Data Catalog*, page II/246.
- [David M. Gates and Weidner, 1965] David M. Gates, Harry J. Keegan, J. C. S. and Weidner, V. R. (1965). Spectral Properties of Plants. pages 11–20.

- [Dittmann et al., 2017] Dittmann, J. A., Irwin, J. M., Charbonneau, D., Bonfils, X., Astudillo-Defru, N., Haywood, R. D., Berta-Thompson, Z. K., Newton, E. R., Rodriguez, J. E., Winters, J. G., Tan, T.-G., Almenara, J.-M., Bouchy, F., Delfossé, X., Forveille, T., Lovis, C., Murgas, F., Pepe, F., Santos, N. C., Udry, S., Wünsche, A., Esquerdo, G. A., Latham, D. W., and Dressing, C. D. (2017). A temperate rocky super-Earth transiting a nearby cool star. , 544(7650):333–336.
- [Dole, 1964] Dole, S. H. (1964). *Habitable planets for man*.
- [Dressing and Charbonneau, 2013] Dressing, C. D. and Charbonneau, D. (2013). The Occurrence Rate of Small Planets around Small Stars. , 767(1):95.
- [Gaia Collaboration, 2016] Gaia Collaboration (2016). The Gaia mission. , 595:A1.
- [Gaia Collaboration, 2018] Gaia Collaboration (2018). Gaia Data Release 2. Summary of the contents and survey properties. , 616:A1.
- [Gilman, 1980] Gilman, P. A. (1980). *Differential rotation in stars with convection zones*, volume 114, pages 19–37.
- [Hansen, 2015] Hansen, B. M. S. (2015). In situ models for planet assembly around cool stars. *International Journal of Astrobiology*, 14(2):267–278.
- [Hart, 1978] Hart, M. H. (1978). The evolution of the atmosphere of the earth. *Icarus*, 33(1):23–39.
- [Hawley et al., 1996] Hawley, S. L., Gizis, J. E., and Reid, I. N. (1996). The Palomar/MSU Nearby Star Spectroscopic Survey.II.The Southern M Dwarfs and Investigation of Magnetic Activity. , 112:2799.
- [Howard et al., 2012] Howard, A. W., Marcy, G. W., Bryson, S. T., Jenkins, J. M., Rowe, J. F., Batalha, N. M., Borucki, W. J., Koch, D. G., Dunham, E. W., Gautier, Thomas N., I., Van Cleve, J., Cochran, W. D., Latham, D. W., Lissauer, J. J., Torres, G., Brown, T. M., Gilliland, R. L., Buchhave, L. A., Caldwell, D. A., Christensen-Dalsgaard, J., Ciardi, D., Fressin, F., Haas, M. R., Howell, S. B., Kjeldsen, H., Seager, S., Rogers, L., Sasselov, D. D., Steffen, J. H., Basri, G. S., Charbonneau, D., Christiansen, J., Clarke, B., Dupree, A., Fabrycky, D. C., Fischer, D. A., Ford, E. B., Fortney, J. J., Tarter, J., Girouard, F. R., Holman, M. J., Johnson, J. A., Klaus, T. C., Machalek, P., Moorhead, A. V., Morehead, R. C., Ragozzine, D., Tenenbaum, P., Twicken, J. D., Quinn, S. N., Isaacson, H., Shporer, A., Lucas, P. W., Walkowicz, L. M., Welsh, W. F., Boss, A., Devore, E., Gould, A., Smith, J. C., Morris, R. L., Prsa, A., Morton, T. D., Still, M., Thompson, S. E., Mullally, F., Endl, M., and MacQueen, P. J. (2012). Planet Occurrence within 0.25 AU of Solar-type Stars from Kepler. , 201(2):15.
- [Ivanov and Head, 2018] Ivanov, M. A. and Head, J. W. (2018). *The Surface of Venus*, page 26.
- [Joshi et al., 1997] Joshi, M. M., Haberle, R. M., and Reynolds, R. T. (1997). Simulations of the Atmospheres of Synchronously Rotating Terrestrial Planets Orbiting M Dwarfs: Conditions for Atmospheric Collapse and the Implications for Habitability. *Icarus*, 129(2):450–465.
- [Kasting et al., 1993] Kasting, J. F., Whitmire, D. P., and Reynolds, R. T. (1993). Habitable Zones around Main Sequence Stars. *Icarus*, 101(1):108–128.
- [Kerber et al., 2013] Kerber, L., Forget, F., Madeleine, J.-B., Wordsworth, R., Head, J. W., and Wilson, L. (2013). The effect of atmospheric pressure on the dispersal of pyroclasts from martian volcanoes. *Icarus*, 223(1):149–156.

- [Kiang et al., 2007] Kiang, N. Y., Segura, A., Tinetti, G., Govindjee, Blankenship, R. E., Cohen, M., Siefert, J., Crisp, D., and Meadows, V. S. (2007). Spectral Signatures of Photosynthesis. II. Coevolution with Other Stars And The Atmosphere on Extrasolar Worlds. *Astrobiology*, 7(1):252–274.
- [Kite et al., 2009] Kite, E. S., Manga, M., and Gaidos, E. (2009). Geodynamics and Rate of Volcanism on Massive Earth-like Planets. *The Astrophysical Journal*, 700(2):1732–1749.
- [Knoll et al., 2007] Knoll, A. H., Bambach, R. K., Payne, J. L., Pruss, S., and Fischer, W. W. (2007). Paleophysiology and end-Permian mass extinction. *Earth and Planetary Science Letters*, 256(3-4):295–313.
- [Kopparapu, 2013] Kopparapu, R. K. (2013). A Revised Estimate of the Occurrence Rate of Terrestrial Planets in the Habitable Zones around Kepler M-dwarfs. *The Astrophysical Journal*, 767(1):L8.
- [Kopparapu, 2018] Kopparapu, R. K. (2018). *The Habitable Zone: The Climatic Limits of Habitability*, page 58.
- [Kopparapu et al., 2013] Kopparapu, R. K., Ramirez, R., Kasting, J. F., Eymet, V., Robinson, T. D., Mahadevan, S., Terrien, R. C., Domagal-Goldman, S., Meadows, V., and Deshpande, R. (2013). Erratum: “Habitable Zones around Main-sequence Stars: New Estimates” </abs/2013ApJ...765..131K> (2013, ApJ, 765, 131)/A_j. *The Astrophysical Journal*, 770(1):82.
- [Kopparapu et al., 2014] Kopparapu, R. K., Ramirez, R. M., SchottelKotte, J., Kasting, J. F., Domagal-Goldman, S., and Eymet, V. (2014). Habitable Zones around Main-sequence Stars: Dependence on Planetary Mass. , 787(2):L29.
- [Kopparapu et al., 2017] Kopparapu, R. k., Wolf, E. T., Arney, G., Batalha, N. E., Haqq-Misra, J., Grimm, S. L., and Heng, K. (2017). Habitable Moist Atmospheres on Terrestrial Planets near the Inner Edge of the Habitable Zone around M Dwarfs. *The Astrophysical Journal*, 845(1):5.
- [Leconte et al., 2013] Leconte, J., Forget, F., Charnay, B., Wordsworth, R., Selsis, F., Millour, E., and Spiga, A. (2013). 3D climate modeling of close-in land planets: Circulation patterns, climate moist bistability, and habitability. *Astronomy and Astrophysics*, 554:A69.
- [Lineweaver et al., 2004] Lineweaver, C. H., Fenner, Y., and Gibson, B. K. (2004). The Galactic Habitable Zone and the Age Distribution of Complex Life in the Milky Way. *Science*, 303(5654):59–62.
- [Luger et al., 2015] Luger, R., Barnes, R., Lopez, E., Fortney, J., Jackson, B., and Meadows, V. (2015). Habitable Evaporated Cores: Transforming Mini-Neptunes into Super-Earths in the Habitable Zones of M Dwarfs. *Astrobiology*, 15(1):57–88.
- [Luri et al., 2018] Luri, X., Brown, A. G. A., Sarro, L. M., Arenou, F., Bailer-Jones, C. A. L., Castro-Ginard, A., de Bruijne, J., Prusti, T., Babusiaux, C., and Delgado, H. E. (2018). Gaia Data Release 2. Using Gaia parallaxes. , 616:A9.
- [Mann et al., 2015] Mann, A. W., Feiden, G. A., Gaidos, E., Boyajian, T., and von Braun, K. (2015). How to Constrain Your M Dwarf: Measuring Effective Temperature, Bolometric Luminosity, Mass, and Radius. , 804(1):64.
- [Meadows and Barnes, 2018] Meadows, V. S. and Barnes, R. K. (2018). *Factors Affecting Exoplanet Habitability*, page 57.

- [Ment et al., 2019] Ment, K., Dittmann, J. A., Astudillo-Defru, N., Charbonneau, D., Irwin, J., Bonfils, X., Murgas, F., Almenara, J.-M., Forveille, T., Agol, E., Ballard, S., Berta-Thompson, Z. K., Bouchy, F., Cloutier, R., Delfosse, X., Doyon, R., Dressing, C. D., Esquerdo, G. A., Haywood, R. D., Kipping, D. M., Latham, D. W., Lovis, C., Newton, E. R., Pepe, F., Rodriguez, J. E., Santos, N. C., Tan, T.-G., Udry, S., Winters, J. G., and Wünsche, A. (2019). A Second Terrestrial Planet Orbiting the Nearby M Dwarf LHS 1140. , 157(1):32.
- [Mulders et al., 2015] Mulders, G. D., Pascucci, I., and Apai, D. (2015). An Increase in the Mass of Planetary Systems around Lower-mass Stars. , 814(2):130.
- [Noyelles et al., 2014] Noyelles, B., Frouard, J., Makarov, V. V., and Efroimsky, M. (2014). Revisiting the capture of Mercury into its 3:2 spin-orbit resonance. In *Complex Planetary Systems, Proceedings of the International Astronomical Union*, volume 310 of *IAU Symposium*, pages 33–34.
- [Pierrehumbert and Gaidos, 2011] Pierrehumbert, R. and Gaidos, E. (2011). Hydrogen Greenhouse Planets Beyond the Habitable Zone. *The Astrophysical Journal*, 734(1):L13.
- [Prantzos, 2008] Prantzos, N. (2008). On the “Galactic Habitable Zone”. *Space Science Reviews*, 135(1-4):313–322.
- [Rabus et al., 2019] Rabus, M., Lachaume, R., Jordán, A., Brahm, R., Boyajian, T., von Braun, K., Espinoza, N., Berger, J.-P., Le Bouquin, J.-B., and Absil, O. (2019). A discontinuity in the T_{eff} -radius relation of M-dwarfs. , 484(2):2674–2683.
- [Ramirez and Kaltenegger, 2014] Ramirez, R. M. and Kaltenegger, L. (2014). The Habitable Zones of Pre-main-sequence Stars. *The Astrophysical Journal*, 797(2):L25.
- [Ramirez and Kaltenegger, 2017] Ramirez, R. M. and Kaltenegger, L. (2017). A Volcanic Hydrogen Habitable Zone. *The Astrophysical Journal*, 837(1):L4.
- [Ramirez and Kaltenegger, 2018] Ramirez, R. M. and Kaltenegger, L. (2018). A Methane Extension to the Classical Habitable Zone. *The Astrophysical Journal*, 858(2):72.
- [Rasool and de Bergh, 1970] Rasool, S. I. and de Bergh, C. (1970). The Runaway Greenhouse and the Accumulation of CO_2 in the Venus Atmosphere. *Nature*, 226(5250):1037–1039.
- [Rauer et al., 2014] Rauer et al. (2014). The PLATO 2.0 mission. *Experimental Astronomy*, 38(1-2):249–330.
- [Ricker et al., 2015] Ricker, G. R., Winn, J. N., Vanderspek, R., Latham, D. W., Bakos, G. Á., Bean, J. L., Berta-Thompson, Z. K., Brown, T. M., Buchhave, L., Butler, N. R., Butler, R. P., Chaplin, W. J., Charbonneau, D., Christensen-Dalsgaard, J., Clampin, M., Deming, D., Doty, J., De Lee, N., Dressing, C., Dunham, E. W., Endl, M., Fressin, F., Ge, J., Henning, T., Holman, M. J., Howard, A. W., Ida, S., Jenkins, J. M., Jernigan, G., Johnson, J. A., Kaltenegger, L., Kawai, N., Kjeldsen, H., Laughlin, G., Levine, A. M., Lin, D., Lissauer, J. J., MacQueen, P., Marcy, G., McCullough, P. R., Morton, T. D., Narita, N., Paegert, M., Palles, E., Pepe, F., Pepper, J., Quirrenbach, A., Rinehart, S. A., Sasselov, D., Sato, B., Seager, S., Sozzetti, A., Stassun, K. G., Sullivan, P., Szentgyorgyi, A., Torres, G., Udry, S., and Villaseñor, J. (2015). Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS). *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1:014003.

- [Rushby et al., 2018] Rushby, A. J., Johnson, M., Mills, B. J. W., Watson, A. J., and Claire, M. W. (2018). Long-Term Planetary Habitability and the Carbonate-Silicate Cycle. *Astrobiology*, 18(5):469–480.
- [Schwieterman et al., 2019] Schwieterman, E. W., Reinhard, C. T., Olson, S. L., Harman, C. E., and Lyons, T. W. (2019). A Limited Habitable Zone for Complex Life. *The Astrophysical Journal*, 878(1):19.
- [Shields et al., 2016] Shields, A. L., Ballard, S., and Johnson, J. A. (2016). The habitability of planets orbiting M-dwarf stars. , 663:1.
- [Solomon and Head, 1991] Solomon, S. C. and Head, J. W. (1991). Fundamental Issues in the Geology and Geophysics of Venus. *Science*, 252(5003):252–260.
- [Sotin et al., 2010] Sotin, C., Jackson, J. M., and Seager, S. (2010). *Terrestrial Planet Interiors*, pages 375–395.
- [Stassun et al., 2018] Stassun, K. G., Oelkers, R. J., Pepper, J., Paegert, M., Bastien, F. A., De Lee, N., Torres, G., and Latham, D. W. (2018). Erratum: The TESS Input Catalog and Candidate Target List (<http://doi.org/10.3847/1538-3881/aad050>) *2018, AJ*, 156, 102;A_i). *The Astronomical Journal*, 156(4):183.
- [Turbet et al., 2018] Turbet, M., Bolmont, E., Leconte, J., Forget, F., Selsis, F., Tobie, G., Caldas, A., Naar, J., and Gillon, M. (2018). Modeling climate diversity, tidal dynamics and the fate of volatiles on TRAPPIST-1 planets. , 612:A86.
- [Turbet et al., 2017] Turbet, M., Forget, F., Leconte, J., Charnay, B., and Tobie, G. (2017). CO₂ condensation is a serious limit to the deglaciation of Earth-like planets. *Earth and Planetary Science Letters*, 476:11–21.
- [Turbet et al., 2016] Turbet, M., Leconte, J., Selsis, F., Bolmont, E., Forget, F., Ribas, I., Raymond, S. N., and Anglada-Escudé, G. (2016). The habitability of Proxima Centauri b. II. Possible climates and observability. *Astronomy and Astrophysics*, 596:A112.
- [Wright and Drake, 2016] Wright, N. J. and Drake, J. J. (2016). Solar-type dynamo behaviour in fully convective stars without a tachocline. , 535(7613):526–528.
- [Yang et al., 2019a] Yang, H., Komacek, T. D., and Abbot, D. S. (2019a). Effects of Radius and Gravity on the Inner Edge of the Habitable Zone. , 876(2):L27.
- [Yang et al., 2014] Yang, J., Boué, G., Fabrycky, D. C., and Abbot, D. S. (2014). Strong Dependence of the Inner Edge of the Habitable Zone on Planetary Rotation Rate. *The Astrophysical Journal*, 787(1):L2.
- [Yang et al., 2013] Yang, J., Cowan, N. B., and Abbot, D. S. (2013). Stabilizing Cloud Feedback Dramatically Expands the Habitable Zone of Tidally Locked Planets. *The Astrophysical Journal*, 771(2):L45.
- [Yang et al., 2019b] Yang, J., Leconte, J., Wolf, E. T., Merlis, T., Koll, D. D. B., Forget, F., and Abbot, D. S. (2019b). Simulations of Water Vapor and Clouds on Rapidly Rotating and Tidally Locked Planets: A 3D Model Intercomparison. *The Astrophysical Journal*, 875(1):46.