

4. EFFETTI DEL MEZZO SULLE OSSERVAZIONI ASTRONOMICHE

Introduzione

Come abbiamo brevemente visto nell'Introduzione al Corso, un importante componente della materia presente nell'universo è il mezzo interstellare (IM). L'IM è composto prevalentemente di idrogeno (in forma molecolare, neutra o ionizzata), ma contiene, anche se in percentuali molto minori, numerosi altri elementi (He, O, N, S, etc.), molecole complesse (come i PAH, idrocarburi policiclici aromatici), grani di polvere a base di C e Si, ghiaccio d'acqua, etc.

Il mezzo interstellare gioca un ruolo assai importante in molti processi astrofisici, come a esempio la formazione stellare e la stessa formazione dei sistemi planetari. Secondo alcune ipotesi anche alcune molecole organiche complesse che sono alla base dell'evoluzione della chimica organica (e quindi della vita) si formano nel mezzo interstellare. Ma in questo contesto ci occuperemo solo dei suoi effetti sulla radiazione proveniente dagli oggetti astronomici.

Questi effetti sono molto importanti ed è necessario tenerne conto se si vogliono trarre corrette conclusioni fisiche dai dati fotometrici e spettroscopici.

A stretto rigore bisognerebbe distinguere tra mezzo interstellare e mezzo intergalattico, ma qui parleremo solo genericamente di mezzo interstellare.

Il mezzo interstellare produce due principali effetti sulla radiazione proveniente dalle stelle: **l'estinzione** (*extinction*) e **l'arrossamento** (*reddening*).

4.1 Estinzione interstellare

Estinzione è il termine usato in astronomia per descrivere l'assorbimento e la diffusione della radiazione elettromagnetica emessa da un oggetto a causa della materia presente tra l'oggetto e l'osservatore. Come vedremo anche l'atmosfera terrestre produce la sua estinzione. Qui parleremo per ora solo dell'estinzione dovuta al mezzo interstellare.

L'effetto principale dell'estinzione è la *diminuzione* del flusso proveniente da un oggetto e quindi un *aumento* della sua magnitudine apparente. Si comprende subito che se non si tiene conto dell'estinzione gli oggetti appaiono *più lontani* di quello che sono e pertanto le loro distanze risultano sfalsate. Se A_λ rappresenta il numero di magnitudini di estinzione interstellare lungo la linea di vista in una certa banda spettrale centrata su λ possiamo scrivere:

$$m_\lambda = M_\lambda + 5 \log d + 5 + A_\lambda$$

L'ignoranza di questo effetto ha comportato in passato grandi difficoltà e dibattiti nella determinazione delle distanze stellari, della dimensione della Via Lattea e delle distanze intergalattiche.

L'estinzione si misura spesso in variazione di magnitudine apparente per kpc di distanza (mag/kpc). Per fare un esempio, l'entità dell'estinzione $A(V)$ nella nostra zona della Via Lattea (dintorni del Sole) nella banda V di Johnson-Cousins è di circa 0.7-1 mag/kpc.

Il valore di A_λ è legato allo spessore ottico τ_λ del materiale presente lungo la linea di vista. Se $I_{\lambda,0}$ è il flusso all'origine e I_λ quello misurato, abbiamo:

$$I_\lambda = I_{\lambda,0} e^{-\tau_\lambda} \quad (\text{se } \tau_\lambda \ll 1 \text{ il mezzo è trasparente alla radiazione, se } \tau_\lambda \gg 1 \text{ il mezzo è completamente opaco})$$

Ricordando la definizione di magnitudine:

$$m_\lambda - m_{\lambda,0} = -2.5 \log(e^{-\tau_\lambda}) = 2.5 \tau_\lambda \log e = 1.086 \tau_\lambda$$

da cui:

$$A_\lambda = 1.086 \tau_\lambda$$

Quindi il cambio di magnitudine dovuto all'estinzione è approssimativamente uguale allo spessore ottico lungo la linea di vista.

Lo spessore ottico a sua volta dipende, dal punto di vista fisico, dalla quantità di materia presente lungo la linea di vista, dalla lunghezza del percorso e dallo specifico processo d'interazione della radiazione con la materia.

Per un elemento di percorso dl , la variazione di spessore ottico è data da:

$$d\tau = n(l) \sigma_\lambda dl$$

in cui σ_λ è la sezione d'urto del processo e $n(l)$ la densità di materia (atomi/m³).

Integrando su tutto il percorso (che collega l'oggetto all'osservatore) si ottiene: $\tau_\lambda = \sigma_\lambda n_c$, in cui n_c è la **densità colonnare**, cioè il numero di particelle in un cilindro sottile di sezione 1 m² che collega la stella all'osservatore.

Per cui:

$$A_\lambda = \sigma_\lambda n_c$$

Questa relazione stabilisce un collegamento tra la variazione di magnitudine apparente dovuta all'estinzione e la quantità di materia presente lungo la linea di vista. Tale quantità cambia a seconda della direzione in cui stiamo guardando. Per la nostra Galassia si sono costruite curve di estinzione abbastanza accurate in funzione della direzione di vista e si è visto che c'è una relazione molto stretta tra l'estinzione e la quantità di idrogeno (vedi esercizi).

A seconda della linea di vista avremo diverse densità colonnari. La figura 1 riporta una mappa della densità colonnare dell'idrogeno neutro (HI) della nostra Galassia ottenuta misurando la riga a 21 cm della transizione di spin (*spin flip*)¹.

¹ L'emissione è legata alla piccola differenza di energia tra la configurazione in cui lo spin dell'elettrone ha lo stesso verso del momento angolare orbitale e la configurazione in cui i versi sono opposti.

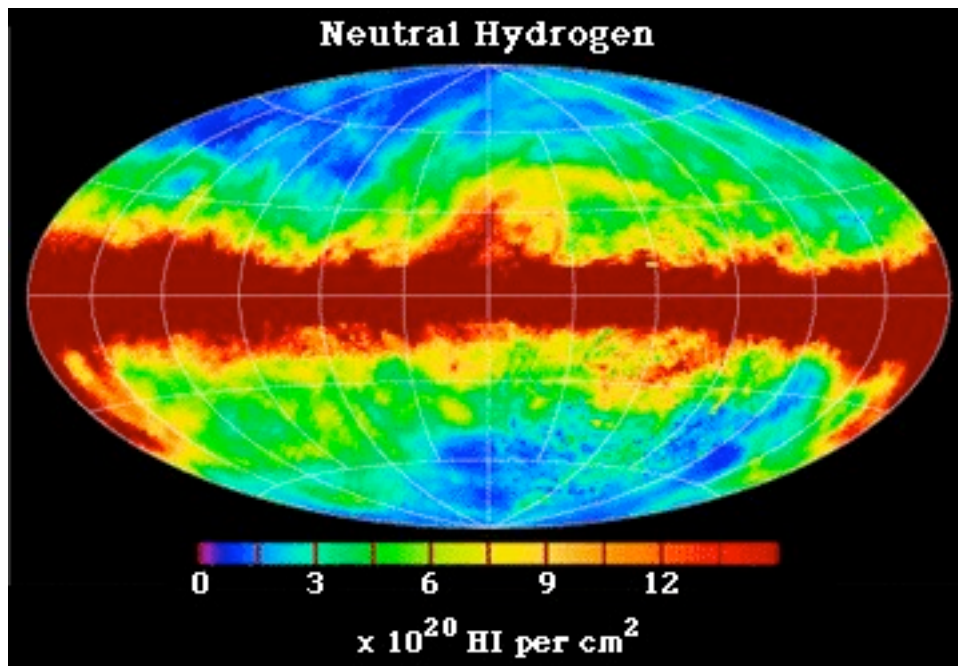


Figura 1. Mappa della densità colonnare dell'Idrogeno neutro per la Via Lattea.

La componente del mezzo interstellare principalmente responsabile dell'estinzione è la polvere, composta da grani la cui dimensione va da alcuni nanometri a qualche micron. In questo caso la sezione d'urto σ_λ è descritta dalla teoria di Mie, valida quando le dimensioni delle particelle sono dello stesso ordine di grandezza della lunghezza d'onda della radiazione, che è data da:

$$\sigma_\lambda \sim \frac{a^3}{\lambda}$$

in cui a è il raggio delle particelle.

Si vede quindi che l'estinzione è *dipendente dalla lunghezza d'onda* e che la radiazione di lunghezza d'onda maggiore è meno attenuata. Per questo, a esempio, il centro della Via Lattea è visibile nell'infrarosso e non nel visibile.

La descrizione di Mie funziona bene nel vicino infrarosso e nel visibile. Andando verso l'ultravioletto e l'infrarosso più lontano si notano deviazioni significative, che sono legate ad altri processi d'interazione della radiazione con il mezzo interstellare. Alcune di queste caratteristiche in assorbimento sono una struttura nell'ultravioletto a 2175 Å, una banda nell'infrarosso a 3.1 μ m dovuta al ghiaccio d'acqua e altre strutture nell'infrarosso, a 10 e a 18 μ m dovute ai silicati (vedi fig.2).

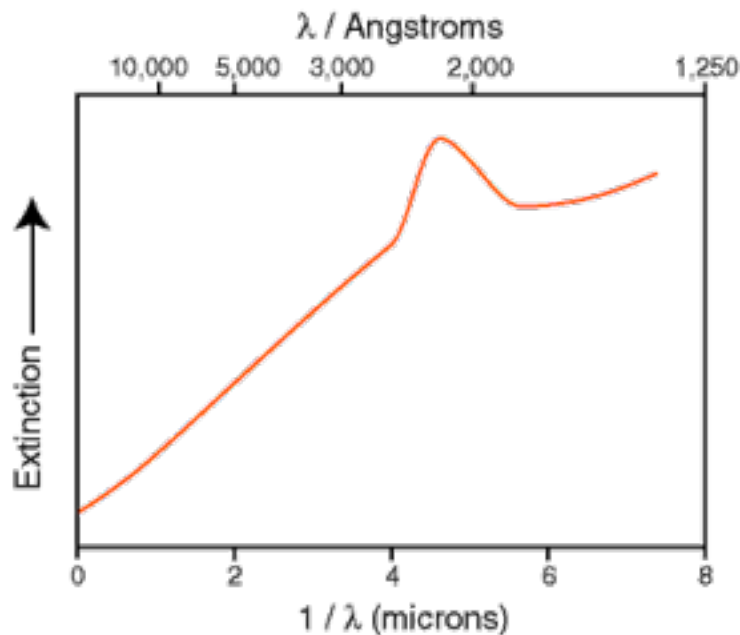


Figura 2. Schema di una tipica curva di estinzione. L'andamento è lineare, in accordo con la teoria di Mie, ma si notano significative deviazioni, come a esempio il “bump” nell’ultravioletto, a circa 2175 dovuto probabilmente alle bande di assorbimento molecolari dei PAH

A causa della dipendenza dell'estinzione dalla lunghezza d'onda è necessario costruire delle curve di estinzione $A(\lambda)$, se si vogliono apportare le dovute correzioni agli spettri e alle diverse bande fotometriche.

Uno dei modi per costruire queste curve è basato sull'analisi degli spettri, confrontando a esempio gli spettri misurati con spettri teorici o con spettri di oggetti simili (es. stelle della stessa classe spettrale) per cui l'estinzione è trascurabile.

Negli spettri è possibile osservare anche altre piccole “signature” dovute al mezzo interposto (come a esempio linee di assorbimento dovute a specifici elementi). Questi effetti, di solito piccoli, più che un contributo all'estinzione, forniscono informazioni proprio sulle caratteristiche del IM.

Un altro modo per valutare l'estinzione a diverse lunghezze d'onda è studiare il rapporto tra l'intensità delle righe negli spettri. A esempio, nelle nebulose a emissione, il rapporto tra le righe $H\alpha$ (a 656 nm nella parte rossa dello spettro) e $H\beta$ (a 487 nm nella parte blu dello spettro) dovrebbe essere 2.85. Misurando il rapporto sperimentalmente osservato (che sarà maggiore in caso di estinzione) si ottiene una misura dell'estinzione.

4.2 Arrossamento

A causa della sua dipendenza dalla lunghezza d'onda, l'estinzione provoca un altro effetto, che dal punto di vista fotometrico, per il suo effetto sugli indici di colore, viene considerato in maniera specifica: l'arrossamento.

Poichè la radiazione di maggiore lunghezza d'onda (rossa) viene attenuata di meno della radiazione di più alta frequenza (blu) il colore delle stelle viene “spostato” verso il rosso. Da non confondere con il *red-shift*, che riguarda lo spostamento delle linee spettrali!

In ogni sistema fotometrico l'arrossamento interstellare (*interstellar reddening*) può essere descritto dall'eccesso di colore, definito come la differenza fra l'indice di colore osservato e l'indice di colore

intrinseco. L'indice di colore intrinseco è l'indice di colore teorico che l'oggetto avrebbe se non fosse soggetto ad estinzione. Nel sistema fotometrico UBV l'eccesso di colore E_{B-V} è legato all'indice di colore dalla relazione:

$$E_{B-V} = (B - V)_{\text{observed}} - (B - V)_{\text{intrinsic}}$$

Si parla di eccesso in quanto uno spostamento verso il rosso del colore di una stella implica un aumento dell'indice di colore. Pertanto E_{B-V} è sempre positivo.

4.3 Effetti dell'atmosfera terrestre

Analogamente al mezzo interstellare, anche l'atmosfera terrestre agisce sulla luce che proviene dalle stelle. Oltre all'estinzione (atmosfera) e all'arrossamento, l'atmosfera produce altri due effetti: la rifrazione e il *seeing*.

4.3.1 Estinzione atmosferica

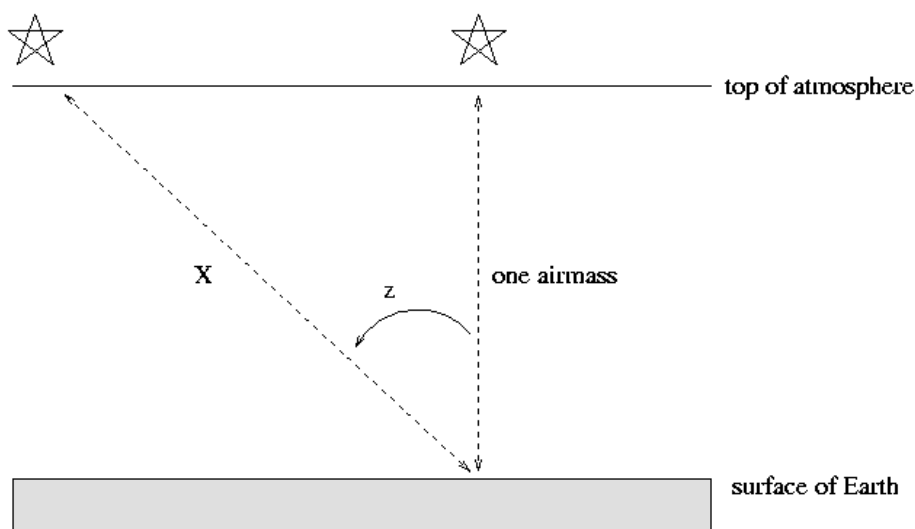
Consideriamo i raggi di luce provenienti da una particolare stella mentre si dirigono verso un particolare osservatore sulla superficie terrestre. Mentre la luce precorre l'atmosfera alcuni fotoni collidono con atomi, molecole, gocce d'acqua, grani di polvere e altro. Questi fotoni possono essere assorbiti (in tal caso cessano di esistere), oppure possono essere diffusi in una direzione diversa.

In entrambi i casi, essi non raggiungono più l'osservatore a terra. Come risultato, l'osservatore rileva un minor numero di raggi di luce proveniente dalla stella (quindi un minor flusso) di quello che avrebbe visto fuori dall'atmosfera.

Noi chiamiamo questa attenuazione estinzione della luce stellare.

Chiaramente, la quantità di estinzione dipende dalla quantità di aria che la luce deve attraversare. Gli astronomi usano il termine **massa d'aria (airmass)** per definire questa quantità: 1 airmass è la quantità di aria direttamente sopra un osservatore. Quindi, se si sta osservando una stella allo zenit, si sta osservando attraverso 1 airmass.

Se, tuttavia, la stella è a una distanza angolare di distanza dallo zenit, indicata dall'angolo zenitale z , come mostrato in figura la sua luce viaggia lungo uno strato di atmosfera di lunghezza maggiore.



Considerando localmente la Terra e la sua atmosfera come piatti, l'airmass X è legata all'angolo zenitale dalla relazione:

$$X = 1/\cos(z)$$

Si può calcolare il rapporto tra massa d'aria ed estinzione usando una relazione analoga a quella utilizzata nel caso dell'estinzione interstellare:

$$I = I_0 e^{-kX}$$

in questo caso abbiamo utilizzato k , il coefficiente di attenuazione lineare, che moltiplicato per lo spessore attraversato X fornisce proprio il cammino ottico.

Anche in questo caso il coefficiente di attenuazione lineare dipenderà (tramite la sezione d'urto dei processi coinvolti) dalla lunghezza d'onda.

Partendo dalla relazione precedente e utilizzando la definizione di magnitudine, si dimostra facilmente che:

$$m(X) = m_0 + k * X$$

dove m_0 è la magnitudine fuori dall'atmosfera, e k è una costante che dipende dalle proprietà locali dell'atmosfera e dalla lunghezza d'onda della luce. Tecnicamente il coefficiente k viene chiamato "coefficiente di estinzione al primo ordine".

Se si osserva attraverso lo standard fotometrico Johnson-Cousins (filtri UBVRI) si trovano i seguenti valori tipici per k :

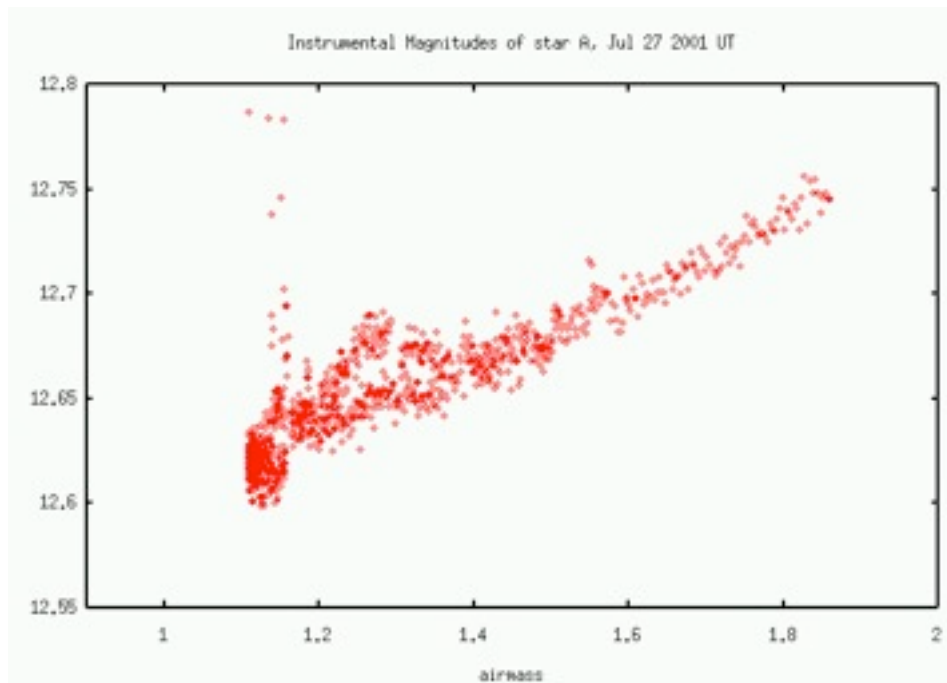
Banda	K
U	0.6
B	0.4
V	0.2
R	0.1
I	0.08

Come si vede l'estinzione è molto maggiore nell'ultravioletto che nell'infrarosso. Se non si tiene conto di questo effetto si ha, per esempio, un notevole errore (0.2) nell'indice di colore B-V. Questa dipendenza dalla lunghezza d'onda è ovviamente dovuta al particolare meccanismo d'interazione tra la radiazione e la materia che agisce in questo caso e che vedremo tra breve.

Questi valori sono ovviamente solo *indicativi* in quanto il valore di K dipende criticamente dal sito di osservazione e dalle condizioni di quella particolare notte. Le condizioni dell'atmosfera possono cambiare da una notte all'altra (e a volte anche nel corso di una stessa notte!) a esempio se l'atmosfera è più trasparente, minore è il coefficiente di estinzione.

Nel caso di misure di precisione il coefficiente di estinzione va determinato volta per volta.

Per misurarlo si misura la magnitudine (strumentale) di una stella di magnitudine nota in funzione dell'airmass. La figura seguente mostra una misura di questo tipo eseguite nel corso di una notte per una stella in banda V. Quale è il coefficiente di estinzione in questo caso? Si lascia la sua stima come esercizio.



Ovviamente, se facciamo misure relative e usiamo per la calibrazione in una certa banda stelle acquisite nello stesso *frame* (ovvero “fotografate” tutte insieme) saremo già corretti per l'estinzione.

4.3.2 Caratteristiche spettrali dell'estinzione atmosferica

Il processo dominante nell'interazione tra la radiazione e l'atmosfera è lo scattering con gli atomi dei gas che la compongono.

In questo caso, in cui le “particelle” hanno dimensioni molto minori della lunghezza d'onda, vale lo scattering Rayleigh, la cui sezione d'urto è proporzionale a $\frac{1}{\lambda^4}$

La dipendenza da λ è molto forte. Per questo il cielo è azzurro! Infatti la radiazione di minore lunghezza d'onda viene fortemente diffusa. Lo stesso motivo spiega l'arrossamento del Sole all'orizzonte: man mano che aumenta l'angolo zenitale l'airmass aumenta, l'estinzione anche (esponenzialmente!), soprattutto alle lunghezze d'onda più corte, e il Sole diventa sempre più rosso. Se l'atmosfera è più densa, come nel caso di presenza di grandi quantità di vapore acqueo, i tramonti sono ancora più rossi.

Come nel caso del IM, anche in quello dell'atmosfera lo scattering (in questo caso Rayleigh) per quanto rifletta bene la dipendenza dalla lunghezza d'onda dell'estinzione nel visibile, non è sufficiente a tenere conto da solo di tutta la dipendenza spettrale dell'estinzione.

Questa dipendenza è particolarmente importante nell'analisi degli spettri. Infatti, in questo caso, nel vicino ultravioletto, nel rosso profondo e nell'infrarosso, sono presenti bande di assorbimento

atmosferico (righe “telluriche”) dovute all’Ossigeno molecolare, all’Ozono, all’acqua, ma anche ad altre molecole come CO₂, CH₄, etc.

Un’altra componente spettrale, questa volta di origine antropica, sono le linee di *emissione* delle fonti di illuminazione artificiale che, riflesse dall’atmosfera, danno luogo al ben noto inquinamento luminoso.

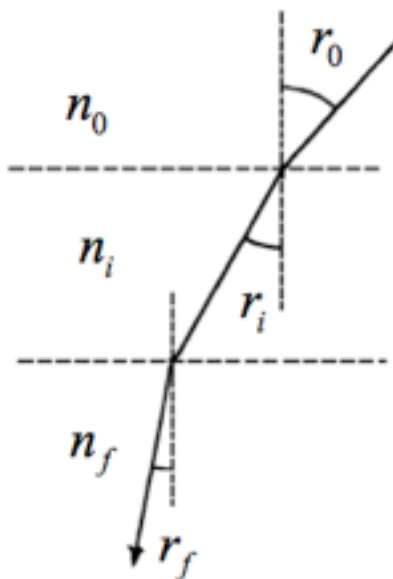
Queste righe ovviamente non producono estinzione, ma se non si lavora da siti particolarmente bui (e non è nostro caso!) è assolutamente necessario tenere conto di queste righe quando si analizzano spettri, soprattutto di sorgenti deboli.

L’Ossigeno atmosferico produce inoltre delle righe naturali di emissione (che contribuiscono alla luminosità di fondo del cielo notturno) di cui può essere necessario tenere conto nell’analisi degli spettri.

4.3.3 La rifrazione atmosferica

Quando la luce proveniente da una stella entra nell’atmosfera terrestre passa in un mezzo con un diverso indice di rifrazione n_1 rispetto al vuoto n_0 .

Per la legge di Snell la sua direzione subisce una deviazione. Man mano che si avvicina al suolo incontra strati via via più densi, di indice di rifrazione crescente.



Supponendo di dividere l’atmosfera in m strati, possiamo scrivere per i passaggi da uno strato all’altro:

$$n_0 \sin r_0 = n_1 \sin r_1$$

$$n_1 \sin r_1 = n_2 \sin r_2$$

.....

$$n_{i-1} \sin r_{i-1} = n_i \sin r_i$$

.....

$$n_{m-1} \sin r_{m-1} = n_f \sin r_f$$

Uguagliando tra loro queste relazioni si ottiene:

$$n_0 \sin r_0 = n_f \sin r_f$$

Da cui si vede che l’angolo finale di rifrazione dipende solo dall’indice di rifrazione dell’ultimo strato.

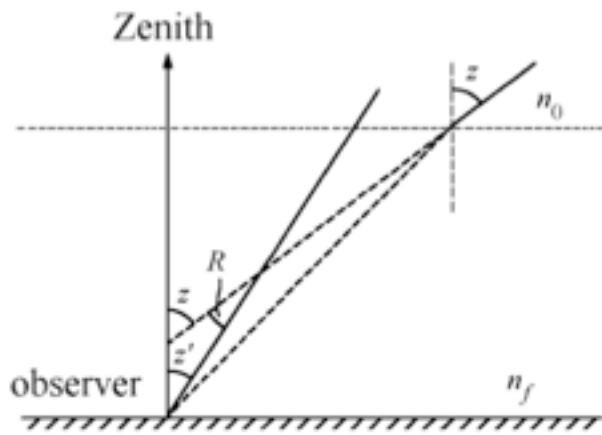
Utilizzando l’angolo zenitale z e ponendo $n_0 = 1$ (indice di rifrazione del vuoto) si ottiene:

$$\sin z = n_f \sin z'$$

Dal punto di vista pratico quello che si osserva è che la stella è vista a un angolo zenitale z' più piccolo di quello vero z , quindi in una posizione angolare *diversa* rispetto a quella reale.

Chiamando R la differenza tra i due angoli: $R = z - z'$

e sostituendo nella precedente relazione si ottiene:



$$n_f \sin z' = \sin z = \sin(z' + R) = \sin z' \cos R + \cos z' \sin R$$

Che per piccole variazioni di angolo (R piccolo) si può scrivere:

$$\sin z' + R \cos z'$$

da cui si ottiene:

$$R = (n_f - 1) \tan z'$$

che fornisce l'entità della deviazione angolare tra la posizione osservata di una stella e la posizione reale in funzione dall'angolo zenitale e dall'indice di rifrazione dello strato di aria più vicino al suolo.

Dato che l'indice di rifrazione dell'aria è piccolo (dell'ordine di 1.0003) per piccoli valori di z l'effetto può non essere vistoso. Ma per valori molto grandi dell'angolo zenitale (oggetti vicini all'orizzonte) la differenza può essere anche significativa. A esempio, all'orizzonte R vale circa $30'$ e ciò comporta che il Sole al tramonto si veda ancora per qualche minuto dopo che è effettivamente tramontato.

Le conseguenze principali della rifrazione sono legate non tanto a problemi di puntamento e di posizione, quanto alla necessità di "guidare" le lunghe pose fotografiche² e al fatto che l'indice di rifrazione dipende dalla lunghezza d'onda.

Infatti questa dipendenza crea un effetto di dispersione cromatica della luce che può diventare significativo già ad angoli zenitali non troppo grandi, soprattutto se si acquisisce in una banda spettrale molto ampia: l'atmosfera agisce come un prisma!

Il valore esatto dell'indice di rifrazione dell'aria dipende dalle particolari condizioni di pressione, temperatura, densità e composizione e viene ottenuto tramite modellizzazioni abbastanza complesse, che tengono conto anche delle particolari condizioni del sito di osservazione.

² Vedremo le tecniche di guida nella parte sui telescopi e i CCD.

4.3.4 Il seeing

Seeing è un termine intraducibile che significa più o meno “condizioni di visibilità” intendendo per questo la “qualità” dell’immagine e non, a esempio, la presenza di nebbia o nuvole... Il seeing è il motivo per cui la luce delle stelle “sfarfalla”.

Quando le stelle sono più “ferme” abbiamo un buon seeing, quando ballano, abbiamo un cattivo seeing.

Gli astronomi hanno stabilito da tempo alcune scale per misurare il seeing, basate sull’osservazione visuale, e ancora usate nelle stime “a occhio” e dagli astrofili. Forse la più usata è quella di Antoniadi (modificata) che va da 1 (immagini ottime) a 6 (immagini pessime). Ma esiste anche la scala di Pickering che va da 1 (pessime condizioni) a 10 (condizioni ottimali). Osservate la figura 3 per farvi un’idea di cosa comporta il seeing nel caso di un’osservazione planetaria.

Nella pratica astrofisica quantitativa il seeing è esattamente definito e misurabile (si misura in secondi d’arco). Ma questa definizione, così come una trattazione più accurata del seeing in relazione alle osservazioni astronomiche, la rimandiamo alla parte sui Telescopi, in quanto richiede l’introduzione di alcuni fondamentali parametri ottici. Per ora diciamo solo che il seeing *peggiora* la risoluzione angolare ottenibile e rende il segnale associato al flusso più rumoroso.

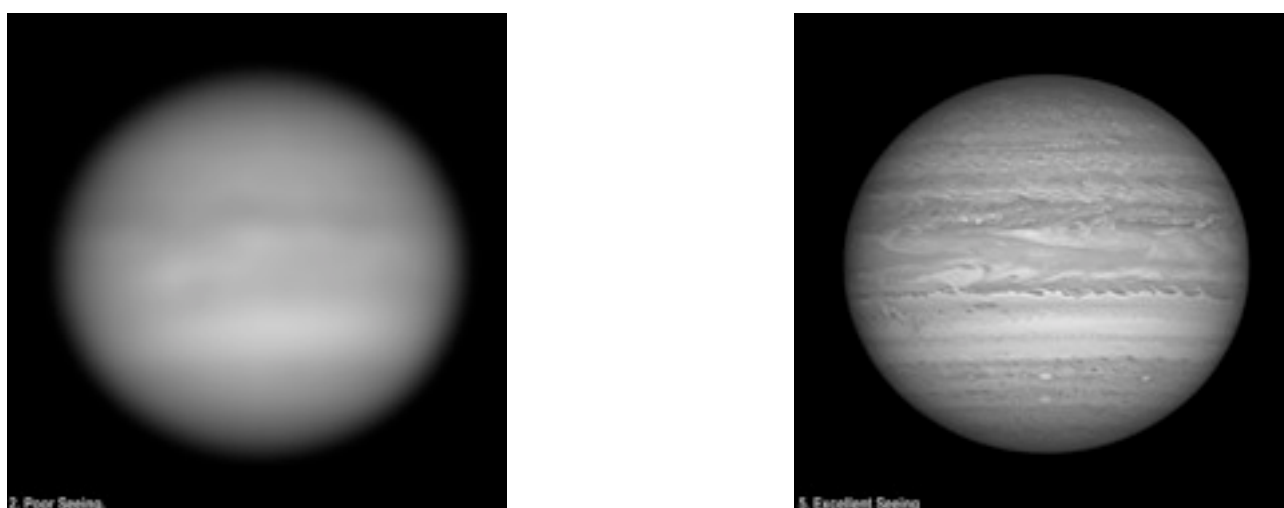


Figura 3. Giove osservato in condizioni di pessimo seeing (a sinistra) e di seeing ottimo (a destra).

In questo contesto ci limiteremo soltanto ad accennare al processo fisico per cui l’atmosfera produce il seeing.

Abbiamo visto che l’atmosfera è un mezzo rifrangente. Poichè le condizioni di densità, temperatura, composizione cambiano (anche se di poco) molto localmente e nel tempo, ciò avviene anche per l’indice di rifrazione. Pertanto la luce della stella attraversa un mezzo con un indice di rifrazione variabile nello spazio e nel tempo. Questo fa sì che cambi nel tempo sia l’intensità (flusso) sia la posizione dell’immagine della stella nel punto di osservazione (tipicamente il piano focale del telescopio).

Il seeing può manifestarsi a diverse frequenze. Possiamo avere componenti di seeing “lente”, con frequenze dell’ordine dell’Hertz e componenti veloci, con frequenze intorno al migliaio di Hertz.

Nel primo caso l'immagine "balla" lentamente" e possiamo cogliere momenti in cui l'immagine è ferma. Nel secondo caso l'immagine è "impastata" a una frequenza che può essere risolta solo con opportuni rivelatori. Nella maggior parte dei casi sono presenti molte frequenze contemporaneamente.

Il seeing cambia da luogo a luogo e, in funzione del tempo, nello stesso luogo. La figura 4 illustra come il seeing può cambiare anche a distanza di pochi km a causa della morfologia del luogo.

Tuttavia per ogni località può essere stabilito un seeing medio: ci sono posti dove il seeing è *mediamente* migliore che in altri

Nel caso di maggiore spessore e maggiore turbolenza dell'atmosfera i cambiamenti dell'indice di rifrazione sono ovviamente più marcati che nel caso di minore spessore e minore turbolenza.

Per questo motivo quasi tutti i grandi osservatori astronomici sono in quota (anche in alta quota!) in maniera da avere meno atmosfera possibile sopra la testa e situati in zone dal punto di vista atmosferico molto stabili (deserti, isole a latitudine opportuna, etc.).

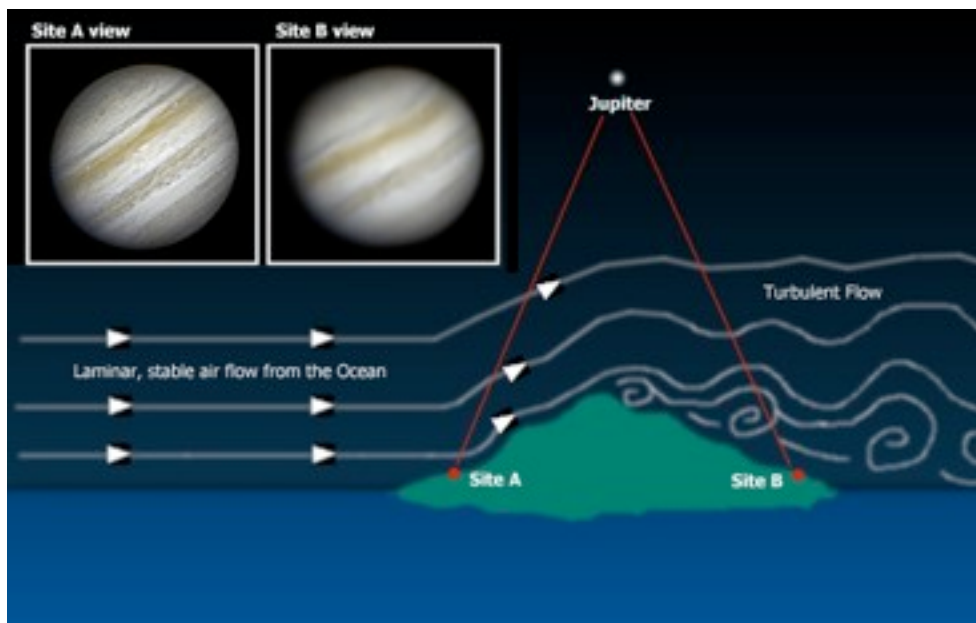


Figura 4. Anche su brevi distanze le diverse condizioni morfologiche del suolo, che si riflettono sul comportamento dei flussi in atmosfera, possono modificare drasticamente le condizioni di seeing.

Per superare i problemi dovuti al seeing che comportano, come vedremo, grandi limiti sulla risoluzione ottenibile e sulla osservazione di oggetti deboli³, è stato lanciato il Telescopio Spaziale Hubble (Hubble Space Telescope, HST), anche se sono state sviluppate parallelamente alcune tecniche (ottiche adattive, speckle imaging, etc.) - che vedremo nella parte sui telescopi - per superare almeno parzialmente questi problemi anche con i telescopi a terra.

Non bisogna confondere il seeing con la trasparenza dell'aria. A esempio, alcune fredde notti invernali in cui il cielo è molto trasparente sono caratterizzate da un cattivo seeing ("come brillano le stelle stanotte..."). Ciò a causa delle forti correnti a getto in quota che "puliscono l'aria" ma creano grandi turbolenze in quota. Viceversa alcune serate molto umide, caratterizzate quindi da

³ In pratica il seeing provoca un allargamento delle immagini stellari, rendendo impossibile distinguere oggetti vicini e più difficile "staccare" dal fondo oggetti deboli.

una non eccezionale trasparenza, offrono un buon seeing. L'aria è "stagnante", poco mossa e quindi poco turbolenta.

Prevedere il seeing di una serata non è cosa facile. Si tratta di un'arte simile a quella delle previsioni meteorologiche, che deve tenere conto di numerosi fattori, alcuni dei quali molto locali. In genere conviene misurare il seeing su periodi relativamente lunghi per avere un'idea del seeing medio del luogo.

Infine, e questa è una cosa che negli osservatori è particolarmente curata, bisogna fare attenzione al seeing "locale" ovvero alle condizioni "microclimatiche" del sito di osservazione: se osservate al telescopio da una stanza attraverso una finestra ve ne accorgete...